

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID  
FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS  
DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA

**POBLACIONES ESTELARES  
EN GALAXIAS CON FORMACIÓN  
ESTELAR ACTIVA  
EN EL UNIVERSO LOCAL**

Dirigida por:

D. Jaime Zamorano Calvo  
*Profesor titular*

D. Jesús Gallego Maestro  
*Profesor titular*

Universidad Complutense de Madrid



Memoria presentada por  
D. Pablo Guillermo Pérez González  
para aspirar al grado de  
Doctor en Ciencias Físicas  
Madrid, Junio 2003



# Índice general

<b>Agradecimientos</b>	<b>v</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Objetivos del trabajo . . . . .	5
<b>2. La Exploración de la Universidad Complutense de Madrid</b>	<b>7</b>
2.1. Descripción de la exploración . . . . .	7
2.2. Datos más relevantes . . . . .	11
2.2.1. Datos obtenidos por la UCM . . . . .	12
2.2.2. Datos de archivo . . . . .	21
<b>3. Propiedades integradas de la muestra UCM en el filtro B de Johnson</b>	<b>29</b>
3.1. Motivación y objetivos del estudio . . . . .	29
3.2. Observaciones . . . . .	30
3.3. Reducción y calibración . . . . .	33
3.3.1. Reducción . . . . .	33
3.3.2. Calibración . . . . .	35
3.4. Parámetros fotométricos integrados . . . . .	37
3.4.1. Medida de parámetros . . . . .	37
3.4.2. Cálculo de errores . . . . .	42
3.5. Propiedades de las galaxias UCM en los filtros $B$ y $r$ . . . . .	49
3.6. Comparación con otras muestras . . . . .	56
3.6.1. Muestras locales . . . . .	56
3.6.2. Muestras a desplazamientos al rojo mayores . . . . .	61
3.7. Sumario y conclusiones . . . . .	63
<b>4. Fotometría superficial y morfología de las galaxias UCM en el filtro B</b>	<b>67</b>
4.1. Objetivos del estudio . . . . .	67
4.2. Parámetros de fotometría superficial . . . . .	69
4.2.1. Análisis de isofotas . . . . .	69

4.2.2.	Descomposición bulbo-disco . . . . .	72
4.2.3.	Índices de concentración . . . . .	85
4.2.4.	Parámetro de asimetría . . . . .	86
4.3.	Análisis espacial de la emisión en el filtro B de las galaxias UCM . . . . .	93
4.3.1.	Parámetros de bulbo y disco . . . . .	93
4.3.2.	Parámetros geométricos . . . . .	98
4.3.3.	Índices de concentración y coeficiente de asimetría . . . . .	100
4.3.4.	Clasificación morfológica . . . . .	101
4.3.5.	Correlaciones entre parámetros . . . . .	111
4.4.	Sumario y conclusiones . . . . .	116
<b>5.</b>	<b>Análisis espacial de la emisión H<math>\alpha</math> de las galaxias UCM</b>	<b>119</b>
5.1.	Objetivos del estudio . . . . .	119
5.2.	La muestra de galaxias . . . . .	121
5.3.	Observaciones . . . . .	123
5.4.	Reducción y calibración . . . . .	126
5.4.1.	Bias, flat-field y fringing . . . . .	126
5.4.2.	Alineado y combinación . . . . .	127
5.4.3.	Resta del continuo estelar . . . . .	128
5.4.4.	Descontaminación de [NII] y corrección de extinción . . . . .	128
5.4.5.	Calibración . . . . .	132
5.5.	Resultados . . . . .	137
5.5.1.	Comparación con datos espectroscópicos . . . . .	137
5.5.2.	Concentración y tamaño de las regiones de formación estelar . . . . .	143
5.5.3.	Localización de la formación estelar . . . . .	148
5.5.4.	Anchura equivalente y luminosidad . . . . .	153
5.5.5.	Brotos de formación estelar y componente difusa . . . . .	157
5.5.6.	Implicaciones para estudios a desplazamientos al rojo mayores . . . . .	168
5.6.	Comparación de estimadores de SFR . . . . .	172
5.6.1.	Datos multi-longitud de onda acerca de la SFR de las galaxias UCM . . . . .	173
5.6.2.	Correlaciones entre estimadores . . . . .	176
5.7.	Sumario y conclusiones . . . . .	183
<b>6.</b>	<b>Modelado de galaxias con formación estelar prominente</b>	<b>187</b>
6.1.	Motivación y objetivos . . . . .	187
6.2.	Datos fotométricos y espectroscópicos . . . . .	190
6.2.1.	Datos en el NIR: bandas <i>J</i> y <i>K</i> . . . . .	191
6.2.2.	Análisis fotométrico . . . . .	192
6.2.3.	Datos de archivo . . . . .	194

6.2.4.	Sumario de datos utilizados en los modelos . . . . .	195
6.3.	Modelos . . . . .	203
6.3.1.	Población subyacente . . . . .	205
6.3.2.	Formación estelar reciente . . . . .	207
6.3.3.	Comparación de las poblaciones estelares . . . . .	208
6.3.4.	Tratamiento de la extinción por polvo . . . . .	210
6.3.5.	Método de ajuste . . . . .	213
6.4.	Discusión sobre el modelado . . . . .	215
6.4.1.	Bondad del ajuste . . . . .	215
6.4.2.	Degeneración de las soluciones . . . . .	225
6.4.3.	Optimización de los observables para obtener masas estelares . . . . .	227
6.5.	Sumario y conclusiones . . . . .	228
<b>7.</b>	<b>Propiedades integradas de las poblaciones estelares en las galaxias UCM</b>	<b>231</b>
7.1.	Objetivos del estudio . . . . .	232
7.2.	Propiedades de los brotes de formación estelar . . . . .	233
7.2.1.	Fuerzas de brote . . . . .	234
7.2.2.	Edades . . . . .	237
7.2.3.	Metalicidades . . . . .	238
7.2.4.	Correlaciones entre parámetros . . . . .	239
7.3.	Masas estelares . . . . .	244
7.4.	Tasas de formación estelar específicas . . . . .	252
7.4.1.	Comentarios sobre galaxias individuales . . . . .	267
7.5.	Sumario y conclusiones . . . . .	268
<b>8.</b>	<b>Funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM</b>	<b>271</b>
8.1.	Motivación y objetivos del estudio . . . . .	271
8.2.	Función de luminosidad $H\alpha$ . . . . .	274
8.3.	Método bivariado de estimación de funciones de luminosidad . . . . .	280
8.4.	Funciones de luminosidad en el óptico e infrarrojo . . . . .	284
8.4.1.	Datos utilizados en el óptico e infrarrojo cercano . . . . .	284
8.4.2.	Test del método: función de luminosidad $H\alpha$ . . . . .	286
8.4.3.	Resultados en el óptico y NIR . . . . .	286
8.4.4.	Función de luminosidad en el FIR . . . . .	289
8.5.	Función de masas . . . . .	291
8.5.1.	Método de cálculo . . . . .	291
8.5.2.	Funciones de masas de la muestra UCM . . . . .	292
8.5.3.	Comparación con muestras a $z$ intermedio y alto . . . . .	296
8.6.	Sumario y conclusiones . . . . .	297

<b>9. Proyectos futuros</b>	<b>299</b>
<b>10. Conclusiones</b>	<b>303</b>
<b>A. Fichas de las galaxias de la Exploración UCM</b>	<b>307</b>

# Agradecimientos

Los más de cuatro años que he pasado en el Departamento de Astrofísica de la Universidad Complutense de Madrid no habrían dado el fruto del trabajo presentado en este memoria de tesis sin el apoyo y aliento de muchas personas con las que he convivido, colaborado y compartido algo más que pensamientos científicos durante este tiempo.

Mi primer agradecimiento no puede dirigirse a nadie más que a mis directores de tesis, los doctores Jaime Zamorano y Jesús Gallego, que confiaron en mí para realizar una tesis y me ayudaron ya en los difíciles momentos en los que no tenía beca, ofreciéndome la oportunidad en esta situación de realizar mi primera observación astronómica en un telescopio profesional, experiencia que nunca olvidaré. Con Jesús y especialmente con Jaime he disfrutado de interesantes discusiones sobre ciencia, de sus consejos, de su ánimo, de su entusiasmo por la Astrofísica, de su comprensión y, casi tan importante como todo lo anterior, de su trato de confianza y de momentos de diversión y “pedaleo” que han sido gratificantes hasta tal punto que los aprecio más allá de la relación profesional.

En este punto también debo expresar mi agradecimiento a los miembros del Departamento de Astrofísica de la UCM que me han acogido y me han brindado la oportunidad de utilizar los recursos del departamento.

Mi aprendizaje sobre lo que es el trabajo científico moderno y el contenido de esta memoria de tesis serían mucho peores sin la inestimable ayuda del Dr. Alfonso Aragón-Salamanca. Él me acogió 2 duros meses en mi estancia en la Universidad de Nottingham (Reino Unido) y me permitió disfrutar de sus conocimientos e ideas geniales. También me ha aconsejado y guiado por el camino del investigador serio y de calidad, lo cual le agradezco tremendamente. Asimismo quiero agradecer a la Dra. Almudena Alonso-Herrero su interés por mi trabajo y su atención para conmigo.

Las siguientes personas a las que querría agradecer su apoyo y amistad son Ar-

mando y Sergio. Armando nos guió tanto a Sergio como a mi en el difícil camino de la ciencia y de los ordenadores como si fuera otro director de tesis más. Además, me acogió en el *Infrared Processing and Analysis Center* de Caltech (Estados Unidos); fruto de mi estancia allí surgió el trabajo que integra gran parte de esta tesis, y pasamos grandes ratos juntos. Con él realicé mi primera observación astronómica que ya habrá quedado claro que marcó mi vida, y en la que empecé a gozar de su amistad. Sergio ha sido mi compañero todos estos años de tesis, hemos compartido observaciones, conocimientos sobre ordenadores, discusiones sobre ciencia, viajes a sitios inhóspitos... Sin él estos 4 años no hubieran sido tan divertidos. He conocido pocas personas tan buenas y tan interesantes como Sergio y Armando.

Muchas gracias también a otros doctorandos como Quique, Javier, Patricia, Ángel, Javier López, Mari Cruz, Inés, Almudena e Israel. Y también a Javier Gorgas, Nicolás y Santos, que me han prestado su ayuda desinteresadamente cada vez que la he solicitado.

Gracias a mi familia, especialmente a mis padres, Pilar y Emilio, que me han enseñado el valor del trabajo y el esfuerzo, y que me han apoyado todo este tiempo. A ellos, con su trabajo y su dedicación para con sus hijos, les debo el haber llegado hasta aquí, el haber tenido la oportunidad de estudiar una carrera y realizar una tesis doctoral. Gracias también a mis hermanas, Belén y Lourdes, que siempre me alentaron para convertirme en un investigador. Y gracias también a mis cuñados, Jesús y Luis, y, por qué no, a mis sobrinos, Jorge, Marta, Javier y Miguel, con los que he disfrutado y reído sin límites.

Gracias a mis amigos: Nacho, Eva, Toñín, Marco, Gloria, César, Lorena, Fran, Susana, Maite, Belén, Fernando, Pedro, Silvia, David, Juanjo, Pablo, Emilio y Charo, por sacarme de la ciencia de vez en cuando para desintoxicarme.

Y mi último agradecimiento, y no el menos importante, para Noelia, que ha aguantado más de 4 años de trabajo de sol a sol, de malos humos cuando la ciencia no avanzaba, de llamadas de teléfono desde lugares distantes y de historias astrofísicas a veces (cuando menos) aburridas. Durante todo el tiempo que he trabajado en esta tesis he gozado de su amor, su cariño, su paciencia, su confianza, su alegría, su bondad y su apoyo.

# CAPÍTULO 1

## Introducción

La pregunta más importante que intenta responder cualquier rama de la ciencia es aquella que se refiere al origen de las cosas y de los fenómenos que observamos a nuestro alrededor. La Astrofísica cobra en este tema un papel principal dentro de las ciencias, intentando analizar el origen del Universo como un todo a través de la rama de la Cosmología. Otro tema clave de la investigación astrofísica es el estudio de cómo se formaron las unidades estructurales básicas del Universo, las galaxias, y cómo éstas han evolucionado a través del tiempo hasta llegar a formar los objetos que vemos a nuestro alrededor: galaxias espirales, elípticas, etc...

El estudio de las estructuras de materia en distintas épocas dentro del tiempo de Hubble ha acaparado una enorme cantidad de recursos técnicos y humanos en la historia de la Astrofísica, lo que ha supuesto una inversión económica muy importante. Este interés, al que se une un esfuerzo observacional ingente, ha sido más intenso si cabe en la última década, en la que se han construido telescopios de diámetros en el intervalo entre 8 y 10 metros e instrumentos adecuados para la observación de objetos de brillo muy débil, permitiendo la caracterización de galaxias cada vez más distantes. No es de extrañar, por tanto, que nuestro conocimiento acerca de la población de galaxias en el rango de desplazamientos al rojo entre  $z = 0$  y  $z \sim 5$  haya crecido enormemente en un espacio de tiempo relativamente corto (véase, por ejemplo, los artículos de revisión de

Ellis 1997 y Ferguson et al. 2000).

El análisis de muestras de galaxias a diferentes distancias cosmológicas ha revelado que el número de objetos peculiares, es decir, cuya morfología no se ajusta a los tipos comunes observados en el Universo Local, crece rápidamente con el desplazamiento al rojo (Cowie et al. 1995, Glazebrook et al. 1995, Abraham et al. 1996a,b, Ellis 2001, Abraham & van den Bergh 2001). Efectivamente, la mayor parte de las galaxias cercanas pueden ser clasificadas dentro del sistema de diapasón (*tuning fork*) de Hubble (1926), completado posteriormente por otros autores (Holmberg 1958, de Vaucouleurs 1959, van den Bergh 1960b), en el que, a grandes rasgos, todas las galaxias se pueden clasificar como elípticas, lenticulares o espirales. Las galaxias en las que se basa el diagrama de clasificación de Hubble son, en general, sistemas muy luminosos, masivos y con una formación estelar actual poco importante en comparación con el contenido estelar total (lo que nos permite calificarlas como sistemas relajados o quiescentes). Sin embargo, cuando nos centramos en el estudio de objetos del Universo Local de baja luminosidad y poco masivos la clasificación tradicional deja de ser útil (van den Bergh 1960a, Sandage & Tammann 1987, Sandage & Bedke 1994).

Si analizamos muestras de galaxias más distantes la complejidad de la morfología crece considerablemente, rompiéndose el esquema de clasificación de Hubble a desplazamientos al rojo relativamente bajos, entre  $z \sim 0.3$  y  $z \sim 0.5$ , es decir, que el diagrama de Hubble sólo es válido para el último tercio de la edad del Universo (véase Abraham & van den Bergh 2002, y referencias allí citadas). A distancias cosmológicas del orden de  $z = 1 - 5$  se detectan objetos de características peculiares y distintas a lo observado en sistemas cercanos, propiedades en muchos casos relacionadas con una formación estelar prominente. Entre estas galaxias podemos citar algunos ejemplos de las clases más importantes:

- las *Lyman break galaxies* (LBG), presentadas por primera vez por Steidel et al. (1996, 1999), que son objetos lejanos ( $z > 2$ ) detectados a partir de sus características prominentes (brillantes) en el ultravioleta (UV), concretamente por el corte de Lyman en torno a  $1000 \text{ \AA}$ , zona en la que también se encuentra la línea de emisión nebular  $Ly\alpha$ .
- los *extremely red objects* (EROs), galaxias presentadas por Yan et al. (2000) que se caracterizan por tener colores ópticos e infrarrojo cercano [*near infrared* (NIR)] muy rojos (típicamente  $R - K > 5.3$ ), lo que se asocia a altas extinciones o poblaciones estelares muy viejas.

- las *ultraluminous infrared galaxies* (ULIRG), presentadas por Schmidt & Green (1983), que cuentan con luminosidades muy altas en el infrarrojo lejano [*far infrared* (FIR)], del orden de  $L_{\text{FIR}} > 10^{12} L_{\odot}$ , lo que implica un alto contenido de polvo y de radiación que lo calienta (y provoca su emisión en el FIR). En el Universo Local existen ejemplos de este tipo de galaxias, pero su importancia crece con el desplazamiento al rojo.
- las fuentes detectadas en longitudes de onda submilimétricas por *The Submillimetre Common-User Bolometer Array* (SCUBA) en el *James Clerk Maxwell Telescope* (JCMT) del Observatorio de Hawaii, que también se caracterizarían por altas extinciones.

Estos objetos conforman un porcentaje relativamente alto de las galaxias observadas a desplazamientos al rojo intermedios y altos, aunque pueden existir grandes efectos de selección (tanto mayores cuanto mayor es el  $z$ ), por lo que no se conoce con exactitud la importancia de estos tipos tan peculiares con respecto a la población global de galaxias a cada desplazamiento al rojo.

Sin embargo, sí conocemos que una gran parte de las galaxias detectadas a desplazamientos al rojo intermedios y altos se distinguen por una formación estelar intensa, aunque con características heterogéneas en aspectos como el contenido de polvo y la consecuente extinción. Efectivamente, parece establecido el hecho de que la formación estelar en el Universo tuvo un máximo en torno a  $z = 1 - 2$ , decreciendo en un orden de magnitud hasta  $z = 0$  (Songaila et al. 1994, Gallego et al. 1995, Lilly et al. 1996, Madau et al. 1996, Ellis et al. 1996, Hogg et al. 1998, Jones & Bland-Hawthorn 2001, Pettini et al. 2001, Pascual et al. 2001, Tresse et al. 2002, véase también los artículos de revisión de Madau 1997 y Blain 2001). Más allá de  $z \sim 1$  hay todavía una gran controversia acerca del comportamiento de la densidad de tasa de formación estelar (SFR), existiendo trabajos que apuntarían a una tendencia a la baja (Madau et al. 1996) y otros que indicarían una densidad de SFR constante hasta  $z \sim 5$  (Pettini et al. 1998, Steidel et al. 1999, Yan et al. 1999, Moorwood et al. 2000). Uno de los grandes problemas en este estudio de la densidad de SFR del Universo es el uso de distintos trazadores de la formación estelar y el efecto de la extinción sobre ellos.

Otro tema de investigación abierto es el que se refiere a la formación y evolución de las estructuras galácticas a lo largo de la vida del Universo, acerca de lo cual existen dos teorías ampliamente extendidas y no necesariamente excluyentes: una de ellas establece que las galaxias se formarían principalmente en un colapso único y masivo, mientras que la otra apuntaría a la formación de estructuras pequeñas de estrellas que se unirían posteriormente para dar lugar a complejos más grandes y de propiedades más cercanas a

las de las galaxias tal y como las observamos en nuestra vecindad. Uno de los observables claves para diferenciar ambos escenarios de formación y evolución de galaxias sería la masa estelar de las estructuras galácticas y su análisis en función del desplazamiento al rojo (véase, por ejemplo, Aragón-Salamanca et al. 1998, Baugh et al. 1998, Fukugita et al. 1998, Kauffmann et al. 1999).

Si nos centramos en el Universo Local, la formación estelar activa es un fenómeno poco frecuente en las galaxias “normales”, existiendo un gran número de sistemas muy masivos, como galaxias elípticas o espirales de gran diseño, que han formado una gran cantidad de estrellas en el pasado y que pueden haber agotado todo el gas que tenían, viviendo actualmente en un estado relajado o quiescente. Sin embargo, también existen ejemplos puntuales de galaxias locales con brotes intensos, incluso muy violentos como, por ejemplo, los casos de las galaxias *starburst* (Calzetti 1997) o las galaxias HII (véase, por ejemplo, Telles 1995). Estos objetos (y otros de naturaleza análoga, aunque no tienen que ser tan extremos) pueden mostrar características muy parecidas a las galaxias observadas a alto desplazamiento al rojo.

El estudio de galaxias cercanas puede tener implicaciones cosmológicas en un doble sentido:

- podemos intentar identificar los objetos lejanos como los precursores de galaxias cercanas, es decir, estudiar cómo las galaxias a alto desplazamiento al rojo han dado lugar a las galaxias que vemos a nuestro alrededor (véase, por ejemplo, Ferguson et al. 2000). En este campo de investigación sería de interés estudiar los objetos cercanos muy evolucionados y masivos (y quiescentes) que tienen una historia de la formación estelar más amplia y deben contar con precursores en épocas tempranas del Universo.
- también podemos identificar galaxias cercanas de propiedades parecidas a los objetos lejanos, y extrapolar no sólo los resultados sino también las técnicas de estudio utilizadas en la caracterización de esas galaxias cercanas hacia el análisis de las poblaciones de galaxias a  $z \gg 0$  (Meurer et al. 1997, Guzmán et al. 1997, Conselice et al. 2000b, Pisano et al. 2001, Pérez-González et al. 2001).

Frente al caso de las galaxias a  $z \gg 0$ , la observación de objetos cercanos cuenta con la ventaja de que podemos obtener datos de mayor calidad, en lo que se refiere a aspectos como la profundidad o la resolución espacial, para un mayor número de galaxias y con unos requerimientos de tiempo de observación y de tamaño de telescopio razonables. El estudio detallado de estas galaxias cercanas puede conllevar un gran avance en el

conocimiento acerca de los procesos que regulan la formación estelar y, por extensión, acerca de la formación y evolución de las galaxias a lo largo de la vida del Universo (Gallego 1998, Conselice et al. 2000a).

Tal y como hemos recalcado en varias ocasiones, las galaxias cercanas deben contar con una formación estelar intensa para ser comparables con la mayoría de los objetos detectados a grandes distancias cosmológicas. Hay que tener siempre en cuenta, sin embargo, que todas las muestras de galaxias a cualquier desplazamiento al rojo presentan importantes efectos de selección, por lo que también sería interesante obtener muestras de galaxias detectadas con métodos homogéneos a todos los  $z$ .

## 1.1. Objetivos del trabajo

Este trabajo de tesis aborda el estudio detallado de una muestra de galaxias con formación estelar activa en el Universo Local, la conocida como muestra de galaxias con líneas de emisión de la Universidad Complutense de Madrid (UCM). El análisis presentado en esta memoria se centra en la caracterización de las poblaciones estelares presentes en las galaxias de la muestra UCM (o, desde otro punto de vista, en su historia de la formación estelar), abarcando la determinación de las propiedades de las estrellas recientemente creadas en el brote de formación estelar propio de los objetos de nuestra muestra, así como el análisis de las características del contenido estelar total de las galaxias UCM, y la relación entre el evento de formación estelar reciente y las propiedades globales de cada objeto.

Dado que las galaxias de la Exploración UCM son objetos cercanos y relativamente brillantes, ha sido posible la obtención de una gran cantidad de datos observacionales fotométricos y espectroscópicos en un amplio rango de longitudes de onda. Esto permite que a la caracterización de la muestra desde un punto de vista estadístico se una la posibilidad de estudiar las propiedades específicas de cada galaxia individual, incluso con resolución espacial, determinando la localización, intensidad y concentración de la formación estelar (tanto la reciente como la más evolucionada).

Una parte importante del presente trabajo de tesis está orientada al desarrollo de técnicas de modelado de poblaciones estelares en galaxias con formación estelar activa y a la caracterización del efecto en los resultados de los distintos ingredientes que estos modelos suelen utilizar, como, por ejemplo, el tratamiento de la extinción (uno de los parámetros de mayor influencia en los ambientes de formación estelar), la función inicial de masas [*initial mass function* (IMF)] o las librerías de evolución estelar.

La aplicación de estas técnicas de modelado a muestras de galaxias como la de la UCM proporciona parámetros tan importantes como la masa estelar que, como hemos mencionado, es esencial para entender la formación y evolución de estructuras en el Universo.

Otro objetivo de esta tesis es utilizar toda la información acerca de la población estelar integrada de las galaxias UCM para comparar estos objetos con galaxias locales y distantes, discerniendo los efectos de selección que puede tener nuestra muestra y la relación entre las galaxias con formación estelar activa y la población global de galaxias a lo largo del tiempo de Hubble.

La presente memoria de tesis comenzará, en el capítulo 2, con una descripción general de la muestra de galaxias con líneas de emisión de la UCM, repasando toda la información existente sobre ella anterior a este trabajo de tesis.

En el capítulo 3 se presentarán las observaciones y las propiedades de la emisión integrada de las galaxias UCM en el filtro  $B$  de Johnson, abordándose en el capítulo 4 la caracterización de la distribución espacial de la luminosidad en el mencionado filtro, lo que servirá para llevar a cabo un estudio morfológico de la muestra.

En el capítulo 5 se estudiarán la intensidad y la localización de los brotes de formación estelar en las galaxias UCM a través de las observaciones fotométricas en la línea de emisión nebular  $H\alpha$ . Este tipo de estudio en  $H\alpha$  fue iniciado con el trabajo pionero de Kennicutt (1983) para galaxias espirales cercanas normales, y es aún más interesante en la muestra UCM dado que la selección de las galaxias se realizó en esta línea de emisión. Asimismo, se analizarán los datos sobre la formación estelar reciente provenientes de distintos estimadores en un amplio rango espectral (desde el UV hasta el radio).

El estudio de la población estelar más joven, iniciado en el capítulo 5, continuará en los capítulos 6 y 7, donde se describirá una técnica de modelado de poblaciones estelares que será aplicada a los datos de las galaxias UCM.

Seguidamente, en el capítulo 8, se describirán los resultados acerca de las funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM, y la relación de ésta con la población global de galaxias del Universo Local.

En el capítulo 9 se presentarán los proyectos futuros que serían adecuados para continuar el trabajo descrito en esta memoria. Por último, las conclusiones de la tesis se detallarán en el capítulo 10.

# CAPÍTULO 2

## La Exploración de la Universidad Complutense de Madrid

### 2.1. Descripción de la exploración

El trabajo de tesis presentado en esta memoria se ha basado en la determinación de las propiedades de las galaxias con formación estelar activa de la muestra de objetos con líneas de emisión nebular [*emission-line galaxy* (ELG)] seleccionada por la Exploración de la Universidad Complutense de Madrid.

Como se explicó en la introducción de esta memoria, el estudio de la formación y evolución de galaxias se puede abordar a través de la caracterización detallada de las propiedades de galaxias cercanas que se parezcan a los objetos observados a desplazamientos al rojo altos. La propiedad clave que caracteriza a estas últimas es la formación estelar activa, que, obviamente, es la esencia de los procesos de formación y evolución de galaxias mencionados. En las galaxias cercanas es más fácil obtener datos de calidad, tanto fotométricos como espectroscópicos, en un amplio rango del espectro. Además, para el tratamiento de estos datos se pueden desarrollar herramientas de análisis que finalmente se pueden aplicar también a las galaxias distantes, obteniendo de esta manera información acerca de la evolución en las propiedades de las galaxias en función del

desplazamiento al rojo.

A finales de la década de 1980 la Universidad Complutense de Madrid (UCM) comenzó el proyecto de buscar una muestra representativa de la población de galaxias con formación estelar activa en el Universo Local. Para esta búsqueda se eligió la línea de emisión nebular de la serie de Balmer del hidrógeno  $H\alpha$  como trazador de la formación estelar. La exploración también tenía como objetivo encontrar galaxias cercanas con una población estelar muy joven y con un contenido gaseoso de baja metalicidad, objetos ideales para estudiar los procesos de formación estelar y enriquecimiento químico en escalas de tiempo cosmológicas.

Los brotes de formación estelar se producen en el seno de nubes de gas (molecular y atómico) y polvo. En cada uno de estos brotes se suelen formar un número más o menos grande de estrellas cuyo espectro de masas sigue una distribución que se conoce como la función inicial de masas, que ha sido estudiada por numerosos autores a partir, por ejemplo, del estudio estadístico de las estrellas de la vecindad solar o del disco de la Galaxia (véase, por ejemplo, Salpeter 1955, Miller & Scalo 1979, Scalo 1986, Kroupa et al. 1993, Selman et al. 1999, Sakhibov & Smirnov 2000). La IMF establece que existe una determinada probabilidad de que se formen estrellas masivas (la probabilidad de formación crece hacia las estrellas poco masivas), las cuales presentan temperaturas atmosféricas muy altas y emiten considerablemente en longitudes de onda cortas, en el UV. Los fotones más energéticos que 13.6 eV, lo que equivale a una longitud de onda menor que 912 Å (estos fotones se conocen como fotones Lyman), son capaces de ionizar el hidrógeno de la nube de gas atómico que rodea al brote, dando lugar a lo que se conoce como la región HII, formada por gas ionizado compuesto principalmente por hidrógeno, aunque también existen otras especies (como helio, oxígeno, nitrógeno, azufre, etc...) en distintos grados de ionización. En la región HII se establece un equilibrio entre la ionización y la recombinación de los átomos de cada especie, de tal manera que los fotones Lyman son procesados por el gas y se reemite radiación a longitudes de ondas más largas correspondientes a las energías de las transiciones entre niveles atómicos, formándose líneas de emisión nebular, así como un espectro continuo. En el caso del hidrógeno, las series de transiciones a los niveles atómicos  $n = 1, 2, 3, 4, \dots$  reciben los nombres de series de Lyman, Balmer, Paschen, Brackett, ..., respectivamente. La transición del nivel  $n = 3$  al nivel  $n = 2$  produce la emisión de un fotón de la serie de Balmer; esta transición se conoce como  $H\alpha$  y la longitud de onda del fotón es 656.28 nm.

Según lo explicado en el párrafo anterior, la detección de la línea de emisión  $H\alpha$  demuestra la existencia de estrellas calientes y masivas que, por tanto, deben ser jóvenes (ya que las estrellas masivas tienen una vida más corta que las menos masivas) y deben

pertenecer a un brote de formación estelar reciente. La intensidad de la línea de Balmer  $H\alpha$  se puede relacionar con la cantidad de fotones ionizantes emitidos por el brote de formación estelar y, por medio de un modelo de atmósferas estelares, esto puede proporcionar el número de estrellas masivas del brote (predominantemente de los primeros tipos espectrales: O, B y A). Si asumimos una parametrización de la IMF (y además si suponemos que es universal) se puede pasar de este número de estrellas masivas al número total de estrellas en el brote y a la masa involucrada en la formación estelar.

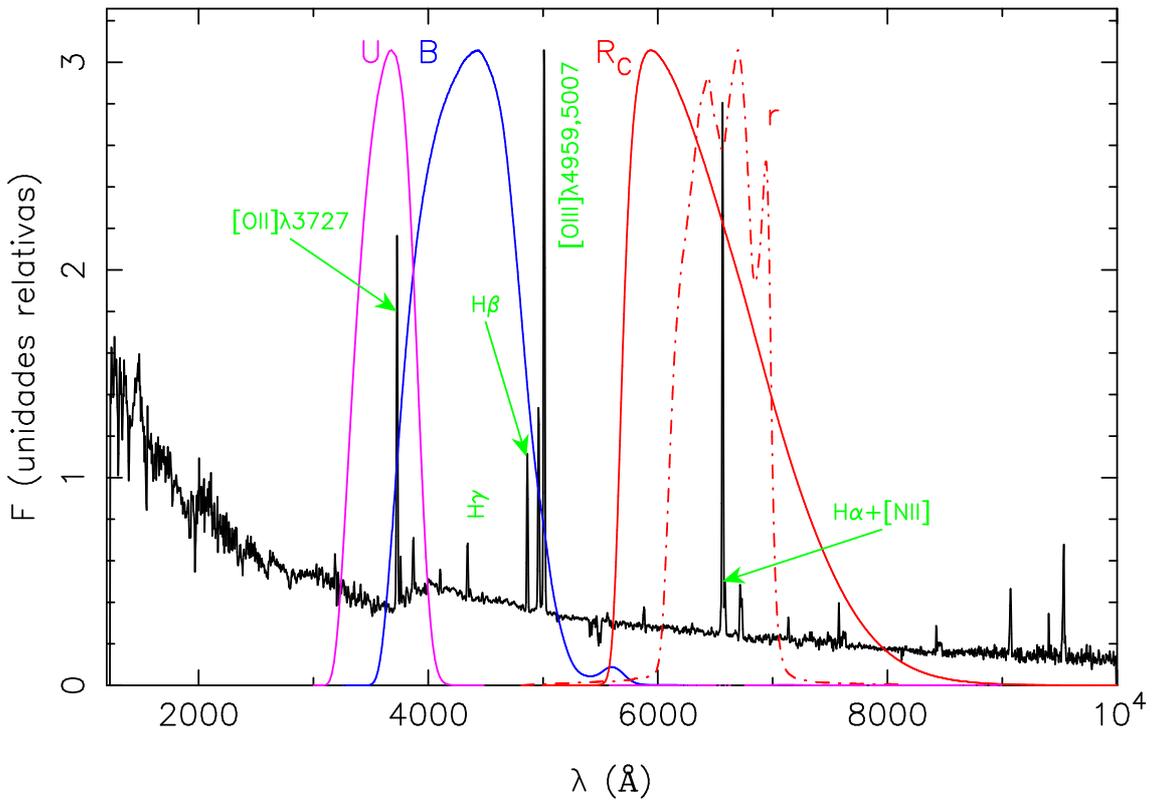


Figura 2.1: Ejemplo de un espectro en el óptico de una galaxia con formación estelar activa (Kinney et al. 1996) donde se han marcado las líneas de emisión nebular principales y los filtros más relevantes:  $U$ ,  $B$ ,  $R_C$  de Cousins y  $r$  de Gunn.

La línea de emisión  $H\alpha$  es muy adecuada para detectar galaxias con formación estelar activa, ya que se encuentra en 656.28 nm, una longitud de onda que está en el visible (en la zona del rojo), donde los detectores de luz comúnmente usados en Astrofísica tienen su máximo de sensibilidad. Además, en el rojo la extinción interna de las galaxias no es tan fuerte como en el azul, donde existen otras líneas de emisión nebular como  $H\beta$ , o líneas de [OII] y [OIII], o en el UV, cuya emisión está dominada por las estrellas más calientes, como hemos mencionado con anterioridad. El resultado de la formación estelar

es un espectro con líneas de emisión como el mostrado en la figura 2.1, donde se han marcado las principales líneas de emisión nebular y se adjuntan las curvas de transmisión de algunos filtros importantes en el óptico:  $U$ ,  $B$ ,  $R_C$  de Cousins y  $r$  de Gunn.

La selección de una muestra de objetos estadísticamente representativos de la población total de galaxias de algún tipo implica la detección de un número de galaxias relativamente alto, lo que se traduce en la necesidad de explorar zonas amplias de cielo. Los requerimientos de amplitud en el campo cubierto por la exploración y la necesidad de obtener espectros de muchos objetos donde buscar la línea de emisión  $H\alpha$  son cubiertos por una técnica de observación denominada de prisma-objetivo en un telescopio que cuente con un gran campo, como puede ser un telescopio Schmidt.

La Exploración de galaxias con líneas de emisión de la UCM fue realizada en el telescopio Schmidt del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto, en Almería, España. (CAHA), un telescopio con un espejo primario de 1.20 m de diámetro, una placa correctora de 0.80 m y 2.40 m de focal (Zamorano et al. 1994, 1996, Alonso et al. 1999). La detección se llevó a cabo a través de placas fotográficas con una emulsión Kodak IIIaF, cuya sensibilidad decae de manera brusca a 685 nm. Esta emulsión fue utilizada junto con un filtro RG630, con lo que el intervalo de longitudes de onda accesibles fue finalmente de 640 nm a 685 nm, lo que permite detectar la línea  $H\alpha$  de galaxias localizadas entre un desplazamiento al rojo  $z = 0$  (en cuyo caso se observaría en 656.28 nm) y  $z = 0.045$  ( $H\alpha$  en 685.8 nm). También existen un total de 6 detecciones marginales más allá de  $z = 0.045$ , dado que los cortes de los filtros no son abruptos.

El tamaño de la placa fotográfica era  $24 \times 24 \text{ cm}^2$ , lo que equivale a  $5.5 \times 5.5$  grados cuadrados considerando que la escala de placa del telescopio Schmidt era  $86 \text{ arc-sec mm}^{-1}$ . El área total de cielo observada fue de 471.4 grados cuadrados. La técnica de prisma-objetivo utiliza un prisma como elemento dispersor para obtener espectros de cada objeto del campo. El prisma utilizado por la UCM fue uno de  $4^\circ$ , lo que proporcionaba una dispersión de  $195 \text{ nm mm}^{-1}$  en la dirección Norte-Sur (Birkle 1984).

Se llevaron a cabo varias campañas de observación en las que se obtuvieron placas de campos en ascensiones rectas comprendidas entre  $22^h - 01^h$  (Lista I de la Exploración UCM, Zamorano et al. 1994) y  $12^h - 16^h$  (Lista II de la Exploración UCM, Zamorano et al. 1996), y declinación en torno a  $25^\circ$  (salvo una placa en  $\delta \sim 0^\circ$ ). Las placas obtenidas con la técnica de prisma-objetivo fueron inspeccionadas visualmente una a una, varias veces y por varias personas, en búsqueda de objetos candidatos a tener líneas de emisión, proceso que sirvió para obtener una lista de 272 candidatos (Gallego 1995).

Para los 272 candidatos se obtuvo posteriormente espectroscopía de resolución intermedia (en torno a 2 Å, Gallego et al. 1996) con el objetivo de dilucidar qué objetos presentaban verdaderamente emisión  $H\alpha$ . Este estudio redujo el número final de objetos que conforman las Listas I y II de la Exploración UCM a 191 galaxias con líneas de emisión.

Considerando que la muestra de ELGs de la Exploración UCM es representativa de la población global de galaxias con formación estelar del Universo Local, en Gallego et al. (1995) se utilizaron los datos espectroscópicos para estimar la función de luminosidad <sup>1</sup>  $H\alpha$  y la densidad de tasa de formación estelar del Universo Local. Estos resultados han sido corroborados por otros grupos de investigación a través de muestras de galaxias seleccionadas con diferentes técnicas como, por ejemplo, la emisión prominente en el UV (Treyer et al. 1998) o en el azul (MacAlpine & Lewis 1978, Salzer 1989, Serjeant et al. 2002), lo que demuestra la representatividad de la Exploración UCM como muestra completa de las galaxias con formación estelar activa en el Universo Local. En este sentido, la muestra UCM ha sido utilizada como comparación local para estudios de galaxias a desplazamientos al rojo intermedios y altos en un gran número de trabajos, entre los que cabe citar Ellis et al. (1996), Madau et al. (1996), Hogg et al. (1998), Jones & Bland-Hawthorn (2001), Pettini et al. (2001), Pascual et al. (2001), o Tresse et al. (2002).

Paralelamente al estudio espectroscópico de la muestra, se llevaron a cabo observaciones fotométricas en el filtro  $r$  de Gunn de las galaxias UCM (Vitores 1994, Vitores et al. 1996a,b). Este filtro fue elegido debido a que contiene la línea de emisión  $H\alpha$  y, por lo tanto, está más cerca de la zona del espectro donde se realizó la selección de los objetos (véase figura 2.1). Posteriormente se comenzaría a estudiar la muestra en el NIR, publicándose los resultados para un pequeño número de galaxias en Alonso-Herrero et al. (1996) y Gil de Paz et al. (2000a).

## 2.2. Datos más relevantes

Una vez presentada la muestra de galaxias con líneas de emisión de la Exploración UCM y las principales observaciones anteriores a este trabajo de tesis, pasaremos a discutir brevemente los resultados más relevantes alcanzados con las mencionadas observaciones, los cuales utilizaremos en los capítulos siguientes. Además, incluiremos una descripción de los datos existentes para las galaxias UCM procedentes de trabajos de otros autores ajenos a la exploración. Por completitud y para facilitar la lectura de esta

---

<sup>1</sup>La función de luminosidad se define como la densidad volumétrica de galaxias (en número) en función de su luminosidad. Véase el capítulo 8 de esta memoria para una discusión detallada.

memoria de tesis incluiremos los datos más relevantes de cada galaxia UCM en un tabla en este capítulo, aunque varios de ellos podrán también encontrarse en otras tablas del presente trabajo.

### 2.2.1. Datos obtenidos por la UCM

El estudio espectroscópico de la muestra UCM realizado en Gallego (1995), Gallego et al. (1996) y Gallego et al. (1997) permitió calcular parámetros como el desplazamiento al rojo, la anchura equivalente y flujo de la línea  $H\alpha$  y de otras líneas de la serie de Balmer como  $H\beta$ ,  $H\gamma$  o  $H\delta$ , así como cocientes de intensidad de las líneas metálicas de emisión más importantes, como  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$ ,  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$ ,  $[\text{OII}]\lambda 3727, \dots$

El cociente de intensidades entre la línea de  $H\alpha$  y la de  $H\beta$ ,  $H\alpha/H\beta$ , permite calcular la extinción por polvo de la emisión luminosa proveniente de las regiones HII de una galaxia. Este cociente de intensidades se puede calcular teóricamente, dependiendo de factores como la temperatura electrónica y la densidad de electrones de la nube de gas ionizado. Para una temperatura y una densidad típicas de regiones HII de nuestra Galaxia,  $T_e = 10000$  K y  $n_e = 100$   $\text{cm}^{-3}$ , Osterbrock (1989) obtiene un valor nominal de  $H\alpha/H\beta = 2.86$ . Este sería el cociente esperado en la ausencia de extinción por polvo, pero si ésta existe el cociente se hace más alto, al afectar la atenuación en mayor medida a la línea  $H\beta$ , que se encuentra en 486.1 nm, que a la  $H\alpha$ , en 656.3 nm. En este trabajo de tesis hemos utilizado como medida de la extinción el conocido como exceso de color  $B - V$ , que se define como:

$$E(B - V) = K_{\alpha\beta} [\log(H\alpha/H\beta) - \log(2.86)] \quad (2.1)$$

donde el coeficiente  $K_{\alpha\beta} = 2.327$  se calcula a partir de los valores de la curva de extinción (en este caso, la de Cardelli et al. 1989; véase la figura 6.5 de esta memoria) en las longitudes de onda de  $H\alpha$  y  $H\beta$ . Los valores de  $E(B - V)$  también han sido corregidos de la absorción estelar que afecta a las líneas  $H\alpha$  y  $H\beta$ , y que Trager et al. (1998) y González Delgado et al. (1999) han estimado en una anchura equivalente de 3 Å para ambas líneas, siendo este valor independiente de la edad de la población estelar.

El estudio espectroscópico reveló una dicotomía en las propiedades de las galaxias UCM. Por un lado existía una gran cantidad de objetos (57 % de toda la muestra) que presentaban altas metalicidades y bajas excitaciones, denominándose galaxias tipo disco, y por otro lado, objetos con bajas metalicidades y altas excitaciones, o galaxias tipo HII

(32 %). Dentro de las primeras se incluyen dos subtipos principales:

- galaxias *starburst nuclei* (SBN), o galaxias con un núcleo con formación estelar (Balzano 1983). Estas galaxias muestran altas extinciones, bajos cocientes  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$  y emisiones débiles en la línea  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ . Sus luminosidades  $\text{H}\alpha$  son siempre mayores que  $10^8 L_{\odot}$ .
- galaxias *dwarf amorphous nucleated starburst* (DANS), o galaxias enanas *starburst* amorfas y con núcleo (Salzer et al. 1989b), que serían la versión de baja luminosidad de las SBN [ $L(\text{H}\alpha) < 5 \times 10^7 L_{\odot}$ ].

Las galaxias de tipo HII también se dividen en varios subtipos:

- galaxias *hot spot* (HIIIH), que muestran luminosidades  $\text{H}\alpha$  muy parecidas a las SBN pero con razones  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  más altas, es decir, con una ionización mayor.
- galaxias *dwarf hot spot* (DHIIIH), objetos HIIIH enanos con  $L(\text{H}\alpha) < 5 \times 10^7 L_{\odot}$ .
- galaxias *blue compact dwarf* (BCD), que serían casos extremos del anterior subtipo, con las ionizaciones más altas de la muestra y las luminosidades más débiles. Muestran  $L(\text{H}\alpha) < 5 \times 10^7 L_{\odot}$ , y razones de intensidad muy altas en las líneas  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  y  $\text{H}\alpha/[\text{NII}]\lambda 6584$ , además de brillantes líneas de  $[\text{OII}]\lambda 3727$ .

Aparte de los dos grupos globales mencionados se encontrarían las galaxias cuyas líneas de emisión no tienen su origen (o no únicamente) en la formación estelar sino en procesos de actividad nuclear, es decir, las *active galactic nuclei* (AGN), que constituyen un 8 % de la muestra total. Un 3 % de galaxias no pudieron ser clasificadas espectroscópicamente.

El estudio fotométrico en la banda  $r$  de Gunn de la muestra UCM descrito en Vitores (1994), Vitores et al. (1996a) y Vitores et al. (1996b) proporcionó luminosidades en banda ancha, tamaños, concentraciones de luminosidad y propiedades estructurales de casi todas las galaxias (un 80 % del total de la muestra). Con estos datos se efectuó una clasificación morfológica de la muestra, revelándose que un gran porcentaje de ella eran espirales de tipo de Hubble tardío, Sb o posterior (un 59 %). También existían algunos casos aislados de lenticulares y, como cabía esperar debido a lo inusitado de la formación estelar, ninguna elíptica.

La tabla 2.1 muestra los datos más relevantes de las galaxias de la Exploración UCM que serán utilizados en esta memoria de tesis. Aparte de los parámetros de espectroscopía y fotometría mencionados anteriormente se han incluido los datos sobre la magnitud línea más continuo que se utilizaron en Gallego et al. (1995) y Gallego et al. (1997) para estudiar los efectos de selección de la muestra (y que se usarán en el capítulo 8), y los tamaños angulares de las galaxias medidos por medio del radio de la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  en el filtro  $r$  de Gunn. Las magnitudes absolutas en esta tabla se han calculado usando una cosmología con  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0.3$  y  $\Lambda = 0.7$ , que se utilizará a lo largo de toda la memoria de tesis salvo que se indique explícitamente lo contrario.

En el caso de los datos espectroscópicos, los valores dados para el desplazamiento al rojo han sido corregidos de errores observacionales de las campañas espectroscópicas descritas en Gallego (1995). Estos errores fueron detectados al comparar los  $z$  de este trabajo con los encontrados en *NASA/IPAC Extragalactic database* (NED), cuyos datos provienen de observaciones en el óptico y el radio (la mayoría se encuentran en de Vaucouleurs et al. 1992, Giovanelli & Haynes 1993, Huchra et al. 1999).

Las anchuras equivalentes de  $H\alpha$  fueron calculadas a partir de la anchura equivalente de las líneas solapadas (*blend*) de  $H\alpha + [\text{NII}]$  y la relación de intensidades  $H\alpha / [\text{NII}]$ , ambos datos extraídos de Gallego (1995). Para algunas galaxias no existían valores del cociente de líneas mencionado, por lo que se asumieron valores medios según el tipo espectroscópico del objeto (Gallego et al. 1997).

Los excesos de color de las galaxias en las que la línea  $H\beta$  no fue detectada se calcularon a partir de los valores de todas las extinciones de las galaxias del mismo tipo espectroscópico, tomándose el valor medio del último cuartil de datos (véase el capítulo 6 para una justificación).

Tabla 2.1: Datos generales de las galaxias de la Exploración UCM. Las columnas muestran: Extraídos de Zamorano et al. (1994, 1996): (1) nombre de la galaxia; (2)-(3) ascensión recta y declinación (J2000). Publicado en Gallego (1995) y Gallego et al. (1996): (4) desplazamiento al rojo; (5) anchura equivalente de  $H\alpha$  ( $\text{\AA}$ ); (6) luminosidad  $H\alpha$  en  $10^8 L_{\odot}$ ; (7) exceso de color  $B - V$  corregido de absorción estelar ( $3 \text{\AA}$ ); (8) magnitud línea más continuo; (9) tipo espectroscópico. Extraído de Vitores et al. (1996a): (10) magnitud aparente en el filtro  $r$  de Gunn; (11) magnitud absoluta corregida de extinción Galáctica con los mapas de Schlegel et al. (1998); (12) radio de la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  en el filtro  $r$  (en segundos de arco); (13) tipo morfológico obtenido a partir de los datos en  $r$ .

Nombre (1)	$\alpha$ (J2000) (2)	$\delta$ (J2000) (3)	$z$ (4)	$EW(H\alpha)$ (5)	$L(H\alpha)$ (6)	$E(B - V)$ (7)	$m_{L+C}$ (8)	SpT (9)	$m_r$ (10)	$M_r$ (11)	$r_{24.5}$ (12)	MphT (13)
0000+2140	00 03 09.7	+21 57 39	0.0238	99.8	–	0.981	12.07	IIIH	–	–	–	–
0003+1955	00 06 19.6	+20 12 11	0.0278	291.5	–	0.482	10.22	Sy1	–	–	–	–
0003+2200	00 05 38.0	+22 16 57	0.0224	34.8	0.15	0.568	15.65	DANS	16.16	–18.98	8.48	Sc+
0003+2215	00 05 52.3	+22 32 09	0.0223	21.6	–	0.683	14.68	SBN	–	–	–	–
0005+1802	00 08 30.1	+18 19 27	0.0187	10.2	–	0.238	–	SBN	–	–	–	–
0006+2332	00 08 54.8	+23 49 04	0.0159	54.6	–	0.476	12.82	IIIH	–	–	–	–
0013+1942	00 15 49.9	+19 58 48	0.0272	121.5	0.46	0.235	15.22	IIIH	16.39	–19.09	9.28	Sc+
0014+1748	00 17 23.8	+18 05 04	0.0182	83.3	1.54	0.704	12.99	SBN	14.13	–20.47	35.34	SBb
0014+1829	00 17 15.2	+18 46 18	0.0182	127.9	0.29	1.244	14.81	IIIH	16.01	–18.61	12.39	Sa
0015+2212	00 18 07.6	+22 28 44	0.0198	116.9	0.52	0.151	14.35	IIIH	15.59	–19.27	10.84	Sa
0017+1942	00 19 57.4	+19 58 52	0.0260	96.6	0.86	0.428	12.99	IIIH	15.34	–20.08	12.31	Sc+
0017+2148	00 20 26.3	+22 05 19	0.0189	70.9	–	0.493	14.14	IIIH	–	–	–	–
0018+2216	00 21 33.5	+22 32 33	0.0169	12.4	0.05	0.000	15.72	DANS	15.82	–18.69	9.09	Sb
0018+2218	00 21 33.7	+22 35 35	0.0220	12.9	–	1.201	16.02	SBN	–	–	–	–
0019+2201	00 21 48.6	+22 18 07	0.0191	30.0	0.17	0.260	15.10	DANS	15.54	–19.23	11.35	Sc+
0022+2049	00 24 43.8	+21 06 05	0.0185	72.7	0.96	0.795	13.48	IIIH	14.45	–20.33	13.73	Sb
0023+1908	00 26 03.1	+19 25 10	0.0251	118.1	–	0.359	–	IIIH	–	–	–	–
0034+2119	00 36 43.1	+21 36 27	0.0315	16.4	–	0.227	14.44	SBN	–	–	–	–
0037+2226	00 40 10.8	+22 42 57	0.0195	41.6	–	0.386	12.08	SBN	–	–	–	–
0038+2259	00 41 09.0	+23 15 48	0.0464	18.0	0.56	0.487	14.88	SBN	15.69	–20.95	17.93	Sa
0039+0054	00 41 46.2	+01 10 39	0.0191	20.4	–	1.130	14.49	SBN	–	–	–	–
0040–0023	00 43 27.8	–00 07 33	0.0142	14.5	–	1.181	–	LINER	–	–	–	–
0040+0220	00 42 49.9	+02 36 50	0.0173	73.7	0.13	0.303	15.47	DANS	16.39	–18.05	6.68	Sb
0040+0257	00 42 37.3	+03 14 23	0.0367	116.0	0.57	0.374	15.25	DANS	16.76	–19.35	7.66	Sc+
0040+2312	00 42 49.0	+23 29 24	0.0254	24.9	–	1.107	–	SBN	–	–	–	–
0041+0134	00 43 56.2	+01 51 02	0.0169	8.7	–	1.154	–	SBN	–	–	–	–
0043–0159	00 46 05.4	–01 43 22	0.0161	57.3	–	1.043	–	SBN	–	–	–	–
0043+0245	00 45 44.3	+03 01 48	0.0180	31.4	–	0.579	15.64	IIIH	–	–	–	–

Tabla 2.1: Continuación.

Nombre (1)	$\alpha$ (J2000) (2)	$\delta$ (J2000) (3)	$z$ (4)	$EW(H\alpha)$ (5)	$L(H\alpha)$ (6)	$E(B - V)$ (7)	$m_{L+C}$ (8)	SpT (9)	$m_r$ (10)	$M_r$ (11)	$r_{24.5}$ (12)	MphT (13)
0044+2246	00 47 19.5	+23 02 56	0.0253	21.8	0.57	0.963	14.39	SBN	14.83	-20.49	18.73	Sb
0045+2206	00 47 56.5	+22 22 23	0.0203	76.9	-	0.374	12.98	HIIIH	-	-	-	-
0047-0213	00 50 05.4	-01 57 05	0.0144	37.1	0.20	0.552	14.33	DHIIIH	14.82	-19.28	15.91	Sa
0047+2051	00 49 55.1	+21 07 29	0.0577	70.2	2.43	0.480	15.03	SBN	16.00	-21.14	8.56	Sc+
0047+2413	00 50 13.0	+24 29 51	0.0347	57.6	2.39	0.590	12.58	SBN	14.69	-21.40	20.40	Sa
0047+2414	00 50 25.5	+24 31 13	0.0347	74.7	-	0.500	13.20	SBN	-	-	-	-
0049-0006	00 51 47.4	+00 09 41	0.0377	342.7	0.34	0.000	16.20	BCD	18.22	-17.95	3.94	BCD
0049+0017	00 51 49.5	+00 33 53	0.0140	307.5	0.22	0.000	14.69	DHIIIH	16.48	-17.50	11.54	Sc+
0049-0045	00 51 59.7	-00 29 11	0.0055	69.8	-	0.521	-	HIIIH	-	-	-	-
0050+0005	00 52 57.8	+00 22 09	0.0346	91.2	1.15	0.458	14.70	HIIIH	15.72	-20.26	10.30	Sa
0050+2114	00 53 34.5	+21 30 48	0.0245	65.6	1.46	0.702	13.66	SBN	14.66	-20.59	15.51	Sa
0051+2430	00 53 55.2	+24 46 21	0.0173	31.5	-	0.769	13.43	SBN	-	-	-	-
0054-0133	00 56 39.0	-01 17 42	0.0512	19.6	-	1.135	14.39	SBN	-	-	-	-
0054+2337	00 57 19.7	+23 53 23	0.0164	59.4	-	0.498	13.39	HIIIH	-	-	-	-
0056+0043	00 59 04.2	+01 00 03	0.0189	49.9	0.14	0.290	15.45	DHIIIH	16.07	-18.58	7.79	Sc+
0056+0044	00 58 55.5	+01 00 18	0.0183	396.3	0.40	0.058	14.65	DHIIIH	16.58	-18.00	10.86	Irr
0119+2156	01 21 44.3	+22 12 35	0.0583	12.8	0.67	1.025	15.44	Sy2	15.44	-21.79	12.10	Sc+
0121+2137	01 24 36.8	+21 53 00	0.0345	62.8	1.18	0.536	14.58	SBN	15.41	-20.68	16.63	Sc+
0129+2109	01 32 16.0	+21 24 36	0.0344	29.1	-	1.090	13.53	LINER	-	-	-	-
0134+2257	01 37 11.0	+23 13 12	0.0353	23.0	-	0.546	15.59	SBN	-	-	-	-
0135+2242	01 37 58.9	+22 57 18	0.0363	42.8	0.51	0.859	15.45	DANS	16.05	-20.30	9.29	S0
0138+2216	01 41 01.0	+22 31 57	0.0591	7.0	-	0.160	-	-	-	-	-	-
0141+2220	01 44 18.3	+22 35 08	0.0174	33.9	0.13	0.498	15.20	DANS	15.67	-18.97	10.05	Sb
0142+2137	01 44 50.1	+21 52 57	0.0362	25.9	2.89	0.295	13.58	Sy2	14.19	-22.10	25.83	SBb
0144+2519	01 47 47.8	+25 34 26	0.0409	25.8	1.38	0.690	14.40	SBN	14.78	-21.85	16.80	SB(r)
0147+2309	01 50 42.8	+23 23 57	0.0194	115.3	0.36	0.421	14.78	HIIIH	15.82	-19.07	11.26	Sa
0148+2124	01 51 04.4	+21 38 42	0.0169	132.7	0.19	0.132	15.10	BCD	16.32	-18.18	8.00	BCD
0150+2032	01 53 41.5	+20 47 42	0.0323	168.0	0.93	0.157	14.29	HIIIH	16.28	-19.68	12.47	Sc+
0156+2410	01 59 15.8	+24 25 00	0.0134	36.5	0.21	0.447	14.08	DANS	14.55	-19.53	15.79	Sc+
0157+2102	02 00 32.3	+21 17 14	0.0106	58.3	0.22	0.311	13.70	HIIIH	14.39	-19.15	16.52	Sb
0157+2413	02 00 19.1	+24 28 25	0.0177	22.2	0.95	0.571	13.12	Sy2	13.65	-21.05	23.44	Sc+
0159+2326	02 01 49.2	+23 41 23	0.0178	24.6	0.28	0.772	14.34	DANS	14.72	-19.95	15.02	Sc+

Tabla 2.1: Continuación.

Nombre (1)	$\alpha$ (J2000) (2)	$\delta$ (J2000) (3)	$z$ (4)	$EW(H\alpha)$ (5)	$L(H\alpha)$ (6)	$E(B - V)$ (7)	$m_{L+C}$ (8)	SpT (9)	$m_r$ (10)	$M_r$ (11)	$r_{24.5}$ (12)	MphT (13)
0159+2354	02 01 49.2	+24 09 11	0.0170	60.4	0.13	0.383	15.25	IIIIH	16.07	-18.54	10.02	Sa
1246+2727	12 49 01.4	+27 10 44	0.0199	63.7	-	0.544	13.73	IIIIH	-	-	-	-
1247+2701	12 50 20.2	+26 45 02	0.0231	25.5	0.11	0.117	15.72	DANS	15.97	-19.08	9.48	Sc+
1248+2912	12 51 01.8	+28 55 42	0.0217	26.2	-	0.336	14.08	SBN	-	-	-	-
1253+2756	12 56 06.0	+27 40 43	0.0165	111.5	0.59	0.000	13.85	IIIIH	15.09	-19.21	12.45	Sa
1254+2740	12 57 25.2	+27 24 16	0.0161	54.6	0.16	0.407	13.83	SBN	15.50	-18.75	10.40	Sa
1254+2802	12 57 04.6	+27 46 26	0.0253	11.4	0.09	1.133	15.74	DANS	15.76	-19.49	10.53	Sc+
1255+2734	12 58 18.5	+27 18 41	0.0234	96.1	0.42	0.650	14.93	SBN	15.99	-19.09	9.29	Irr
1255+2819	12 57 57.7	+28 03 44	0.0273	44.0	0.79	0.379	14.37	SBN	15.01	-20.40	16.39	Sb
1255+3125	12 58 16.4	+31 09 35	0.0258	60.5	0.77	0.319	14.34	IIIIH	15.07	-20.23	12.20	Sa
1256+2701	12 58 39.9	+26 45 36	0.0247	106.0	0.34	0.192	15.28	IIIIH	16.32	-18.87	10.48	Irr
1256+2717	12 58 27.1	+27 01 26	0.0273	59.4	-	0.300	16.43	DHIIIH	-	-	-	-
1256+2722	12 59 16.7	+27 06 24	0.0287	23.5	0.20	0.584	13.21	DANS	16.05	-19.48	9.47	Sc+
1256+2732	12 58 35.3	+27 15 55	0.0245	90.0	0.75	0.534	14.48	SBN	15.40	-19.78	14.02	S0
1256+2754	12 59 05.2	+27 38 42	0.0172	45.9	0.43	0.369	14.02	SBN	14.70	-19.69	18.84	SBa
1256+2823	12 59 02.1	+28 06 59	0.0315	73.1	1.59	0.527	14.18	SBN	15.11	-20.63	14.44	Sb
1256+2910	12 58 43.2	+28 54 38	0.0279	22.2	0.29	1.119	-	SBN	15.10	-20.36	15.78	Sb
1257+2808	13 00 09.0	+27 51 59	0.0171	25.8	0.14	0.674	14.93	SBN	15.45	-18.93	11.78	Sa
1258+2754	13 00 33.6	+27 38 19	0.0253	98.4	0.92	0.750	14.27	SBN	15.38	-19.86	13.60	Sb
1259+2755	13 02 07.8	+27 38 56	0.0240	40.5	0.99	0.608	13.87	SBN	14.45	-20.67	19.54	Sa
1259+2934	13 01 25.4	+29 18 51	0.0239	144.6	4.63	1.007	12.53	Sy2	14.18	-20.94	34.69	Sb
1259+3011	13 01 43.8	+29 55 39	0.0307	18.7	0.40	0.204	15.06	SBN	15.36	-20.32	10.02	Sa
1300+2907	13 02 25.6	+28 51 32	0.0219	91.2	0.17	0.584	14.15	IIIIH	16.69	-18.24	7.54	Sb
1301+2904	13 04 22.6	+28 48 41	0.0266	65.9	0.80	0.091	14.39	IIIIH	15.18	-20.18	14.94	Sb
1302+2853	13 04 35.7	+28 37 42	0.0237	37.1	0.22	0.357	15.28	DHIIIH	15.77	-19.33	9.84	Sa
1302+3032	13 05 18.7	+30 16 41	0.0342	45.9	-	0.361	14.97	IIIIH	-	-	-	-
1303+2908	13 05 45.3	+28 52 18	0.0261	162.1	0.57	0.000	14.81	IIIIH	16.26	-19.05	9.62	Irr
1304+2808	13 06 36.4	+27 52 24	0.0210	21.3	0.29	0.000	14.55	SBN	14.85	-19.98	18.41	Sa
1304+2818	13 07 13.1	+28 02 51	0.0244	76.7	1.22	0.038	13.85	SBN	14.88	-20.29	16.36	Sc+
1304+2830	13 06 37.0	+28 14 07	0.0217	53.2	0.04	0.224	17.07	DHIIIH	17.72	-17.19	4.65	BCD
1304+2907	13 06 37.7	+28 51 03	0.0159	5.0	0.04	1.154	-	-	14.55	-19.67	23.85	Irr
1306+2938	13 09 16.0	+29 22 05	0.0209	96.8	1.09	0.321	13.65	SBN	14.80	-20.02	13.84	Sb
1306+3111	13 09 21.8	+30 55 24	0.0168	57.9	0.28	0.833	14.52	DANS	15.32	-19.03	10.99	Sc+

Tabla 2.1: Continuación.

Nombre (1)	$\alpha$ (J2000) (2)	$\delta$ (J2000) (3)	$z$ (4)	$EW(H\alpha)$ (5)	$L(H\alpha)$ (6)	$E(B - V)$ (7)	$m_{L+C}$ (8)	SpT (9)	$m_r$ (10)	$M_r$ (11)	$r_{24.5}$ (12)	MphT (13)
1307+2910	13 09 47.3	+28 54 28	0.0187	22.4	1.40	0.502	12.72	SBN	13.05	-21.52	42.44	SBb
1308+2950	13 11 01.6	+29 34 43	0.0242	33.9	1.57	1.140	13.29	SBN	13.92	-21.23	35.50	SBb
1308+2958	13 10 47.6	+29 42 38	0.0212	17.9	0.33	0.684	11.66	SBN	14.46	-20.40	21.45	Sc+
1310+3027	13 13 10.0	+30 11 32	0.0234	66.7	0.33	0.943	15.01	DANS	15.70	-19.38	11.03	Sa
1312+2954	13 15 09.3	+29 38 13	0.0230	40.6	0.51	0.915	14.48	SBN	15.14	-19.90	14.94	Sc+
1312+3040	13 15 08.2	+30 24 17	0.0233	50.2	0.98	0.292	14.10	SBN	14.67	-20.40	16.52	SBa
1313+2938	13 16 03.8	+29 22 57	0.0380	307.6	2.35	0.000	14.33	HIIIH	16.14	-20.01	6.88	Sa
1314+2827	13 16 44.1	+28 12 03	0.0253	45.3	0.42	0.485	14.89	SBN	15.54	-19.71	15.44	Sa
1320+2727	13 22 43.5	+27 11 55	0.0247	49.4	0.12	0.042	16.16	DHIIIH	16.79	-18.43	7.09	Sb
1324+2651	13 26 51.6	+26 35 29	0.0249	72.2	1.98	0.510	13.33	SBN	14.27	-20.95	14.38	S0
1324+2926	13 26 25.1	+29 10 31	0.0172	233.0	0.19	0.000	15.27	BCD	16.85	-17.55	5.97	BCD
1331+2900	13 33 45.4	+28 45 13	0.0356	545.7	0.33	0.000	16.37	BCD	18.49	-17.52	3.14	BCD
1428+2727	14 31 09.0	+27 14 15	0.0149	178.5	1.22	0.107	12.90	HIIIH	14.38	-19.71	15.37	Sc+
1429+2645	14 31 46.9	+26 32 40	0.0328	84.1	0.29	0.011	16.00	DHIIIH	16.91	-18.93	7.07	Sc+
1430+2947	14 32 55.5	+29 34 29	0.0290	128.7	0.85	0.257	14.71	HIIIH	15.95	-19.62	9.57	S0
1431+2702	14 33 45.1	+26 49 16	0.0384	130.8	1.11	0.204	15.08	HIIIH	16.41	-19.78	6.57	Sb
1431+2814	14 34 05.3	+28 01 23	0.0320	15.6	0.14	1.075	15.80	DANS	15.85	-19.94	9.93	Sa
1431+2854	14 33 20.8	+28 41 36	0.0310	23.4	0.48	1.112	14.68	SBN	14.83	-20.89	13.16	Sb
1431+2947	14 33 50.0	+29 34 10	0.0219	127.6	0.11	0.000	16.26	BCD	17.40	-17.54	6.51	BCD
1432+2645	14 35 01.9	+26 32 41	0.0307	31.1	1.12	0.540	14.12	SBN	14.59	-21.13	24.58	SBb
1440+2511	14 43 01.5	+24 58 39	0.0333	20.1	0.31	0.568	15.56	SBN	15.87	-20.05	13.20	Sb
1440+2521N	14 43 02.7	+25 09 09	0.0315	51.1	0.85	0.623	14.79	SBN	15.74	-20.06	11.21	Sa
1440+2521S	14 43 00.9	+25 08 48	0.0314	80.0	0.55	0.195	15.23	SBN	16.16	-19.63	10.36	Sb
1442+2845	14 44 20.9	+28 33 04	0.0110	78.4	0.34	0.527	13.52	SBN	14.66	-18.78	18.26	Sb
1443+2548	14 46 01.9	+25 35 47	0.0358	53.8	1.47	0.568	14.42	SBN	15.12	-20.96	13.32	Sc+
1443+2714	14 45 36.9	+27 02 06	0.0290	99.2	2.45	0.936	13.55	Sy2	14.75	-20.84	12.00	Sa
1443+2844	14 45 56.0	+28 31 33	0.0307	71.5	1.28	1.033	14.38	SBN	14.91	-20.80	12.56	SBc
1444+2923	14 46 45.8	+29 10 36	0.0281	19.5	0.20	0.313	15.54	DANS	15.77	-19.73	12.86	S0
1452+2754	14 54 22.5	+27 42 05	0.0339	73.7	1.65	0.287	14.30	SBN	15.43	-20.51	10.72	Sb
1506+1922	15 08 21.7	+19 11 31	0.0205	74.6	1.03	0.316	13.70	HIIIH	14.87	-20.00	15.72	Sb
1513+2012	15 15 48.4	+20 01 22	0.0369	106.1	3.33	0.471	13.75	SBN	14.96	-21.20	15.11	S0
1537+2506N	15 39 27.4	+24 56 51	0.0229	109.6	2.80	0.313	12.93	HIIIH	14.36	-20.76	23.00	SBb
1537+2506S	15 39 26.1	+24 56 37	0.0229	147.9	0.97	0.192	14.06	HIIIH	15.50	-19.62	12.37	SBa

Tabla 2.1: Continuación.

Nombre (1)	$\alpha$ (J2000) (2)	$\delta$ (J2000) (3)	$z$ (4)	$EW(H\alpha)$ (5)	$L(H\alpha)$ (6)	$E(B - V)$ (7)	$m_{L+C}$ (8)	SpT (9)	$m_r$ (10)	$M_r$ (11)	$r_{24.5}$ (12)	MphT (13)
1557+1423	16 00 08.3	+14 15 30	0.0375	36.9	0.61	0.227	15.91	SBN	15.82	-20.41	10.07	Sb
1612+1308	16 15 17.1	+13 01 32	0.0114	506.7	0.08	0.011	15.40	BCD	17.48	-16.11	4.73	BCD
1646+2725	16 48 35.5	+27 20 24	0.0339	211.4	0.27	0.260	16.38	DHIIIH	17.87	-18.23	4.73	Sc+
1647+2727	16 49 37.4	+27 22 18	0.0369	53.5	0.55	0.515	15.51	SBN	16.29	-19.99	7.11	Sa
1647+2729	16 49 37.1	+27 24 15	0.0366	41.8	1.11	0.652	14.63	SBN	15.22	-21.03	11.97	Sb
1647+2950	16 49 05.3	+29 45 31	0.0290	71.6	2.00	0.614	13.69	SBN	14.68	-20.97	16.37	SBc+
1648+2855	16 50 48.0	+28 50 44	0.0308	200.0	3.32	0.169	13.44	IIIH	14.98	-20.81	12.98	Sa
1653+2644	16 55 09.7	+26 39 45	0.0346	3.3	-	1.282	13.63	SBN	-	-	-	-
1654+2812	16 56 50.5	+28 08 16	0.0348	58.3	0.18	0.213	16.58	DHIIIH	17.26	-18.83	6.41	Sc+
1655+2755	16 57 16.1	+27 50 59	0.0349	43.1	2.50	0.469	13.76	Sy2	14.55	-21.55	23.17	Sb
1656+2744	16 58 52.6	+27 39 42	0.0330	65.9	0.54	0.460	15.32	SBN	16.37	-19.71	8.28	Sa
1657+2901	16 59 27.0	+28 56 44	0.0317	56.4	0.36	0.410	15.64	DANS	16.42	-19.41	6.59	Sc+
1659+2928	17 01 07.9	+29 24 24	0.0369	150.6	4.74	0.395	13.44	Sy1	14.91	-21.28	18.60	SB0
1701+3131	17 03 15.8	+31 27 30	0.0345	41.6	3.88	1.254	13.38	Sy1	14.44	-21.55	17.55	S0
2238+2308	22 41 15.6	+23 24 26	0.0236	47.3	1.61	0.817	13.27	SBN	14.00	-21.23	26.36	Sa
2239+1959	22 41 55.9	+20 15 42	0.0237	115.3	3.14	0.491	13.05	IIIH	14.17	-21.03	20.19	S0
2249+2149	22 51 57.9	+22 05 05	0.0462	2.7	0.18	1.154	-	SBN	14.88	-21.91	17.91	Sa
2250+2427	22 52 34.8	+24 43 49	0.0421	135.5	7.84	0.602	12.77	SBN	14.78	-21.97	14.70	Sa
2251+2352	22 53 44.1	+24 08 13	0.0267	65.4	0.51	0.065	14.89	DANS	15.71	-19.81	8.50	Sc+
2253+2219	22 55 31.4	+22 36 01	0.0242	59.9	0.56	0.400	14.58	SBN	15.41	-19.86	9.75	Sa
2255+1654	22 57 54.4	+17 10 06	0.0388	23.6	0.75	0.352	14.99	SBN	15.37	-20.96	13.64	Sc+
2255+1926	22 57 44.0	+19 42 07	0.0193	30.5	0.08	0.091	15.77	IIIH	16.11	-18.65	10.41	Sc+
2255+1930N	22 57 36.0	+19 47 27	0.0189	65.3	0.74	0.623	13.80	SBN	14.69	-20.04	16.12	Sb
2255+1930S	22 57 35.1	+19 46 58	0.0192	43.9	0.26	0.321	14.73	SBN	15.42	-19.34	10.17	Sb
2256+2001	22 58 50.0	+20 17 54	0.0193	10.7	0.14	1.224	14.12	DANS	14.60	-20.13	22.31	Sc+
2257+1606	23 00 19.2	+16 23 00	0.0339	17.7	-	0.352	-	SBN	-	-	-	-
2257+2438	22 59 33.0	+24 55 06	0.0345	343.8	2.51	0.606	14.05	Sy1	15.88	-20.44	9.08	S0
2258+1920	23 01 07.2	+19 36 33	0.0220	140.5	0.92	0.181	14.04	DANS	15.42	-19.66	12.40	Sc+
2300+2015	23 03 17.2	+20 31 10	0.0346	60.1	1.03	0.621	14.20	SBN	15.60	-20.77	12.29	Sb
2302+2053E	23 05 27.4	+21 09 41	0.0328	22.9	0.90	0.865	14.36	SBN	14.69	-22.04	14.35	Sb
2302+2053W	23 05 23.7	+21 09 41	0.0328	203.3	0.71	0.451	15.22	IIIH	16.87	-19.87	8.02	Sb
2303+1702	23 05 54.0	+17 18 15	0.0428	41.3	1.74	0.308	14.84	Sy2	16.19	-20.46	9.37	Sc+
2303+1856	23 05 35.8	+19 12 32	0.0276	44.2	1.28	1.033	13.96	SBN	14.73	-21.03	15.11	Sa

Tabla 2.1: Continuación.

Nombre (1)	$\alpha$ (J2000) (2)	$\delta$ (J2000) (3)	$z$ (4)	$EW(H\alpha)$ (5)	$L(H\alpha)$ (6)	$E(B - V)$ (7)	$m_{L+C}$ (8)	SpT (9)	$m_r$ (10)	$M_r$ (11)	$r_{24.5}$ (12)	MphT (13)
2304+1621	23 07 29.1	+16 37 39	0.0384	44.8	1.10	0.279	14.77	DANS	15.40	-21.09	8.09	Sa
2304+1640	23 06 55.2	+16 56 16	0.0179	147.8	0.10	0.282	15.90	BCD	17.15	-17.60	6.70	BCD
2307+1947	23 09 31.6	+20 04 01	0.0271	26.7	0.34	0.201	15.11	DANS	15.56	-20.40	8.44	Sb
2310+1800	23 12 39.0	+18 16 39	0.0363	38.2	0.79	0.716	15.01	SBN	15.64	-20.84	11.83	Sc+
2312+2204	23 14 48.2	+22 20 25	0.0327	44.1	-	0.663	14.87	SBN	-	-	-	-
2313+1841	23 15 39.0	+18 58 17	0.0300	57.1	0.38	0.774	15.46	SBN	16.26	-19.68	11.09	Sb
2313+2517	23 16 00.7	+25 33 24	0.0273	24.5	-	0.783	13.12	SBN	-	-	-	-
2315+1923	23 18 00.4	+19 39 56	0.0385	160.9	0.81	0.485	15.44	IIIIH	16.81	-19.53	7.34	Sa
2316+2028	23 19 27.8	+20 44 51	0.0263	78.8	0.26	0.677	15.65	DANS	16.57	-19.13	7.65	Sc+
2316+2457	23 18 38.5	+25 14 00	0.0277	32.1	3.60	0.534	12.94	SBN	13.45	-22.24	21.18	SBa
2316+2459	23 18 40.5	+25 15 54	0.0274	29.9	0.67	1.003	12.17	SBN	15.00	-20.67	16.20	Sc+
2317+2356	23 20 05.8	+24 13 16	0.0334	25.0	3.00	1.105	12.97	SBN	13.20	-22.84	33.82	Sa
2319+2234	23 22 19.5	+22 50 40	0.0364	77.8	1.03	0.534	14.91	SBN	15.89	-20.30	8.94	Sc+
2319+2243	23 22 20.9	+23 00 42	0.0313	30.7	0.71	1.085	14.46	SBN	14.75	-21.13	17.12	S0
2320+2428	23 23 21.9	+24 45 01	0.0328	6.4	0.23	1.188	14.62	DANS	14.45	-21.51	17.52	Sa
2321+2149	23 24 08.2	+22 06 09	0.0374	50.0	0.74	0.388	15.17	SBN	15.85	-20.41	10.93	Sc+
2321+2506	23 24 26.1	+25 23 08	0.0331	40.0	0.88	1.297	14.66	SBN	15.26	-20.70	13.81	Sc+
2322+2218	23 25 23.6	+22 34 41	0.0249	37.8	0.17	0.697	15.84	SBN	16.47	-18.84	7.96	Sc+
2324+2448	23 26 39.9	+25 04 50	0.0123	5.6	0.21	0.474	11.66	SBN	12.75	-21.06	33.81	Sc+
2325+2208	23 28 27.9	+22 25 17	0.0116	32.7	1.61	1.206	11.34	SBN	12.09	-21.54	62.57	SBc+
2325+2318	23 27 41.5	+23 35 20	0.0114	84.2	-	0.391	11.81	IIIIH	-	-	-	-
2326+2435	23 28 48.6	+24 52 26	0.0174	208.3	0.43	0.249	14.37	DHIIIH	15.87	-18.79	11.32	Sa
2327+2515N	23 30 09.9	+25 32 00	0.0206	90.7	0.41	0.263	14.29	IIIIH	15.59	-19.33	9.08	Sb
2327+2515S	23 30 09.9	+25 32 00	0.0206	253.9	1.32	0.471	13.91	IIIIH	15.25	-19.67	13.64	S0
2329+2427	23 31 48.5	+24 44 06	0.0200	10.1	0.16	1.252	14.66	DANS	14.70	-20.24	16.43	Sb
2329+2500	23 31 53.6	+25 17 43	0.0305	176.9	2.67	0.467	13.65	Sy1	15.16	-20.66	13.05	S(r)
2329+2512	23 32 05.9	+25 28 43	0.0133	54.9	0.07	0.290	15.43	DHIIIH	16.02	-17.90	9.33	Sa
2331+2214	23 34 20.6	+22 30 37	0.0352	56.8	0.44	0.718	15.67	SBN	16.44	-19.68	8.28	Sb
2333+2248	23 35 33.5	+23 04 56	0.0399	174.3	1.36	0.359	14.96	IIIIH	16.37	-20.04	8.19	Sc+
2333+2359	23 36 06.2	+24 15 58	0.0395	47.6	1.31	0.190	14.85	Sy1	15.84	-20.58	9.00	S0
2348+2407	23 51 25.7	+24 24 12	0.0359	52.9	0.48	0.364	15.58	SBN	16.29	-19.89	7.48	Sa
2351+2321	23 53 39.6	+23 37 57	0.0273	89.3	0.39	0.000	15.35	IIIIH	16.39	-19.25	6.22	Sb

### 2.2.2. Datos de archivo

Las galaxias de la muestra UCM son objetos cercanos y relativamente brillantes ( $\langle z \rangle = 0.026$ , lo que corresponde a  $\sim 115$  Mpc, y  $\langle m_r \rangle = 16.1^m$ ), por lo que no es de extrañar que existan datos de archivo para bastantes de nuestros objetos obtenidos, principalmente, por exploraciones de todo el cielo en distintas bandas. También hay que reseñar que algunas de las placas fotográficas de nuestra exploración fueron tomadas en campos ya observados por otros grupos de investigación como, por ejemplo, Salzer (1989). Otras galaxias están incluidas en catálogos muy utilizados como el *New General Catalogue of Nebulae and Star Clusters* (NGC) o el *Index Catalogue* (IC), descritos en Dreyer (1888, 1895, 1908). Un porcentaje importante de estos datos se ha extraído de NED. Describiremos a continuación los principales datos obtenidos de otros trabajos.

Las extinciones Galácticas de todos los objetos de la muestra UCM provienen de los mapas de Schlegel et al. (1998). Estos autores detallan la extinción en el filtro  $B$  de Johnson como función de las coordenadas galácticas de cada galaxia.

Los datos referentes a las magnitudes en  $2000 \text{ \AA}$  de 23 galaxias fueron gentilmente proporcionados (y se publican en esta memoria por primera vez) por el equipo de investigación a cargo de un experimento con una cámara de observación UV a bordo de un globo (FOCA), experimento descrito en (Milliard et al. 1992)<sup>2</sup>. Las luminosidades UV están correlacionadas con la SFR, tal y como se describirá en el capítulo 5 de esta memoria.

El satélite *Infrared Astronomical Satellite* (IRAS) detectó un porcentaje importante de las galaxias UCM en el FIR, en bandas de longitudes de onda entre 12 y  $100 \mu\text{m}$ . Los flujos para cada objeto fueron extraídos del catálogo de fuentes de IRAS y presentados en Gallego (1995).

Existen datos de emisión en hidrógeno atómico HI en la longitud de onda de 21 cm para un total de 63 galaxias. La mayoría de los flujos HI provienen de Huchtmeier & Richter (1989), habiéndose usado los datos medidos recientemente por Pisano et al. (2001) para 11 objetos. Los flujos HI permiten calcular la masa de hidrógeno atómico (en unidades solares) con la expresión:

$$\mathcal{M}_{HI} = 2.356 \times 10^5 D^2 \int S d\nu \quad (2.2)$$

---

<sup>2</sup>El equipo investigador de la cámara de observación UV a bordo de un globo (FOCA) está integrado por J. Donas, B. Milliard, M. Laget y M. Viton.

donde  $D$  es la distancia a la galaxia en Mpc, y  $\int S d\nu$  es la integral del flujo de la línea de 21 cm en  $\text{Jy km s}^{-1}$  (Roberts 1975).

Un total de 83 galaxias UCM poseen datos de emisión radio en 20 cm (1.4 GHz), prácticamente todos provenientes del *NRAO VLA Sky Survey* (NVSS), descrito en Condon et al. (1998). Esta emisión se asocia con la radiación bremsstrahlung térmica procedente del gas ionizado de las regiones HII (Caplan & Deharveng 1986). Para más detalles véase el capítulo 5 de esta memoria.

Todos los datos descritos en esta sección se adjuntan en la tabla 2.2.

Tabla 2.2: Datos de archivo para las galaxias de la Exploración UCM. Las columnas muestran: (1) Nombre de la galaxia. (2) Extinción Galáctica en el filtro  $B$  de Johnson (Schlegel et al. 1998). (3) Magnitud en  $2000 \text{ \AA}$  (proporcionadas por el equipo de FOCAS). (4)–(7) Flujos FIR en  $12, 25, 60$  y  $100 \mu\text{m}$ , todos en unidades de  $\text{Jy}$  (Gallego 1995). (8) Flujo en  $1.4 \text{ GHz}$  en unidades de  $\text{mJy}$  (varias fuentes compiladas por NED). (9) Flujo en  $21 \text{ cm}$  en unidades de  $\text{Jy km s}^{-1}$  (varias fuentes compiladas por NED).

Nombre	$A_B^G$	$m_{UV}$	$F(12\mu\text{m})$	$F(25\mu\text{m})$	$F(60\mu\text{m})$	$F(100\mu\text{m})$	$F(1.4\text{GHz})$	$F(21\text{cm})$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
0000+2140	0.20	–	0.21	1.18	4.42	4.61	27.90	1.16
0003+1955	0.15	–	0.32	0.47	0.45	1.00	7.30	–
0003+2200	0.31	–	0.05	0.08	0.10	0.55	–	–
0003+2215	0.32	–	0.05	0.13	1.31	2.22	7.20	–
0005+1802	0.15	–	0.04	0.05	0.09	0.19	–	–
0006+2332	0.41	–	0.08	0.09	0.57	1.54	6.10	2.70
0013+1942	0.17	–	0.04	0.05	0.15	0.41	–	–
0014+1748	0.17	–	0.10	0.21	1.10	1.72	2.30	1.36
0014+1829	0.22	–	0.04	0.08	0.24	0.43	–	1.15
0015+2212	0.30	–	0.03	0.04	0.16	0.26	–	–
0017+1942	0.23	–	0.03	0.07	0.06	0.91	2.50	5.07
0017+2148	0.28	–	0.05	0.09	0.13	0.58	–	–
0018+2216	0.30	–	0.08	0.49	0.72	1.51	–	–
0018+2218	0.29	–	0.04	0.05	0.99	2.23	10.30	–
0019+2201	0.27	–	0.04	0.24	0.30	0.66	–	–
0022+2049	0.40	–	0.16	0.26	2.08	4.26	19.80	3.08
0023+1908	0.25	–	0.04	0.12	0.29	0.75	2.70	–
0034+2119	0.14	–	0.05	0.16	1.22	3.25	–	2.25
0037+2226	0.17	–	0.06	0.21	0.89	2.42	6.30	1.45
0038+2259	0.12	–	0.12	0.16	0.25	0.86	–	–
0039+0054	0.09	–	0.08	0.09	0.06	0.19	–	–
0040-0023	0.08	–	0.26	0.38	1.78	4.55	16.80	–
0040+0220	0.09	–	0.04	0.18	0.20	0.33	–	9.20
0040+0257	0.11	–	0.10	0.21	0.53	0.80	–	–
0040+2312	0.16	–	0.09	0.08	0.75	2.23	5.10	3.45
0041+0134	0.10	–	0.11	0.15	0.27	0.74	–	5.46
0043-0159	0.12	–	0.25	0.59	4.04	8.85	38.20	4.34
0043+0245	0.09	–	0.07	0.12	0.05	0.30	–	–
0044+2246	0.16	–	0.04	0.08	0.45	0.60	4.80	–
0045+2206	0.19	–	0.09	0.22	0.96	1.79	8.00	–
0047-0213	0.20	–	0.04	0.10	0.37	0.67	–	–
0047+2051	0.14	–	0.05	0.09	0.61	1.41	2.30	–
0047+2413	0.27	–	0.10	0.30	2.06	3.38	8.70	3.76
0047+2414	0.26	–	0.06	0.24	2.44	3.63	17.50	3.53
0049-0006	0.11	–	0.04	0.24	0.12	0.16	–	–

Tabla 2.2: Continuación

Nombre	$A_B^G$	$m_{UV}$	$F(12\mu\text{m})$	$F(25\mu\text{m})$	$F(60\mu\text{m})$	$F(100\mu\text{m})$	$F(1.4\text{GHz})$	$F(21\text{cm})$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
0049+0017	0.10	–	0.05	0.07	0.20	0.45	–	–
0049-0045	0.17	–	–	–	–	–	–	–
0050+0005	0.11	–	0.06	0.23	0.30	0.33	–	–
0050+2114	0.18	–	0.10	0.38	1.99	2.64	10.20	–
0051+2430	0.20	–	0.09	0.13	1.11	1.59	10.10	–
0054-0133	0.16	–	0.12	0.73	0.82	1.30	4.20	–
0054+2337	0.22	–	0.05	0.19	0.16	0.42	–	4.08
0056+0043	0.12	–	0.09	0.15	0.34	0.23	–	2.10
0056+0044	0.12	–	0.04	0.09	0.26	0.22	–	–
0119+2156	0.23	–	0.05	0.08	0.47	1.29	8.70	–
0121+2137	0.30	–	0.04	0.06	0.30	1.35	–	1.47
0129+2109	0.25	–	0.05	0.23	1.30	2.46	6.50	1.69
0134+2257	0.49	–	0.04	0.35	0.47	1.20	3.50	–
0135+2242	0.53	–	0.05	0.05	0.11	0.90	–	0.83
0138+2216	0.52	–	0.12	0.14	0.44	1.72	–	–
0141+2220	0.40	–	0.05	0.06	0.38	0.66	–	–
0142+2137	0.45	–	0.05	0.25	0.59	0.93	–	1.26
0144+2519	0.56	–	0.06	0.08	0.48	1.32	6.80	3.22
0147+2309	0.42	–	0.05	0.13	0.21	0.33	–	–
0148+2124	0.28	–	0.06	0.06	0.25	0.19	–	0.32
0150+2032	0.32	–	0.05	0.06	0.10	0.34	–	–
0156+2410	0.41	–	0.05	0.08	0.21	0.19	–	1.18
0157+2102	0.38	–	0.04	0.07	0.60	0.98	5.50	4.43
0157+2413	0.43	–	0.08	0.20	1.43	2.61	12.00	1.08
0159+2326	0.37	–	0.04	0.13	0.42	0.81	–	–
0159+2354	0.44	–	0.04	0.06	0.18	0.16	–	0.52
1246+2727	0.06	–	0.04	0.09	0.13	0.25	11.10	–
1247+2701	0.06	–	0.04	0.04	0.10	0.31	–	–
1248+2912	0.08	–	0.04	0.05	0.42	1.43	–	0.91
1253+2756	0.04	15.08	0.07	0.08	0.70	0.99	4.60	0.39
1254+2740	0.05	16.05	0.07	0.17	0.22	0.62	2.50	–
1254+2802	0.05	17.14	0.08	0.12	0.15	0.31	–	–
1255+2734	0.06	16.10	0.07	0.10	0.39	0.61	5.10	–
1255+2819	0.05	15.96	0.05	0.37	0.31	0.41	4.70	–
1255+3125	0.07	–	0.04	0.12	0.26	0.48	–	–
1256+2701	0.04	–	0.07	0.07	0.08	0.23	–	–
1256+2717	0.04	17.42	0.06	0.16	0.12	0.23	–	–
1256+2722	0.05	17.82	0.03	0.08	0.23	0.84	3.90	–
1256+2732	0.06	15.49	0.08	0.05	0.34	0.36	4.10	0.27

Tabla 2.2: Continuación

Nombre	$A_B^G$	$m_{UV}$	$F(12\mu\text{m})$	$F(25\mu\text{m})$	$F(60\mu\text{m})$	$F(100\mu\text{m})$	$F(1.4\text{GHz})$	$F(21\text{cm})$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
1256+2754	0.05	15.20	0.06	0.15	0.40	0.65	3.40	–
1256+2823	0.05	14.96	0.06	0.18	0.44	1.02	7.50	1.20
1256+2910	0.04	16.82	0.04	0.07	0.08	0.38	–	–
1257+2808	0.04	16.08	0.04	0.06	0.35	0.36	–	1.20
1258+2754	0.04	15.11	0.04	0.12	0.23	0.23	4.30	0.34
1259+2755	0.04	15.79	0.09	0.16	0.64	1.09	2.40	1.00
1259+2934	0.05	16.15	0.26	1.31	6.61	7.10	38.80	–
1259+3011	0.05	–	0.05	0.05	0.25	0.53	–	–
1300+2907	0.05	16.13	0.05	0.05	0.06	0.13	–	–
1301+2904	0.05	14.38	0.04	0.09	0.17	0.54	3.00	–
1302+2853	0.05	15.89	0.05	0.07	0.20	0.55	–	–
1302+3032	0.05	–	0.04	0.04	0.07	0.13	–	–
1303+2908	0.05	15.56	0.05	0.06	0.12	0.16	–	–
1304+2808	0.05	–	0.31	0.09	0.98	1.87	7.30	–
1304+2818	0.06	15.72	0.03	0.05	0.08	0.64	–	0.41
1304+2830	0.05	17.80	0.03	0.05	0.03	0.19	–	–
1304+2907	0.05	14.32	0.03	0.06	0.10	0.13	–	3.75
1306+2938	0.05	15.06	0.03	0.14	0.61	1.30	5.00	0.57
1306+3111	0.06	–	0.05	0.08	0.16	0.39	–	–
1307+2910	0.04	14.30	0.12	0.10	0.90	2.47	7.20	5.10
1308+2950	0.05	–	0.08	0.23	2.12	3.64	11.80	1.72
1308+2958	0.05	–	0.06	0.08	0.21	0.79	–	2.38
1310+3027	0.06	–	0.05	0.25	0.17	0.33	–	–
1312+2954	0.05	–	0.09	0.10	0.40	0.68	–	–
1312+3040	0.05	–	0.10	0.19	1.02	1.99	3.90	–
1313+2938	0.04	–	0.08	0.07	0.31	0.25	2.60	–
1314+2827	0.05	16.78	0.03	0.04	0.15	0.19	–	–
1320+2727	0.09	–	0.04	0.05	0.12	0.19	–	–
1324+2651	0.06	–	0.08	0.18	0.66	1.01	2.20	1.02
1324+2926	0.06	–	0.05	0.08	0.08	0.18	–	–
1331+2900	0.05	–	0.04	0.04	0.05	0.16	–	–
1428+2727	0.06	–	0.03	0.09	0.76	1.24	5.80	5.07
1429+2645	0.09	–	0.03	0.04	0.06	0.33	–	–
1430+2947	0.08	–	0.05	0.19	0.49	1.09	4.00	–
1431+2702	0.08	–	0.10	0.13	0.19	0.36	–	–
1431+2814	0.09	–	0.03	0.05	0.09	0.21	–	–
1431+2854	0.08	–	0.07	0.03	0.26	0.61	–	–
1431+2947	0.06	–	0.05	0.04	0.05	0.13	–	–
1432+2645	0.11	–	0.22	0.13	0.53	1.33	–	–

Tabla 2.2: Continuación

Nombre	$A_B^G$	$m_{UV}$	$F(12\mu\text{m})$	$F(25\mu\text{m})$	$F(60\mu\text{m})$	$F(100\mu\text{m})$	$F(1.4\text{GHz})$	$F(21\text{cm})$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
1440+2511	0.16	–	0.17	0.17	0.14	0.20	–	–
1440+2521N	0.15	–	0.06	0.07	0.43	1.12	8.80	–
1440+2521S	0.15	–	–	–	–	–	–	–
1442+2845	0.09	–	0.02	0.12	0.46	0.68	–	–
1443+2548	0.15	–	0.07	0.07	0.65	0.90	8.50	–
1443+2714	0.11	–	0.16	0.34	0.78	1.22	–	–
1443+2844	0.10	–	0.04	0.05	0.55	1.29	6.30	–
1444+2923	0.08	–	0.03	0.03	0.05	0.10	–	–
1452+2754	0.13	–	0.03	0.06	0.25	0.59	3.60	–
1506+1922	0.19	–	0.06	0.14	11.51	15.60	3.50	–
1513+2012	0.16	–	0.08	0.48	3.01	3.81	17.90	–
1537+2506N	0.20	–	0.20	0.51	2.37	3.11	20.10	–
1537+2506S	0.20	–	–	–	–	–	–	–
1557+1423	0.22	–	0.05	0.08	0.16	0.40	–	–
1612+1308	0.21	–	0.04	0.12	0.09	0.32	–	–
1646+2725	0.38	–	0.04	0.06	0.08	1.02	–	–
1647+2727	0.37	–	0.03	0.04	0.25	1.04	–	–
1647+2729	0.34	–	0.06	0.06	0.23	0.58	3.50	–
1647+2950	0.21	–	0.10	0.13	0.79	1.57	4.40	–
1648+2855	0.22	–	0.04	0.18	0.66	1.70	4.10	–
1653+2644	0.32	–	0.49	0.74	0.65	6.59	4.50	1.28
1654+2812	0.26	–	0.03	0.03	0.05	0.30	–	–
1655+2755	0.28	–	0.03	0.08	0.13	0.52	–	–
1656+2744	0.44	–	0.10	0.09	0.25	1.57	–	–
1657+2901	0.18	–	0.02	0.05	0.21	0.56	–	–
1659+2928	0.22	–	0.07	0.04	0.12	0.77	–	0.23
1701+3131	0.14	–	0.08	0.25	2.12	3.54	14.70	–
2238+2308	0.27	–	0.05	0.15	1.08	2.15	14.90	1.77
2239+1959	0.21	–	0.12	0.87	2.39	2.95	16.90	3.41
2249+2149	0.37	–	0.05	0.19	0.32	0.36	–	–
2250+2427	0.64	–	0.19	0.81	3.46	4.91	7.30	0.77
2251+2352	0.30	–	0.06	0.09	0.25	0.61	–	0.60
2253+2219	0.24	–	0.05	0.15	0.51	0.59	4.60	–
2255+1654	0.25	–	0.12	0.07	0.70	1.67	4.20	–
2255+1926	0.23	–	0.04	0.07	0.06	0.23	–	–
2255+1930N	0.25	–	0.09	0.11	1.65	2.53	14.10	–
2255+1930S	0.25	–	–	–	–	–	–	–
2256+2001	0.18	–	0.05	0.13	0.44	1.21	–	2.95
2257+1606	0.29	–	–	–	–	–	–	–

Tabla 2.2: Continuación

Nombre (1)	$A_B^G$ (2)	$m_{UV}$ (3)	$F(12\mu\text{m})$ (4)	$F(25\mu\text{m})$ (5)	$F(60\mu\text{m})$ (6)	$F(100\mu\text{m})$ (7)	$F(1.4\text{GHz})$ (8)	$F(21\text{cm})$ (9)
2257+2438	0.67	–	0.05	0.13	0.45	2.12	3.70	–
2258+1920	0.28	–	0.04	0.05	0.32	0.32	2.70	0.45
2300+2015	0.74	–	0.03	0.14	0.42	0.36	4.50	–
2302+2053E	1.51	–	–	–	–	–	8.60	6.12
2302+2053W	1.52	–	0.11	0.04	0.75	0.64	–	–
2303+1702	0.43	–	0.05	0.10	0.38	0.66	21.00	–
2303+1856	0.56	–	0.10	0.49	2.29	2.18	6.80	0.51
2304+1621	0.56	–	0.04	0.05	0.22	0.35	–	–
2304+1640	0.47	–	0.04	0.07	0.10	0.45	–	0.99
2307+1947	0.94	–	0.23	0.10	0.08	2.50	–	–
2310+1800	0.74	–	0.04	0.11	0.44	1.37	–	–
2312+2204	0.88	–	0.06	0.08	0.20	0.66	–	–
2313+1841	0.56	–	0.07	0.10	0.24	2.56	–	–
2313+2517	0.37	–	0.24	2.00	10.41	11.16	34.70	2.33
2315+1923	0.30	–	0.12	0.11	0.22	0.48	–	–
2316+2028	0.64	–	0.07	0.12	0.43	1.05	–	–
2316+2457	0.44	–	0.24	0.62	4.22	7.05	31.60	2.91
2316+2459	0.45	–	0.05	0.06	2.44	6.14	3.90	1.73
2317+2356	0.34	–	0.18	0.31	2.72	5.85	31.50	–
2319+2234	0.26	–	0.04	0.08	0.31	0.56	–	–
2319+2243	0.30	–	0.09	0.07	0.13	0.53	4.10	–
2320+2428	0.28	–	0.17	0.18	0.56	1.43	–	0.75
2321+2149	0.29	–	0.03	0.05	0.16	0.41	–	–
2321+2506	0.23	–	0.05	0.26	0.41	0.67	4.80	2.17
2322+2218	0.20	–	0.09	0.06	0.27	0.19	–	–
2324+2448	0.30	–	0.21	0.21	1.74	5.04	11.60	27.40
2325+2208	0.21	12.10	0.42	0.88	7.16	14.80	49.50	13.50
2325+2318	0.19	12.00	0.10	0.61	4.97	6.79	43.40	8.98
2326+2435	0.43	–	0.05	0.16	1.00	2.08	–	–
2327+2515N	0.26	–	0.06	0.36	1.52	1.68	8.00	–
2327+2515S	0.26	–	–	–	–	–	–	–
2329+2427	0.39	–	0.08	0.05	0.19	0.43	–	0.43
2329+2500	0.30	–	0.07	0.06	0.10	0.79	–	–
2329+2512	0.20	–	0.05	0.12	0.11	1.01	–	2.50
2331+2214	0.27	–	0.08	0.06	0.10	0.44	–	–
2333+2248	0.29	–	0.07	0.14	0.13	0.36	–	–
2333+2359	0.35	–	0.05	0.05	0.08	0.48	–	–
2348+2407	0.29	–	0.12	0.07	0.06	0.65	–	–
2351+2321	0.41	–	0.12	0.08	0.15	0.34	–	0.04



# CAPÍTULO 3

## Propiedades integradas de la muestra UCM en el filtro B de Johnson

En el presente capítulo se describen y analizan las observaciones fotométricas de la muestra UCM en un filtro azul, concretamente el filtro *B* de Johnson. Tras exponer los objetivos de este estudio se comentarán los detalles de las campañas de observación y se explicarán las técnicas de reducción y medida de los datos. A continuación se abordará la discusión sobre los resultados acerca de las propiedades integradas de la emisión en el filtro *B* de las galaxias UCM. El análisis de la fotometría superficial en este mismo filtro se describirá en el capítulo siguiente.

### 3.1. Motivación y objetivos del estudio

La muestra de galaxias con formación estelar de la Universidad Complutense de Madrid fue seleccionada en base a la emisión  $H\alpha$  detectada en placas fotográficas obtenidas con la técnica de prisma-objetivo. La longitud de onda de esta línea, 656.28 nm para un sistema en reposo, fue el motivo principal de la elección de un filtro rojo para el primer estudio fotométrico de la muestra. Este análisis fue realizado con el filtro *r* de Gunn (Vitores 1994, Vitores et al. 1996a,b), habiéndose descrito alguno de sus resultados

en el capítulo 2.

Una vez realizado el análisis de la muestra UCM en el filtro  $r$  de Gunn, de forma natural surge la posibilidad de ampliar el estudio fotométrico a otra banda óptica. Consecuentemente, a mediados de 1998, se inicia el proyecto de observación de las galaxias de la muestra UCM en un filtro azul, concretamente en el filtro  $B$  de Johnson. Los motivos que llevaron al inicio de este proyecto pueden resumirse en 4 puntos principales:

- La obtención de un color óptico con la suficiente diferencia de longitudes de onda.
- El estudio de una banda fotométrica donde la contribución de la emisión de las estrellas jóvenes sea más importante.
- La comparación con otras exploraciones locales que han seleccionado objetos con formación estelar activa basándose en su destacada emisión azul (y ultravioleta).
- La comparación con muestras de galaxias a desplazamientos al rojo intermedio o alto.

### 3.2. Observaciones

La totalidad de la muestra de la Exploración UCM, 191 galaxias, fue observada en el filtro  $B$  de Johnson en 9 campañas llevadas a cabo en el intervalo de tiempo desde Julio de 1998 hasta Enero de 2001. La mayor parte de los objetos, un 59 %, fue observada en el telescopio de 1.23 metros del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto (Almería, España); un 36 % de las imágenes provienen del telescopio Jacobus Kapteyn de 1 metro (JKT) en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, España). El 5 % de datos restantes fueron obtenidos en el telescopio de 1.52 metros perteneciente al Observatorio Astronómico Nacional (OAN) y localizado en el Observatorio de Calar Alto. La imagen para la galaxia UCM1254+2740 se tomó en el Telescopio Óptico Nórdico (NOT) del Observatorio del Roque de los Muchachos. Los datos de cada una de las campañas se detallan en la tabla 3.1.

En todos los telescopios la instrumentación utilizada fue una cámara de imagen situada en el foco Cassegrain y equipada con un detector *charge couple device* (CCD) y una rueda de filtros. Cuando fue posible se eligió un detector con el tamaño de píxel mínimo de manera que tuviéramos una mayor resolución espacial, esencial para la obtención de mapas de color. Esta fue la razón para que en varias campañas en el 1.23 metros se

Tabla 3.1: Detalles de las campañas de observación en el filtro  $B$  y coeficientes fotométricos. Las columnas detallan: (1) Nombre del telescopio. JKT se refiere al Telescopio Jacobus Kapteyn en La Palma (España); 1.52m es el Telescopio Español en Calar Alto, Almería (España); 1.23m es el Telescopio del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto; NOT es el Telescopio Óptico Nórdico del ORM. (2) Fecha de la observación. (3) Tipo de detector CCD. (4) Ruido de lectura del CCD en electrones. (5) Ganancia del CCD en electrones por ADU. (6) Escala del chip en segundos de arco por pixel. (7) Constante instrumental de la calibración fotométrica para cada noche calculada usando estrellas de Landolt (1992). (8) Extinción en el filtro  $B$  de Johnson para cada noche. (9) Término de color en el ajuste de la recta de Bouguer referente a  $B - r$  ( $B$  de Johnson y  $r$  de Gunn). (10) Número de objetos observados en la campaña.

Telescopio (1)	Fecha (2)		CCD (3)	RON (4)	Ganancia (5)	Escala (6)	$C$ (7)	$K_B$ (8)	$K_{B-r}$ (9)	Número (10)	
JKT	27	Nov	1997	TEK#4	4.10	1.63	0.33	23.00±0.03	-0.22±0.02	0.03±0.01	40
JKT	01	Dic	1997	TEK#4				23.01±0.07	-0.24±0.05	0.02±0.01	
JKT	02	Dic	1997	TEK#4				22.78±0.08	-0.12±0.06	0.01±0.02	
1.52m	18	Jun	1998	TEK1024	6.38	6.55	0.40	21.45±0.03	-0.33±0.02	0.09±0.01	4
1.52m	19	Jun	1998	TEK1024				21.40±0.06	-0.27±0.04	0.09±0.01	
1.23m	28	Oct	1998	TEK7c_12	5.52	0.80	0.50	22.28±0.02	-0.21±0.01	0.08±0.01	8
1.52m	10	Jun	1999	TEK1024	6.38	6.55	0.40	21.80±0.14	-0.36±0.10	0.10±0.03	5
1.23m	16	Jun	1999	LORAL#11	8.50	1.70	0.31	22.95±0.06	-0.27±0.04	0.04±0.01	26
1.23m	17	Jun	1999	SITe#18	5.20	2.60	0.50	22.03±0.03	-0.19±0.02	0.05±0.01	
1.23m	19	Jun	1999	TEK#13	5.10	0.60	0.50	22.81±0.04	-0.25±0.03	0.09±0.01	
1.23m	20	Jun	1999	TEK#13				22.84±0.05	-0.25±0.03	0.07±0.01	
JKT	12	Jul	1999	TEK#5	4.82	1.53	0.33	23.09±0.03	-0.50±0.02	0.04±0.01	29
JKT	13	Jul	1999	TEK#5				22.77±0.05	-0.21±0.04	0.03±0.01	
JKT	15	Jul	1999	TEK#5				22.81±0.02	-0.24±0.01	0.07±0.01	
JKT	16	Jul	1999	TEK#5				22.75±0.03	-0.25±0.03	0.07±0.01	
JKT	17	Jul	1999	TEK#5				22.75±0.01	-0.20±0.01	0.06±0.01	
JKT	18	Jul	1999	TEK#5				22.85±0.05	-0.27±0.04	0.06±0.01	
1.23m	6	Sep	1999	LORAL#11	8.50	1.70	0.31	22.96±0.03	-0.26±0.02	0.06±0.02	38
1.23m	7	Sep	1999	LORAL#11				23.01±0.04	-0.28±0.03	0.03±0.01	
1.23m	8	Sep	1999	LORAL#11				22.95±0.03	-0.25±0.02	0.02±0.01	
1.23m	9	Sep	1999	LORAL#11				23.01±0.02	-0.20±0.01	0.05±0.01	
1.23m	11	Sep	2001	SITe#2	5.98	2.60	0.31	-	-	-	40
1.23m	12-17	Sep	2001	LORAL#11	8.50	1.70	0.31	-	-	-	
NOT	19	Abr	2002	LORAL 2K	5.58	1.06	0.19	-	-	-	1

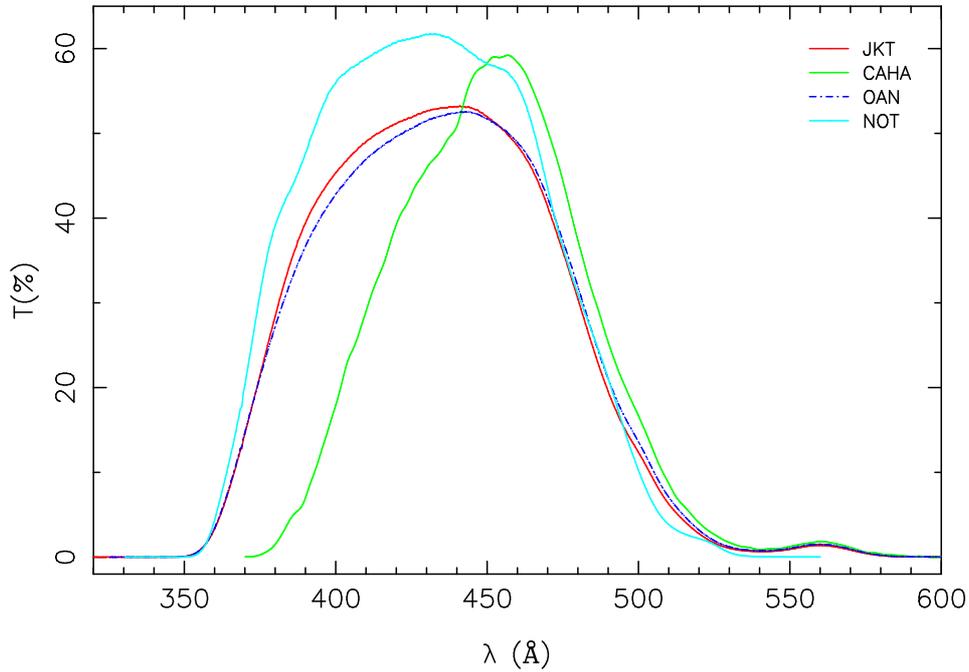


Figura 3.1: Comparación de las curvas de transmisión de los distintos filtros *B* utilizados en este trabajo.

utilizaran CCDs con un píxel de  $15 \mu\text{m}$  (lo usual es  $24 \mu\text{m}$ ), que proporcionaron una escala de placa de 0.33 segundos de arco por píxel. Con esta elección, adicionalmente, se conseguía un mejor muestreo de las imágenes de las estrellas con las que obtener los perfiles de la función de imagen puntual [del inglés *point spread function* (PSF)] de cada apuntado.

Como ya hemos mencionado, el filtro en el que se pretendía estudiar la muestra era el *B* de Johnson. Sin embargo, otros filtros fueron utilizados, como el *B* de Harris en el JKT o el *B* de Bessel en el NOT (véase figura 3.1). El filtro de Harris fue construido especialmente para emular, con la máxima precisión posible, el filtro de Johnson, una vez convolucionada su transmisión con la curva de respuesta del CCD. Efectivamente, un cálculo de las longitudes de onda efectivas y de los flujos de Vega en dichas longitudes de onda para cada filtro proporciona unos valores medios y desviaciones típicas de  $435 \pm 7 \text{ nm}$  y  $(6.24 \pm 0.07) \times 10^{-9} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ , lo que supone diferencias típicas entre los filtros menores a un 2%. Consecuentemente, todos los filtros fueron considerados como equivalentes. En todo caso, la utilización de un término de color en las rectas de calibración (véase sección 3.3) permite corregir de las pequeñas diferencias existentes entre los distintos filtros *B*.

En cada una de las campañas se tomaron tandas de 10 a 30 imágenes de calibración:

*bias*, *flat fields* de cúpula y cielo e imágenes de corriente de oscuridad, tanto antes de empezar la noche de observación como después.

Con el objetivo de conseguir un mayor aprovechamiento del tiempo de observación, en las citadas campañas se siguió una estrategia bien definida. Esta consistió en tomar imágenes muy cortas, de unos 180-300 segundos, de cada campo galáctico en las noches que claramente se vislumbraban como fotométricas, de manera que se pudieran utilizar posteriormente para calibrar imágenes más profundas de objetos interesantes. Además, se eligieron 3-4 objetos en cada noche fotométrica que sirvieran para comparar datos procedentes de distintas campañas y así controlar errores sistemáticos. En noches no fotométricas o en las que se midió un buen *seeing* (por debajo de  $1''$ ), se decidió obtener imágenes profundas de las galaxias (con tiempos de exposición de aproximadamente 1800 segundos), más aptas para obtener información de las partes exteriores de los objetos.

Finalmente se obtuvieron imágenes profundas (de 1800 s) para el 62 % de la muestra, imágenes de tiempo de exposición intermedio (entre 600 y 1800 segundos) para un 20 % y únicamente imágenes de calibración para el 18 % restante. Típicamente, las imágenes profundas permiten detectar brillos superficiales de  $25 \text{ mag arcsec}^{-2}$  a un nivel  $2\sigma$  por encima del ruido de cielo y las de tiempo de exposición más corto llegan a  $24 \text{ mag arcsec}^{-2}$  a  $2\sigma$ .

Las condiciones de *seeing* fueron muy heterogéneas, desechándose las imágenes con un *seeing* mayor que  $2''.0$ , para las cuales se repitieron las observaciones en noches más favorables. Finalmente el *seeing* de la muestra osciló entre los valores de  $0''.9$  y  $2''.0$ , con un valor medio de  $1''.5 \pm 0''.4$ .

### 3.3. Reducción y calibración

#### 3.3.1. Reducción

Las imágenes obtenidas en las campañas descritas en la sección anterior fueron reducidas siguiendo las técnicas estándar de reducción de datos obtenidos con un detector CCD. Esto incluye: (1) restado del nivel de *bias* (combinado con un ajuste de la región de *overscan*); (2) división por la imagen de *flat field*; (3) combinación de imágenes redundantes del mismo objeto; (4) eliminación de rayos cósmicos y objetos cercanos (si procede). En todas las campañas se comprobó que el nivel de la corriente de oscuridad del detector era despreciable (en torno a 3 cuentas por píxel cada 1000 s).

Los pasos descritos anteriormente se llevaron a cabo con el paquete APPHOT dentro del *software* de reducción y análisis *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF)<sup>1</sup>. Las imágenes de calibración tomadas en el telescopio fueron primero combinadas para cada noche con el objetivo de reducir el ruido y los posibles problemas de cada imagen individual. Típicamente, si se mantuvo el mismo detector y no tuvo ningún problema durante la campaña, se observó una variación temporal despreciable de los *bias*, siendo posible la combinación de todos los de una campaña para obtener una sola imagen maestra. En el peor de los casos esta operación se realizó para cada noche de observación. Junto con el *bias* se utilizó la zona del *overscan* para controlar la forma del nivel de base, ajustándose un polinomio de Chebyshev (de orden entre 6 y 9) a la variación longitudinal.

En el caso de los *flat fields*, la obtención de un *flat* maestro es más complicada puesto que no es inusual el que caigan motas de polvo en la ventana del detector de una noche para la siguiente, o incluso que en una misma noche aparezcan nuevos defectos o se muevan los existentes. Por ello se combinaron los *flats* noche a noche, obteniendo una imagen patrón para cada una de ellas. En un total de 3 noches se tuvieron que utilizar dos *flats* diferentes para imágenes de la primera parte de la noche y de la segunda, puesto que aparecieron motas durante el tiempo de observación. Todas las correcciones de variación de sensibilidad del detector fueron realizadas con *flat fields* de cielo.

A la hora de aplicar las imágenes de calibración patrón descritas en el párrafo anterior, se comprobó que la reducción no alteraba de manera significativa la estadística del número de cuentas detectadas, pudiéndose asumir un comportamiento poissoniano en las imágenes de ciencia finales.

Para algunas galaxias las imágenes se dividieron en exposiciones cortas, ya fuera por la presencia de objetos cercanos que podían saturar el detector o por la aparición de nubes que empeoraban sensiblemente la calidad de las imágenes. En estos casos se combinaron todas las imágenes para obtener una de mejor relación señal-ruido. La técnica, especialmente cuidada para mantener la estadística poissoniana del número de cuentas, será explicada en más detalle en el capítulo 5.

Finalmente se procedió a la eliminación de rayos cósmicos y de las estrellas de campo cercanas con el programa *credit* de IRAF. Esta tarea se llevó a cabo interactivamente para las zonas cercanas a la galaxia estudiada y de manera automática para el resto. El procedimiento consistió en sustituir los píxeles afectados por valores típicos obtenidos a

---

<sup>1</sup>IRAF ha sido distribuido por los *National Optical Astronomy Observatories*, regidos por la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. (AURA)*, en cooperación con la *National Science Foundation* de Estados Unidos. Véase <http://iraf.noao.edu/iraf-homepage.html>.

partir de una media de los píxeles circundantes, ya sea en aperturas circulares, cuadradas, o bien con ajustes lineales en columnas o filas. También se incluyó en la sustitución el efecto del ruido del fondo de cielo. En otros casos fue más efectivo sustituir los píxeles seleccionados por zonas de cielo extraídas de las cercanías de la galaxia. Para la eliminación automática se procedió a determinar los valores del ruido del fondo de cielo y de la intensidad de los rayos cósmicos para cada imagen.

### 3.3.2. Calibración

En todas las noches de observación donde las condiciones atmosféricas parecían ser buenas y constantes se tomaron exposiciones de estrellas de flujo conocido. Los datos de estas estrellas fueron extraídos de Landolt (1992), Oke (1990) y Hamuy et al. (1992). Los tiempos de exposición oscilaron entre 20 y 60 segundos, realizándose exposiciones tanto en el filtro *B* de Johnson como en el *R<sub>C</sub>* de Cousins para obtener un término de color en la recta de calibración (ecuación 3.1).

Típicamente se realizaron 3 tandas de observaciones de estándares, una al principio de la noche, otra a mitad y la última al amanecer. Con ello se pretendía comprobar la condición fotométrica de la noche de observación (condiciones atmosféricas buenas y constantes). En cada una de las tandas de calibración se intentó cubrir el intervalo de masas de aire entre  $\sim 1.0$  y  $\sim 2.0$ , para una mejor determinación de la pendiente de la recta de fotometría. Esta intención, que en principio parece obvia, en la práctica fue difícil de conseguir con las estrellas de Landolt (1992) puesto que son en su mayoría estrellas ecuatoriales y en el Observatorio de Calar Alto no alcanzan alturas por encima de  $80^\circ$ . Por este motivo se utilizaron también estrellas espectrofotométricas (como HZ-43, HZ-44 o Feige-36) con declinaciones mayores y cuyos datos fueron extraídos de Oke (1990) y Hamuy et al. (1992).

Los flujos de las estrellas estándares se midieron utilizando el programa *phot* de IRAF. El proceso consistió en la medida de flujos en aperturas circulares, con una serie de entre 10 y 15 radios, con los que se construyó una curva de crecimiento<sup>2</sup> de donde, siguiendo el método de Stetson (1990), se puede obtener el flujo detectado de la estrella minimizando la incertidumbre. El método de análisis de la curva de crecimiento de Stetson (1990) consiste en comparar la forma de dicho gradiente en la propia imagen con una curva teórica. Este gradiente teórico tiene en cuenta el efecto del *seeing*, utilizando un ajuste gaussiano en las zonas más interiores del perfil de la estrella (donde el gradiente es grande) y añadiendo una ley de potencias y una exponencial para una correcta

---

<sup>2</sup>La curva de crecimiento es la representación del gradiente radial del flujo de una estrella.

descripción de las alas. Dado que se cuenta con una curva de crecimiento teórica y otra observada, se pueden combinar ambas para obtener resultados de una mayor relación señal-ruido, favoreciendo el uso de la curva observada en las zonas interiores del perfil radial (donde se observan los menores errores) y el de la teórica en las zonas más exteriores (donde domina el ruido del fondo de cielo). De esta manera se puede elegir el radio donde medir el flujo que, corregido de apertura con la curva definitiva, contará con una incertidumbre relativa menor. Esta técnica es utilizada comúnmente para fotometría de alta precisión (calibración de estándares, por ejemplo), que en el caso de galaxias no es necesaria. Sin embargo, el procedimiento fue utilizado tras comprobar la mejora ostensible de las incertidumbres en el ajuste de la recta de Bouguer.

La calibración fotométrica se llevó a cabo ajustando, por un método de mínimos cuadrados, la llamada recta de Bouguer, con una expresión del tipo:

$$m_B - 2.5 \log(F_B) = C + K_B X + K_{B-r} (B - r) \quad (3.1)$$

donde  $m_B$  es la magnitud aparente en el filtro  $B$ ,  $F_B$  es el flujo en cuentas  $s^{-1}$ ,  $C$  es la constante instrumental,  $K_B$  es el coeficiente de extinción,  $X = \sec(z)$  la masa de aire, y  $K_{B-r}$  la constante del término de color referido a Johnson  $B$ -Gunn  $r$ . Los parámetros a ajustar por el método de mínimos cuadrados son, por lo tanto, tres:  $(C, K_B, K_{B-r})$ .

Las masas de aire de los pocos objetos (sobre todo estrellas) que fueron observados a alturas menores que  $30^\circ$  se calcularon con la fórmula (Hiltner 1962):

$$X = \sec(z) - 0.0018167 (\sec(z) - 1) - 0.002875 (\sec(z) - 1)^2 - 0.0008083 (\sec(z) - 1)^3 \quad (3.2)$$

La conversión del filtro  $R_C$  (Cousins), al que se refieren los datos de Landolt (1992), al filtro  $r$  de Gunn, que es el utilizado en las observaciones de las UCM, se realizó con un valor medio del color  $r - R_C = 0.37$  para todos los tipos morfológicos extraído de Fukugita et al. (1995). Este color es prácticamente constante para todas las galaxias, variando en sólo  $0.04^m$  de unos tipos de Hubble a otros.

El método de mínimos cuadrados proporciona, simultáneamente al ajuste, la matriz de varianza-covarianza  $A$ . La expresión para dicha matriz se muestra a continuación junto con las matrices fila y columna de los datos de cada objeto:

$$A = \begin{bmatrix} N & \sum_{i=1}^N X_i & \sum_{i=1}^N (B-r)_i \\ \sum_{i=1}^N X_i & \sum_{i=1}^N X_i^2 & \sum_{i=1}^N X_i (B-r)_i \\ \sum_{i=1}^N (B-r)_i & \sum_{i=1}^N X_i (B-r)_i & \sum_{i=1}^N (B-r)_i^2 \end{bmatrix} \quad (3.3)$$

$$D = \begin{pmatrix} 1 \\ X \\ B-r \end{pmatrix} \quad D^\dagger = \begin{pmatrix} 1 & X & B-r \end{pmatrix} \quad (3.4)$$

Con estas matrices se puede obtener el error asociado a la recta de calibración, cálculo que se explicará en la siguiente sección.

## 3.4. Parámetros fotométricos integrados

### 3.4.1. Medida de parámetros

La emisión integrada de las galaxias UCM en el filtro  $B$  de Johnson se caracterizó por medio de la medida de magnitudes aparentes totales, radios efectivos y colores ópticos.

#### Magnitudes aparentes integradas

La determinación de la magnitud aparente total de un objeto extenso es una tarea complicada debido a la incertidumbre acerca de los límites reales del objeto. A través de observaciones profundas de objetos extensos, numerosos trabajos han constatado que las zonas más débiles de las galaxias (de menor brillo superficial) pueden extenderse mucho más allá de lo comúnmente detectado en exposiciones cortas. Comúnmente se han usado aperturas circulares o cuadradas como primera aproximación al problema de incluir toda la galaxia en la medida de la magnitud integrada. Este método tiene dos problemas asociados: (1) la elección de las aperturas debe evitar los objetos cercanos de campo (estrellas u otras galaxias), por lo que el uso de formas regulares puede ser problemático; y (2) para aperturas muy grandes se pueden incluir muchos píxeles de cielo que aumenten el ruido y, por tanto, la incertidumbre en la medida. Por otra parte, se puede elegir como magnitud integrada la derivada de la suma de todos los píxeles de la galaxia por encima de una intensidad límite (por ejemplo, un nivel de brillo superficial de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ )

pero, como hemos mencionado al principio del párrafo, las zonas de brillo superficial bajo (menor que el valor usado) pueden tener una gran extensión espacial y tener un efecto importante en el flujo total.

Con el objetivo de minimizar los efectos anteriores y, además, evitar el carácter subjetivo de la determinación de magnitudes totales, se procedió a la medida de los flujos integrados de dos maneras diferentes: (1) con polígonos que aseguraran la inclusión de todo el objeto, evitando a la vez los objetos cercanos y la inclusión de grandes áreas de cielo; y (2) con aperturas concéntricas circulares (o elípticas coincidiendo con los niveles isofóticos) que dan lugar a una curva de crecimiento, es decir, una relación entre el flujo integrado dentro de cada apertura y el radio (o ejes de la elipse) de dicha apertura.

El primer método de medida de los flujos integrados se llevó a cabo utilizando la tarea *polyphot* de IRAF. Esta tarea permite sumar el número de cuentas incluidas dentro de una apertura poligonal. Para cada galaxia se seleccionó interactivamente esta apertura de modo que se incluyera todo el objeto visible y una zona circundante de cielo suficientemente ancha como para asegurar que se abarcaba toda la galaxia, pero no tan grande como para aumentar el ruido ostensiblemente. Además se usaron 3 o 4 polígonos para cada objeto, colocándolos en 6 o 7 posiciones diferentes cada uno y calculando posteriormente la media de todas las medidas. El nivel de cielo fue determinado promediando la medidas de entre 10 a 20 aperturas circulares de diámetros entre 3" y 5" en zonas circundantes a cada galaxia y libres de objetos.

Estas medidas de los flujos integrados fueron comparadas con magnitudes totales calculadas a partir del radio de Kron (1980), que se define como:

$$r_k = \frac{\sum_i r_i \times F_i}{\sum_i F_i} \quad (3.5)$$

donde  $i$  recorre los radios de todas las isofotas desde el centro de la galaxia hasta el nivel de la desviación estándar del nivel de cielo. El trabajo de Kron (1980) establece que la magnitud de un objeto débil medida dentro de una apertura de radio igual a  $2 \times r_k$  es la mejor estimación de la magnitud integrada del objeto, englobando más del 90 % del flujo total y minimizando además el ruido proveniente de la inclusión de píxeles de cielo. Las magnitudes de nuestras galaxias calculadas con este método son, en media,  $0.02^m$  más débiles que las medidas con los polígonos. Los valores absolutos de las diferencias individuales están comprendidos entre  $0.00^m$  y  $0.47^m$ , con los valores más altos debidos

a la presencia de objetos de campo.

Al haber incluido en la recta de Bouguer un término de color, cuando se aplicó la función de calibración a las galaxias se realizó un método iterativo: primero se asumió un valor nulo del color de tal manera que se obtuvo una primera aproximación de la magnitud en  $B$ , con la que se calculó el color  $B - R_C$  (usando la conversión entre el filtro  $r$  y  $R_C$ ) que se insertó otra vez en la expresión 3.1. La magnitud  $B$  típicamente convergió con una precisión mayor que milésimas de magnitud en 3 o 4 iteraciones.

Con el objetivo de controlar posibles errores fotométricos de carácter sistemático, se observaron un total de 66 galaxias repetidas en las distintas campañas, lo que permitió además detectar noches de observación donde las condiciones no fueron fotométricas, tal y como la recta de calibración parecía indicar (posiblemente debido a la presencia de cirros ocasionales, que pasaron desapercibidos a los observadores). En todos los objetos se midieron diferencias absolutas entre magnitudes por debajo de  $0.10^m$ .

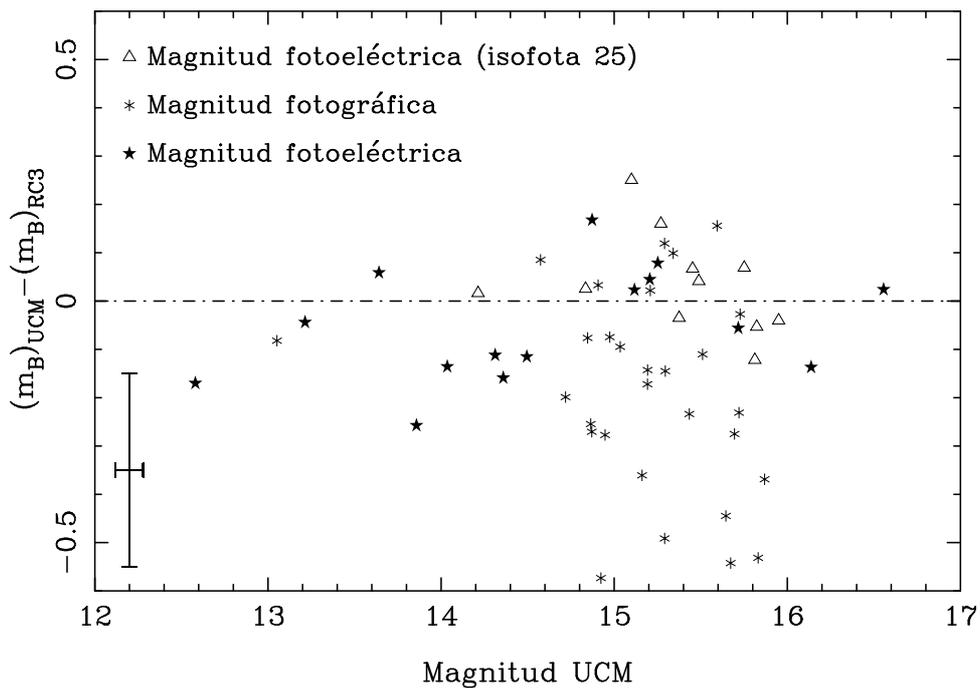


Figura 3.2: Comparación de las magnitudes  $B$  de las galaxias UCM obtenidas en este trabajo con datos de la literatura (de Vaucouleurs et al. 1992, Gavazzi & Boselli 1996). Se han incluido los errores típicos de nuestros flujos y los fotoeléctricos de archivo; en el caso de los datos fotográficos los errores típicos son de  $0.5^m$ .

Las magnitudes obtenidas en este trabajo se compararon con las existentes en la literatura. Para ello se utilizó NED, donde se encontraron observaciones anteriores de galaxias UCM procedentes del Catálogo RC3 (de Vaucouleurs et al. 1992) y de Gavazzi &

Boselli (1996). Esta comparación se muestra en la figura 3.2. Los datos de archivo incluyen magnitudes dentro de la isofota de  $25 \text{ mag arcsec}^{-2}$  obtenidos en observaciones con fotómetros, aunque la mayor parte de los datos encontrados en la literatura provienen de observaciones realizadas con placas fotográficas. A pesar de este hecho y de las incertidumbres típicas del cálculo de magnitudes integradas expuestas anteriormente, los flujos presentados en este trabajo concuerdan de manera fiable con los de la literatura. En la figura 3.2 se observa cómo los datos de archivo obtenidos con instrumentos fotoeléctricos concuerdan con nuestros resultados dentro de un intervalo absoluto de  $0.2^m$  (es decir, un 20 % en flujo); estos datos de archivo cuentan además con incertidumbres del orden de  $0.25^m$ . En el caso de datos obtenidos con placas fotográficas, las magnitudes de este trabajo presentan una tendencia a ser más brillantes (hasta  $0.5^m$ ), aunque los errores de los flujos fotográficos son aún mayores ( $0.5^m$ ).

### Magnitudes absolutas integradas

Usando las flujos aparentes y los desplazamientos al rojo de cada galaxia (véase el capítulo 2), se calcularon las magnitudes absolutas  $M_B$  corregidas de extinción Galáctica con los mapas de Schlegel et al. (1998). A pesar de contar con datos de excesos de color  $E(B - V)$  espectroscópicos, no se corrigieron las magnitudes de extinción interna dado que la relación entre la extinción del gas –caracterizada por los valores de  $E(B - V)$ – y los de la población estelar integrada es un tema de amplio debate y con distintos resultados obtenidos por diferentes autores (véase, por ejemplo, Charlot & Fall 2000, Calzetti 2001).

### Tamaños

Otra propiedad interesante de la emisión integrada de las galaxias es el tamaño de éstas. Una manera estándar de cuantificar este tamaño es la medida del radio efectivo, definido como el radio de la apertura (o isofota) que contiene en su interior la mitad del flujo total del objeto (es decir, la magnitud total  $(m_B)_T$  más  $0.75^m$ ). El radio efectivo fue calculado para toda la muestra UCM de dos maneras diferentes, una considerando aperturas circulares y otra isofotas (en general, elípticas), en cuyo caso se utilizó como radio la media geométrica de los ejes menor y mayor de la elipse efectiva (la que contiene la mitad del flujo de la galaxia).

La figura 3.3 muestra la comparación de los radios efectivos medidos a partir de aperturas circulares o elípticas (isofotas). Ambos métodos de medida proporcionan resultados muy similares. Las únicas excepciones se encuentran en galaxias de alta elipticidad en las que los radios calculados a partir de isofotas son ligeramente menores que los cir-

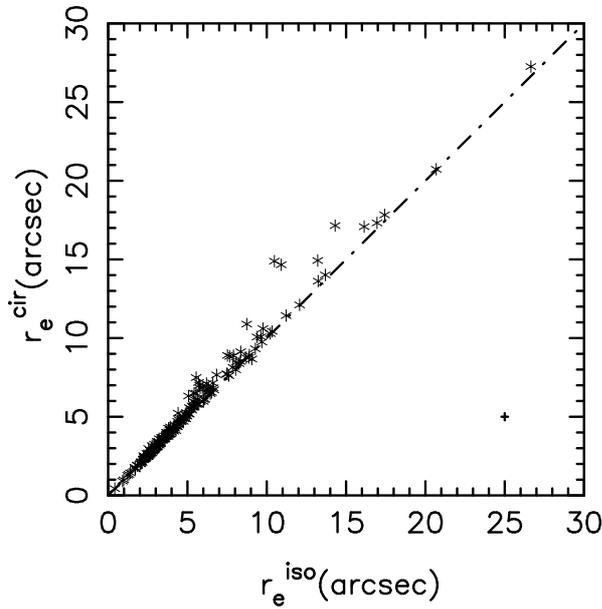


Figura 3.3: Comparación de los radios efectivos medidos a partir de aperturas circulares y elípticas (isofotas). Se adjuntan los errores típicos en la esquina inferior derecha.

culares. Estudiaremos las elipticidades (relacionadas directamente con las inclinaciones galácticas) de las galaxias UCM en el capítulo 4.

### Colores ópticos integrados

Por último, también se calcularon los colores ópticos  $B - r$  de la muestra, tanto para la isofota de nivel  $24 \text{ mag arcsec}^{-2}$  (en  $B$ ) como para la efectiva. Para ello se alinearon las imágenes  $B$  y  $r$  (Vitores et al. 1996a), permitiendo giros, escalados y desplazamientos, y usando las posiciones de 7 u 8 estrellas. Estos colores fueron corregidos de extinción Galáctica usando factores de conversión 3.98 en  $B$  y 2.51 en  $r$ , valores que se interpolaron en las parametrizaciones de Fitzpatrick (1999) de las curvas de extinción de Cardelli et al. (1989) para las longitudes de onda efectivas de los filtros.

Una discusión más profunda sobre los colores de las galaxias UCM se llevará a cabo en el capítulo 7, cuando se presenten los datos infrarrojos.

Todos los datos anteriores se detallan en la tabla 3.2, junto con los errores que se explican en la siguiente sección. En el caso de los radios efectivos, el calculado con aperturas circulares ha sido transformado de tamaños angulares a lineales (en kpc).

### 3.4.2. Cálculo de errores

El cálculo de errores en las magnitudes  $B$  tuvo en cuenta los errores típicos de observaciones con cámaras CCD (incluidos los de calibración fotométrica), y los asociados a la medida de los flujos integrados con múltiples polígonos en diferentes posiciones. Dentro del primer grupo se encuentran:

- *Ruido poissoniano en el número de cuentas detectadas* ( $\Delta N_{\text{Poisson}}$ ). Esta fuente de error (en número de cuentas) se puede calcular como la raíz cuadrada del número de cuentas totales, tanto de cielo ( $n_{\text{sky}} \times \text{Area}$ , donde Area es el número total de píxeles que ocupa la galaxia y  $n_{\text{sky}}$  el número de cuentas por píxel del cielo) como de objeto ( $N_{\text{galax}}$ ), expresadas en electrones (para lo que se usa la ganancia  $G$ ):

$$\Delta N_{\text{Poisson}} = \sqrt{\frac{N_{\text{galax}} + n_{\text{sky}} \text{Area}}{G}} \quad (3.6)$$

- *Errores asociados a la determinación del fondo de cielo*. El cielo fue calculado para cada imagen promediando las medidas en 10–20 aperturas circulares de  $3'' - 5''$  en zonas circundantes a cada galaxia y libres de objetos. Se asumió que el error en la determinación del cielo es la desviación típica asociada a dicho promedio ( $\sigma_{\text{sky}}$ ).
- *Ruido de lectura*. Esta fuente de error depende del propio detector y para nuestros objetos, con suficiente número de cuentas, es despreciable. Se asumieron los valores dados por los observatorios de la tabla 3.1 (también para la ganancia).

Combinando los tres errores explicados hasta el momento se obtiene un error de la magnitud  $\Delta m_i$ :

$$\Delta m_i = 1.0857 \frac{\sqrt{\Delta N_{\text{Poisson}} + \frac{\text{Area}^2 \sigma_{\text{sky}}^2}{A_{\text{sky}}}}}{n_{\text{galax}}} \quad (3.7)$$

donde  $n_{\text{galax}}$  es el número de cuentas por segundo proveniente de la galaxia y  $A_{\text{sky}}$  el número de píxeles usados en la medida del cielo.

- *Errores asociados a la recta de calibración*. Estos se pueden calcular como:

$$\Delta m_{\text{Bouguer}} = t_{1\%} \sigma_{\text{lsf}} \sqrt{D^\dagger A^{-1} D} \quad (3.8)$$

donde  $t_{1\%}$  es el valor de la distribución  $t$  con un número de grados de libertad igual al número de estrellas utilizadas para la calibración menos cuatro, y  $\sigma_{\text{lsf}}$  es una estimación insesgada de la desviación estándar del ajuste de mínimos cuadrados.

Las matrices varianza-covarianza, fila y columna para cada objeto ( $A$ ,  $D$  y  $D^\dagger$ ) han sido presentadas en las ecuaciones 3.3 y 3.4.

Combinando todas las fuentes anteriores, el error total en una magnitud se puede obtener con la expresión:

$$\Delta m_B = \sqrt{(\Delta m_{Bouguer})^2 + (\Delta m_i)^2} \quad (3.9)$$

En la sección anterior explicamos el método de cálculo de magnitudes integradas a partir de polígonos. La medida para cada una de las galaxias incluía la utilización de varios polígonos, con los que obtener un valor más probable del flujo total como la media de los resultados individuales y un error asociado como la desviación típica de los datos. Finalmente, la incertidumbre asumida para cada magnitud (detalladas en la tabla 3.2) es el valor máximo entre la desviación típica mencionada y el error descrito en la ecuación 3.9 para cada apertura individual.

Para determinar los errores asociados con el cálculo de los radios efectivos se consideraron las magnitudes integradas como variables estadísticas y se efectuó un método Montecarlo. Variando de manera aleatoria la magnitud de acuerdo a una distribución gaussiana de anchura igual al error fotométrico, se obtiene otra distribución de resultados de radios de la que se calculó la media y la desviación típica, asumiendo éstos como el valor más probable y la incertidumbre, respectivamente.

En el caso de las magnitudes absolutas se tomaron en cuenta las incertidumbres de los desplazamientos al rojo y un error típico de las extinciones Galácticas de  $0.02^m$ .

Tabla 3.2: Resultados de la fotometría integrada en la banda  $B$  de Johnson. Las columnas muestran: (1) Nombre UCM. (2) Magnitud aparente en el filtro  $B$  de Johnson. (3) Magnitud aparente en  $B$  dentro de la isofota de nivel 24 mag arcsec $^{-2}$ . (4) Radio efectivo en arcosegundos (isofotas). (5) Radio efectivo en kpc (aperturas circulares). (6) Magnitud absoluta corregida de extinción Galáctica con los mapas de Schlegel et al. (1998). (7) Color  $B - r$  correspondiente a la isofota efectiva. (8) Color  $B - r$  de la isofota 24 mag arcsec $^{-2}$ .

Galaxia (1)	$(m_B)_T$ (2)	$(m_B)_{24}$ (3)	$r_e$ (") (4)	$R_e$ (kpc) (5)	$M_B$ (6)	$(B-r)_{ef}$ (7)	$(B-r)_{24}$ (8)
0000+2140	14.50±0.04	14.82±0.06	7.5±0.5	3.7±0.2	-20.78±0.06	—	—
0003+1955	14.09±0.04	14.13±0.07	1.0±0.1	0.6±0.1	-21.49±0.06	—	—
0003+2200	17.10±0.02	17.22±0.04	3.1±0.1	1.6±0.0	-18.15±0.05	1.19±0.10	0.99±0.10
0003+2215	15.81±0.02	15.98±0.04	5.7±0.1	3.2±0.1	-19.45±0.05	—	—
0005+1802	16.32±0.06	16.54±0.06	3.9±0.2	1.6±0.1	-18.38±0.08	—	—
0006+2332	14.92±0.02	15.11±0.05	7.9±0.2	2.9±0.0	-19.68±0.06	—	—
0013+1942	16.94±0.03	17.25±0.06	3.4±0.1	1.9±0.1	-18.61±0.05	0.28±0.07	0.47±0.07
0014+1748	14.85±0.03	15.16±0.05	14.3±0.3	6.3±0.2	-19.81±0.06	1.05±0.10	0.98±0.11
0014+1829	16.09±0.10	16.31±0.08	3.0±0.4	1.1±0.2	-18.62±0.11	0.55±0.12	0.58±0.13
0015+2212	16.67±0.03	16.88±0.05	2.5±0.1	1.0±0.0	-18.30±0.05	0.46±0.33	0.81±0.33
0017+1942	15.72±0.02	15.94±0.04	5.4±0.1	3.1±0.1	-19.79±0.04	0.65±0.10	0.55±0.11
0017+2148	16.69±0.05	17.07±0.09	2.6±0.2	1.0±0.1	-18.16±0.07	—	—
0018+2216	16.83±0.01	16.91±0.03	2.2±0.1	0.8±0.0	-17.80±0.05	0.56±0.03	0.79±0.05
0018+2218	15.80±0.03	16.24±0.04	9.4±0.2	4.5±0.2	-19.40±0.05	—	—
0019+2201	16.40±0.02	16.88±0.02	4.9±0.1	2.0±0.1	-18.47±0.05	0.89±0.33	0.93±0.33
0022+2049	15.62±0.02	15.78±0.05	4.2±0.1	1.7±0.0	-19.31±0.05	1.16±0.10	1.16±0.11
0023+1908	16.78±0.04	16.89±0.18	2.3±0.1	1.2±0.1	-18.67±0.06	—	—
0034+2119	15.80±0.04	16.09±0.08	5.6±0.3	3.7±0.2	-20.05±0.05	—	—
0037+2226	14.57±0.02	14.71±0.07	8.3±0.2	3.4±0.1	-20.24±0.05	—	—
0038+2259	16.34±0.02	16.59±0.05	4.5±0.1	4.2±0.1	-20.34±0.04	0.79±0.09	0.78±0.11
0039+0054	14.91±0.09	15.29±0.08	13.2±0.9	5.3±0.4	-19.78±0.10	—	—
0040-0023	13.64±0.02	13.87±0.03	13.7±0.3	4.1±0.1	-20.38±0.06	—	—
0040+0220	17.07±0.02	17.22±0.06	1.7±0.1	0.6±0.0	-17.40±0.05	0.44±0.10	0.66±0.12
0040+0257	16.84±0.05	17.02±0.13	2.2±0.1	1.7±0.1	-19.31±0.06	-0.25±0.03	0.10±0.13
0040+2312	15.59±0.03	15.96±0.05	7.7±0.2	4.5±0.1	-19.79±0.05	—	—
0041+0134	14.31±0.02	14.63±0.05	20.7±0.3	7.1±0.1	-20.12±0.05	—	—
0043-0159	13.05±0.01	13.09±0.07	16.9±0.1	5.7±0.0	-21.28±0.05	—	—
0043+0245	17.24±0.09	17.36±0.14	2.3±0.2	0.9±0.1	-17.31±0.10	—	—
0044+2246	15.97±0.02	16.30±0.05	7.5±0.1	4.5±0.1	-19.41±0.04	1.20±0.15	1.08±0.16
0045+2206	14.97±0.03	15.09±0.05	3.6±0.1	1.5±0.0	-19.95±0.05	—	—
0047-0213	15.53±0.03	15.71±0.09	3.8±0.2	1.1±0.1	-18.64±0.06	0.49±0.03	0.67±0.10
0047+2051	16.86±0.02	16.93±0.06	2.9±0.1	3.3±0.1	-20.33±0.04	0.60±0.10	0.76±0.11
0047+2413	15.72±0.03	15.99±0.09	5.8±0.1	4.7±0.1	-20.47±0.05	1.07±0.05	1.02±0.10
0047+2414	15.21±0.03	15.29±0.05	4.9±0.1	3.6±0.1	-20.97±0.05	—	—
0049-0006	18.58±0.13	18.77±0.13	1.2±0.1	1.0±0.1	-17.63±0.13	—	—
0049+0017	16.97±0.02	17.42±0.06	3.7±0.1	1.1±0.0	-17.04±0.06	-0.33±0.04	0.11±0.07

Tabla 3.2: Continuación.

Galaxia	$(m_B)_T$	$(m_B)_{24}$	$r_e''$	$R_e(kpc)$	$M_B$	$(B-r)_{ef}$	$(B-r)_{24}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
0049-0045	15.21±0.01	15.39±0.05	5.1±0.1	0.6±0.0	-16.83±0.13	-	-
0050+0005	16.26±0.02	16.48±0.05	3.2±0.1	2.2±0.1	-19.76±0.04	0.56±0.04	0.65±0.07
0050+2114	15.53±0.06	-	2.9±0.2	1.5±0.1	-19.79±0.07	-	-
0051+2430	15.19±0.04	15.38±0.05	8.3±0.4	2.9±0.1	-19.38±0.06	-	-
0054-0133	15.74±0.05	16.09±0.11	5.6±0.3	6.1±0.3	-21.21±0.06	-	-
0054+2337	15.19±0.02	15.50±0.05	8.7±0.2	2.9±0.1	-19.29±0.05	-	-
0056+0043	16.56±0.03	16.64±0.08	2.3±0.1	0.9±0.0	-18.13±0.06	0.26±0.03	0.42±0.09
0056+0044	16.60±0.05	17.32±0.11	6.8±0.3	2.8±0.1	-18.02±0.07	0.28±0.08	0.26±0.11
0119+2156	16.59±0.05	16.85±0.09	5.4±0.3	7.3±0.5	-20.72±0.06	1.26±0.05	1.13±0.10
0121+2137	15.81±0.09	15.98±0.23	8.9±0.6	6.0±0.4	-20.39±0.10	0.51±0.04	0.40±0.23
0129+2109	14.95±0.02	15.07±0.06	9.1±0.1	5.9±0.1	-21.20±0.04	-	-
0134+2257	15.75±0.04	16.14±0.06	7.5±0.3	5.4±0.2	-20.69±0.05	-	-
0135+2242	16.79±0.04	17.21±0.10	2.9±0.2	2.1±0.1	-19.76±0.05	0.67±0.04	0.74±0.11
0138+2216	17.58±0.02	17.82±0.06	2.2±0.1	2.9±0.1	-20.05±0.04	-	-
0141+2220	16.26±0.04	16.36±0.09	2.9±0.1	1.2±0.1	-18.53±0.06	0.39±0.09	0.37±0.13
0142+2137	15.29±0.02	15.62±0.07	9.8±0.1	7.6±0.1	-21.17±0.04	1.13±0.09	1.04±0.12
0144+2519	15.64±0.03	15.89±0.09	8.0±0.2	6.5±0.1	-21.20±0.05	0.77±0.10	0.67±0.13
0147+2309	16.72±0.05	16.94±0.08	3.2±0.2	1.3±0.1	-18.33±0.07	0.75±0.10	0.79±0.13
0148+2124	16.88±0.06	17.28±0.10	3.0±0.2	1.1±0.1	-17.72±0.08	0.39±0.11	0.62±0.14
0150+2032	16.66±0.05	16.99±0.12	5.1±0.2	4.1±0.2	-19.42±0.06	0.60±0.15	0.58±0.16
0156+2410	15.16±0.03	15.33±0.09	5.3±0.2	1.6±0.1	-19.07±0.07	0.48±0.03	0.53±0.10
0157+2102	14.87±0.02	14.95±0.07	4.4±0.1	1.1±0.0	-18.81±0.07	0.24±0.03	0.33±0.08
0157+2413	15.03±0.04	15.19±0.06	8.7±0.3	3.9±0.2	-19.83±0.06	1.20±0.04	1.14±0.07
0159+2326	15.87±0.02	16.04±0.04	4.8±0.1	1.8±0.0	-18.94±0.05	0.99±0.03	1.01±0.06
0159+2354	17.19±0.07	17.41±0.16	2.2±0.2	0.8±0.1	-17.58±0.09	-	-
1246+2727	15.88±0.02	15.94±0.09	5.3±0.1	2.2±0.0	-18.86±0.05	-	-
1247+2701	16.63±0.05	16.79±0.06	3.4±0.1	1.7±0.1	-18.44±0.07	0.49±0.04	0.54±0.07
1248+2912	14.87±0.02	15.18±0.06	8.4±0.2	4.0±0.1	-20.08±0.05	-	-
1253+2756	15.81±0.04	15.98±0.06	3.2±0.1	1.1±0.0	-18.50±0.06	0.67±0.10	0.69±0.10
1254+2740	16.14±0.09	17.12±0.09	3.9±0.3	1.3±0.1	-18.13±0.10	1.78±0.10	1.54±0.10
1254+2802	16.81±0.03	17.00±0.06	3.7±0.1	2.0±0.1	-18.45±0.05	0.90±0.05	0.98±0.07
1255+2734	16.69±0.02	16.96±0.06	3.9±0.1	2.0±0.0	-18.41±0.05	0.88±0.20	0.85±0.21
1255+2819	15.51±0.07	16.08±0.08	9.7±0.9	5.3±0.5	-19.92±0.08	0.83±0.14	0.77±0.15
1255+3125	16.14±0.08	16.43±0.07	3.2±0.4	1.8±0.2	-19.19±0.09	1.12±0.09	1.14±0.10
1256+2701	16.62±0.05	16.92±0.07	5.6±0.3	3.7±0.2	-18.59±0.06	0.44±0.09	0.39±0.10
1256+2717	17.62±0.07	18.15±0.07	2.5±0.3	1.4±0.2	-17.81±0.08	-	-
1256+2722	17.09±0.05	17.30±0.06	2.8±0.1	1.8±0.1	-18.45±0.06	0.64±0.10	0.77±0.11
1256+2732	15.95±0.06	16.18±0.06	4.4±0.4	2.2±0.2	-19.26±0.07	0.52±0.08	0.53±0.09
1256+2754	15.37±0.05	15.44±0.06	4.7±0.3	1.6±0.1	-19.04±0.07	0.49±0.21	0.50±0.21

Tabla 3.2: Continuación.

Galaxia	$(m_B)_T$	$(m_B)_{24}$	$r_e''$	$R_e(kpc)$	$M_B$	$(B-r)_{ef}$	$(B-r)_{24}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
1256+2823	15.72±0.12	16.04±0.15	6.0±0.8	3.8±0.5	-20.04±0.13	0.90±0.15	0.80±0.15
1256+2910	16.22±0.05	16.22±0.05	4.9±0.3	2.7±0.2	-19.25±0.06	0.83±0.04	0.86±0.06
1257+2808	16.14±0.02	16.34±0.04	3.3±0.1	1.2±0.0	-18.25±0.05	0.66±0.06	0.71±0.08
1258+2754	15.82±0.04	16.03±0.06	5.6±0.2	2.9±0.1	-19.44±0.06	0.42±0.08	0.38±0.09
1259+2755	15.37±0.02	15.51±0.05	4.5±0.1	2.3±0.1	-19.77±0.05	0.84±0.12	0.95±0.13
1259+2934	14.21±0.04	16.03±0.04	10.9±0.2	7.1±0.1	-20.93±0.06	—	—
1259+3011	16.21±0.04	16.33±0.07	2.3±0.1	1.4±0.1	-19.49±0.05	0.72±0.09	0.84±0.11
1300+2907	17.07±0.04	17.35±0.07	2.3±0.1	1.1±0.1	-17.88±0.06	0.04±0.05	0.42±0.08
1301+2904	15.45±0.13	15.81±0.14	7.6±1.2	4.1±0.7	-19.93±0.14	0.48±0.14	0.36±0.15
1302+2853	16.22±0.02	16.43±0.04	3.4±0.1	1.7±0.0	-18.90±0.05	0.48±0.03	0.47±0.05
1302+3032	16.56±0.02	16.74±0.05	2.6±0.1	1.8±0.1	-19.37±0.04	—	—
1303+2908	16.78±0.03	16.99±0.12	4.5±0.1	2.6±0.1	-18.55±0.05	0.38±0.13	0.56±0.14
1304+2808	15.84±0.07	16.12±0.10	6.2±0.4	2.8±0.2	-19.01±0.08	1.12±0.12	1.04±0.13
1304+2818	15.75±0.01	15.91±0.04	6.5±0.1	3.2±0.0	-19.45±0.04	0.81±0.10	0.81±0.11
1304+2830	18.57±0.05	18.69±0.05	1.3±0.1	0.6±0.0	-16.35±0.07	-0.08±0.03	0.41±0.07
1304+2907	15.12±0.07	15.38±0.10	11.2±1.0	3.7±0.3	-19.12±0.09	0.45±0.07	0.48±0.10
1306+2938	15.27±0.02	15.47±0.04	4.3±0.1	1.9±0.0	-19.57±0.05	0.41±0.07	0.49±0.08
1306+3111	16.25±0.04	16.41±0.09	3.5±0.1	1.2±0.0	-18.12±0.06	0.97±0.12	0.92±0.15
1307+2910	14.04±0.03	14.41±0.05	17.4±0.6	6.8±0.2	-20.55±0.06	1.07±0.10	0.98±0.11
1308+2950	14.83±0.06	15.14±0.06	13.2±0.6	7.3±0.4	-20.33±0.07	1.17±0.05	1.07±0.07
1308+2958	15.25±0.01	15.46±0.03	10.3±0.1	4.5±0.0	-19.63±0.04	0.88±0.03	0.82±0.05
1310+3027	16.51±0.04	16.80±0.06	3.7±0.2	1.9±0.1	-18.59±0.06	0.90±0.09	0.89±0.11
1312+2954	16.10±0.03	16.27±0.06	5.5±0.1	3.0±0.1	-18.96±0.05	0.90±0.05	0.88±0.07
1312+3040	15.49±0.04	15.69±0.07	4.8±0.2	2.3±0.1	-19.59±0.06	0.96±0.11	0.90±0.12
1313+2938	16.68±0.05	16.83±0.11	1.7±0.1	1.3±0.1	-19.48±0.06	0.06±0.10	0.39±0.15
1314+2827	16.14±0.03	16.35±0.06	2.8±0.1	1.4±0.1	-19.13±0.05	0.07±0.09	0.60±0.11
1320+2727	17.41±0.07	17.55±0.08	1.8±0.1	0.9±0.1	-17.84±0.08	-0.03±0.05	0.37±0.09
1324+2651	15.10±0.06	15.22±0.10	2.8±0.6	1.4±0.3	-20.14±0.07	0.44±0.05	0.61±0.11
1324+2926	17.62±0.08	18.04±0.10	2.1±0.2	0.7±0.1	-16.80±0.09	0.61±0.11	0.86±0.14
1331+2900	18.81±0.12	19.14±0.12	1.4±0.2	1.0±0.1	-17.22±0.13	0.39±0.11	0.49±0.15
1428+2727	14.78±0.02	14.91±0.03	5.2±0.1	1.7±0.0	-19.33±0.06	0.50±0.11	0.44±0.12
1429+2645	17.63±0.02	17.97±0.04	2.5±0.1	1.6±0.1	-18.25±0.04	0.65±0.04	0.73±0.06
1430+2947	16.46±0.06	16.91±0.08	1.7±0.1	1.0±0.1	-19.13±0.07	0.90±0.09	0.79±0.11
1431+2702	16.93±0.01	17.11±0.02	2.6±0.1	1.9±0.1	-19.29±0.04	0.65±0.02	0.53±0.04
1431+2814	16.92±0.03	17.05±0.05	2.6±0.1	1.8±0.1	-18.90±0.05	1.01±0.05	1.04±0.07
1431+2854	15.51±0.06	15.64±0.08	4.4±0.3	2.7±0.2	-20.24±0.07	0.96±0.13	0.81±0.14
1431+2947	17.49±0.07	18.23±0.09	3.8±0.4	1.8±0.2	-17.47±0.08	0.59±0.10	0.55±0.12
1432+2645	15.35±0.02	15.66±0.05	7.9±0.1	5.0±0.1	-20.41±0.04	0.72±0.07	0.74±0.07
1440+2511	16.37±0.06	17.07±0.08	9.3±0.7	6.2±0.4	-19.61±0.07	0.91±0.07	0.88±0.09

Tabla 3.2: Continuación.

Galaxia	$(m_B)_T$	$(m_B)_{24}$	$r_e (")$	$R_e (kpc)$	$M_B$	$(B-r)_{ef}$	$(B-r)_{24}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
1440+2521N	16.64±0.03	16.84±0.03	4.1±0.1	2.6±0.1	-19.21±0.05	1.10±0.05	0.97±0.06
1440+2521S	16.80±0.04	17.12±0.04	3.7±0.1	2.4±0.1	-19.05±0.05	0.73±0.05	0.73±0.06
1442+2845	15.29±0.02	15.49±0.02	6.0±0.1	1.3±0.0	-18.18±0.07	0.63±0.02	0.66±0.04
1443+2548	15.75±0.03	15.80±0.06	5.0±0.1	3.6±0.1	-20.39±0.05	0.63±0.04	0.57±0.07
1443+2714	15.83±0.05	15.91±0.04	4.5±0.2	2.6±0.1	-19.80±0.06	1.13±0.06	0.88±0.08
1443+2844	15.65±0.02	15.73±0.05	4.9±0.1	3.2±0.1	-20.10±0.04	0.83±0.08	0.75±0.08
1444+2923	16.39±0.03	17.13±0.04	6.4±0.3	3.6±0.2	-19.13±0.05	—	—
1452+2754	16.32±0.04	16.46±0.04	4.1±0.2	2.8±0.1	-19.67±0.05	0.99±0.10	0.89±0.11
1506+1922	15.93±0.03	16.23±0.02	5.6±0.2	2.4±0.1	-19.01±0.05	1.01±0.03	1.00±0.04
1513+2012	15.84±0.02	16.11±0.04	3.8±0.1	3.1±0.1	-20.38±0.04	0.98±0.08	0.92±0.09
1537+2506N	15.13±0.03	15.33±0.03	6.6±0.2	3.2±0.1	-20.07±0.05	0.90±0.08	0.87±0.09
1537+2506S	16.10±0.05	16.32±0.05	3.5±0.2	1.7±0.1	-19.10±0.07	0.75±0.09	0.67±0.10
1557+1423	16.68±0.03	16.87±0.05	3.6±0.1	2.7±0.1	-19.63±0.05	1.01±0.08	0.91±0.10
1612+1308	18.43±0.03	18.62±0.04	2.1±0.1	0.5±0.0	-15.24±0.07	1.20±0.12	0.95±0.13
1646+2725	18.16±0.03	18.54±0.05	2.6±0.1	2.0±0.1	-18.08±0.05	0.33±0.20	0.27±0.21
1647+2727	17.12±0.04	17.28±0.06	0.4±0.1	0.3±0.1	-19.30±0.05	1.02±0.09	1.29±0.10
1647+2729	16.03±0.06	16.06±0.09	3.7±0.2	2.7±0.2	-20.34±0.07	0.73±0.10	0.68±0.12
1647+2950	15.43±0.03	15.56±0.05	5.7±0.1	3.4±0.1	-20.30±0.05	0.67±0.11	0.66±0.12
1648+2855	15.40±0.02	15.58±0.04	3.9±0.1	2.4±0.1	-20.48±0.04	0.42±0.07	0.48±0.08
1653+2644	14.72±0.03	15.01±0.06	4.6±0.2	3.2±0.2	-21.51±0.05	—	—
1654+2812	18.06±0.11	18.60±0.15	3.2±0.3	2.5±0.3	-18.12±0.12	—	—
1655+2755	15.70±0.02	16.00±0.03	9.6±0.1	7.0±0.1	-20.51±0.04	1.35±0.07	1.29±0.07
1656+2744	17.30±0.04	17.61±0.03	3.1±0.1	2.0±0.1	-18.95±0.05	1.24±0.12	1.16±0.13
1657+2901	17.12±0.01	17.23±0.04	2.3±0.1	1.6±0.1	-18.78±0.04	0.73±0.10	0.67±0.11
1659+2928	15.81±0.01	16.17±0.04	4.2±0.1	3.1±0.1	-20.46±0.04	0.79±0.06	0.86±0.08
1701+3131	15.29±0.02	15.47±0.04	3.3±0.1	2.3±0.1	-20.75±0.04	0.91±0.07	0.84±0.09
2238+2308	14.86±0.02	14.89±0.04	6.7±0.2	3.2±0.1	-20.47±0.05	0.81±0.07	0.77±0.08
2239+1959	14.80±0.03	15.01±0.04	5.1±0.2	2.5±0.1	-20.48±0.05	0.84±0.09	0.74±0.09
2249+2149	15.91±0.05	16.24±0.04	6.3±0.3	6.1±0.3	-21.01±0.06	1.25±0.34	1.18±0.34
2250+2427	15.34±0.05	15.45±0.05	3.8±0.3	3.1±0.3	-21.65±0.06	0.46±0.08	0.52±0.09
2251+2352	16.33±0.04	16.43±0.04	2.9±0.1	1.6±0.1	-19.30±0.06	0.79±0.10	0.63±0.10
2253+2219	16.10±0.04	16.18±0.04	3.1±0.1	1.5±0.1	-19.25±0.06	0.78±0.05	0.65±0.07
2255+1654	16.61±0.02	16.93±0.03	5.8±0.1	5.4±0.1	-19.81±0.04	1.31±0.04	1.20±0.05
2255+1926	16.78±0.04	17.28±0.04	5.5±0.2	2.3±0.1	-18.07±0.06	0.60±0.10	0.59±0.10
2255+1930N	15.76±0.05	15.95±0.04	4.1±0.2	1.7±0.1	-19.06±0.07	0.80±0.20	0.98±0.21
2255+1930S	16.13±0.04	16.19±0.04	2.4±0.1	0.9±0.0	-18.72±0.06	0.07±0.20	0.48±0.21
2256+2001	15.62±0.04	16.03±0.04	12.1±0.3	4.7±0.1	-19.18±0.06	1.11±0.07	1.06±0.08
2257+1606	16.40±0.07	16.57±0.15	2.1±0.2	1.4±0.2	-19.76±0.08	—	—

Tabla 3.2: Continuación.

Galaxia (1)	$(m_B)_T$ (2)	$(m_B)_{24}$ (3)	$r_e$ (") (4)	$R_e$ (kpc) (5)	$M_B$ (6)	$(B-r)_{ef}$ (7)	$(B-r)_{24}$ (8)
2257+2438	15.87±0.02	15.98±0.07	0.9±0.1	0.6±0.1	-20.71±0.04	-0.47±0.06	-0.03±0.10
2258+1920	15.62±0.03	15.75±0.03	4.4±0.1	2.0±0.0	-19.57±0.05	0.13±0.06	0.19±0.07
2300+2015	16.53±0.04	16.87±0.06	3.9±0.2	2.7±0.1	-20.12±0.05	0.70±0.11	0.80±0.12
2302+2053E	15.49±0.02	15.88±0.05	6.1±0.1	4.0±0.1	-21.81±0.04	1.49±0.05	1.38±0.07
2302+2053W	17.97±0.02	18.22±0.06	1.8±0.1	1.3±0.1	-19.34±0.04	0.53±0.06	0.83±0.08
2303+1702	17.14±0.03	17.45±0.08	4.0±0.1	3.4±0.1	-19.67±0.05	1.00±0.10	0.96±0.12
2303+1856	15.84±0.03	16.05±0.04	4.4±0.1	2.6±0.1	-20.13±0.05	1.07±0.10	1.00±0.11
2304+1621	17.06±0.04	17.35±0.04	3.1±0.1	2.4±0.1	-19.64±0.05	2.11±0.10	1.83±0.10
2304+1640	17.73±0.04	18.01±0.04	2.5±0.1	0.9±0.0	-17.20±0.06	0.34±0.10	0.42±0.10
2307+1947	16.62±0.05	16.85±0.06	3.7±0.2	2.1±0.1	-19.69±0.06	1.01±0.21	0.91±0.21
2310+1800	16.76±0.03	16.97±0.05	3.6±0.1	2.7±0.1	-20.00±0.05	0.78±0.33	0.94±0.33
2312+2204	16.98±0.06	17.25±0.06	2.6±0.2	1.7±0.2	-19.69±0.07	—	—
2313+1841	16.59±0.06	17.27±0.12	5.9±0.5	4.1±0.4	-19.56±0.07	0.87±0.06	0.79±0.13
2313+2517	14.91±0.03	15.23±0.04	6.3±0.2	3.8±0.1	-20.85±0.05	—	—
2315+1923	17.33±0.04	17.66±0.05	2.7±0.1	2.1±0.1	-19.12±0.05	0.52±0.08	0.54±0.08
2316+2028	16.83±0.04	17.13±0.04	2.4±0.1	1.3±0.1	-19.12±0.06	0.03±0.10	0.22±0.10
2316+2457	14.36±0.04	14.55±0.04	6.6±0.3	4.0±0.2	-21.50±0.06	0.95±0.07	0.83±0.08
2316+2459	15.94±0.04	16.34±0.04	8.1±0.3	4.7±0.1	-19.90±0.06	0.96±0.07	0.93±0.08
2317+2356	13.86±0.04	13.99±0.11	10.2±0.4	6.9±0.3	-22.31±0.05	0.75±0.05	0.67±0.12
2319+2234	16.50±0.05	16.86±0.13	3.2±0.2	2.4±0.1	-19.78±0.06	-0.17±0.08	0.12±0.15
2319+2243	15.69±0.05	16.05±0.12	5.4±0.4	3.5±0.2	-20.30±0.06	1.07±0.07	1.02±0.14
2320+2428	15.13±0.06	15.80±0.16	10.5±0.9	9.7±1.0	-20.94±0.07	1.26±0.07	1.21±0.17
2321+2149	16.48±0.03	16.68±0.05	4.3±0.1	3.1±0.1	-19.89±0.05	0.59±0.07	0.59±0.09
2321+2506	15.67±0.02	15.79±0.04	5.4±0.1	3.7±0.1	-20.37±0.04	0.47±0.07	0.43±0.08
2322+2218	17.69±0.02	17.89±0.03	2.4±0.1	1.3±0.1	-17.70±0.04	0.77±0.33	0.95±0.33
2324+2448	13.17±0.06	13.48±0.03	16.1±1.0	4.3±0.3	-20.76±0.09	0.84±0.07	-0.45±0.08
2325+2208	12.58±0.02	12.66±0.03	26.6±0.3	6.5±0.1	-21.13±0.07	0.73±0.08	0.66±0.08
2325+2318	13.21±0.01	13.37±0.03	8.9±0.1	2.1±0.0	-20.44±0.07	—	—
2326+2435	16.36±0.02	16.67±0.02	5.1±0.1	2.0±0.0	-18.46±0.05	0.66±0.06	0.58±0.07
2327+2515N	15.83±0.05	15.52±0.05	2.3±0.1	1.0±0.0	-19.19±0.07	0.34±0.07	0.13±0.09
2327+2515S	15.77±0.05	15.67±0.06	3.2±0.2	1.3±0.1	-19.25±0.07	0.60±0.07	0.47±0.09
2329+2427	15.73±0.02	16.11±0.02	6.2±0.1	2.9±0.1	-19.36±0.05	1.25±0.06	1.20±0.07
2329+2500	16.04±0.02	16.23±0.05	2.8±0.1	1.7±0.1	-19.89±0.04	0.66±0.10	0.76±0.12
2329+2512	16.47±0.02	16.85±0.04	3.1±0.1	0.8±0.0	-17.53±0.06	0.45±0.32	0.54±0.32
2331+2214	17.43±0.06	17.81±0.08	3.4±0.3	2.4±0.2	-18.79±0.07	1.18±0.04	1.16±0.09
2333+2248	16.92±0.06	17.26±0.08	3.9±0.2	3.3±0.2	-19.60±0.07	0.56±0.08	0.65±0.10
2333+2359	16.89±0.03	17.14±0.09	2.9±0.1	2.2±0.1	-19.67±0.05	1.20±0.11	1.11±0.14
2348+2407	16.88±0.06	17.13±0.13	2.1±0.1	1.5±0.1	-19.41±0.07	0.60±0.07	0.62±0.15
2351+2321	17.69±0.02	17.88±0.03	2.0±0.1	1.1±0.1	-18.11±0.04	1.44±0.15	1.31±0.16

### 3.5. Propiedades de las galaxias UCM en los filtros $B$ y $r$

En esta sección analizaremos las propiedades integradas de las galaxias UCM en el filtro  $B$  de Johnson, comparando los resultados con los datos análogos obtenidos en el estudio de la emisión de las UCM en el filtro  $r$  de Gunn (Vitores 1994, Vitores et al. 1996a,b). El análisis incluye el estudio de la distribución de magnitudes, tamaños y colores de la muestra, así como las posibles correlaciones entre estos parámetros y los tipos morfológico y espectroscópico. En la caracterización de los histogramas utilizaremos la posición de los valores medianos y de los cuartiles. Consideramos la mediana y no la media como un valor más representativo de las distribuciones debido a que es fácil que en los parámetros estudiados existan objetos de características muy diferentes al resto de la muestra, objetos ‘extraños’ que pueden tener un efecto muy importante en la media (no así en la mediana) aún siendo casos aislados.

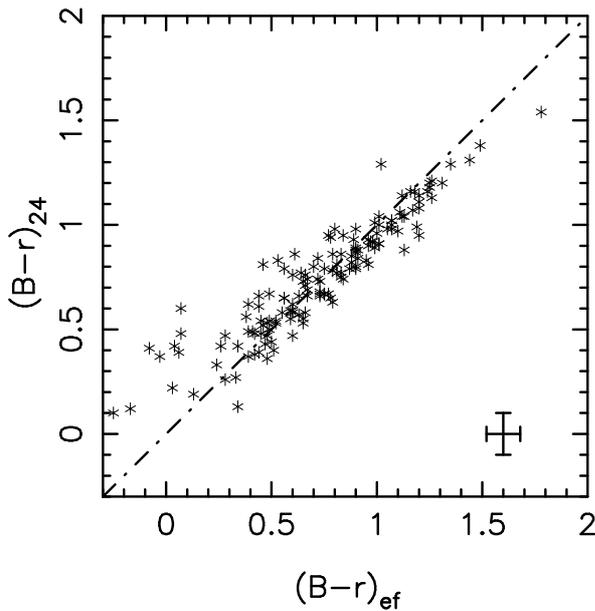


Figura 3.4: Comparación de los colores  $B-r$  efectivos y en la isofota de 24 mag arcsec $^{-2}$ . Se adjuntan los errores típicos en la esquina inferior derecha.

La comparación de los dos colores ópticos  $B-r$  medidos, el efectivo y el de la isofota de 24 mag arcsec $^{-2}$ , se realiza en la figura 3.4. El primer color se refiere a una zona más interior que el segundo, por lo que esta comparación da una primera idea del gradiente radial de poblaciones en nuestras galaxias. Como se observa en la figura 3.4, casi todas las galaxias se sitúan sobre la recta 1:1 (dentro de los errores asociados). Sin embargo, para objetos muy azules ( $B-r$  pequeño) existe una tendencia a que el color de la isofota 24 sea más rojo que el efectivo. Esto nos revela que en estas galaxias existe un brote en las zonas más interiores (que tiene una fuerte emisión en el azul, relativamente al filtro  $r$ ) dando paso a una población más vieja y roja en las partes exteriores.

En la figura 3.5 se muestra la distribución de las magnitudes aparentes y absolutas de la muestra UCM en el filtro *B*. A modo de comparación se adjuntan además las distribuciones para la banda *r* (Vitores 1994). Los histogramas de magnitudes aparentes cubren un intervalo de  $\sim 7$  magnitudes alrededor de los valores  $16.0^m$  en el filtro *B* y  $15.5^m$  en el *r*. Las medias (medianas) de las distribuciones son  $16.06^m$  ( $16.09^m$ ) en el filtro azul y  $15.47^m$  ( $16.44^m$ ) en el rojo, con el primer y tercer cuartiles situados a  $\sim 0.7^m$  de estos valores en los dos casos.

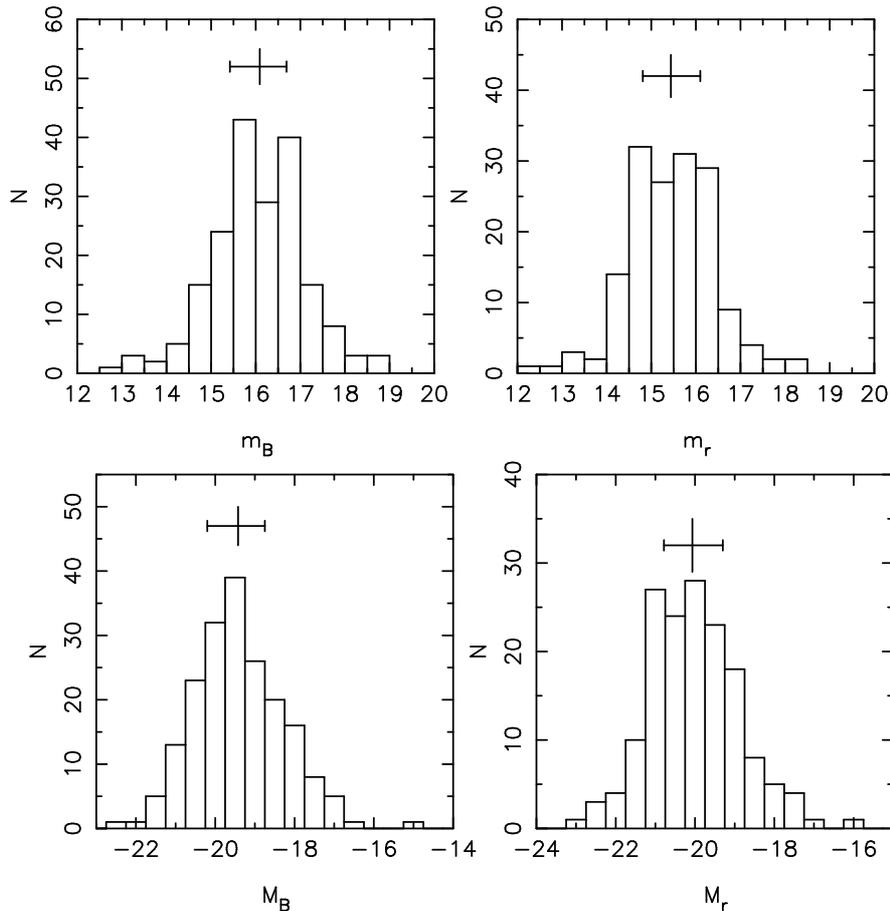


Figura 3.5: Histogramas de las magnitudes aparentes (arriba) y absolutas (abajo) de las galaxias UCM en los filtros *B* de Johnson y *r* de Gunn. Los valores medianos y cuartiles se muestran en la parte superior de cada panel.

Las formas de las distribuciones en magnitud aparente en ambos filtros son el resultado de las características del método de detección utilizado (prisma-objetivo sobre placas fotográficas para la detección de emisión  $H\alpha$ ). Para objetos brillantes se observa un corte abrupto en los dos histogramas (en  $14.5^m - 15.0^m$  en la banda *B* y  $13.75^m - 14.25^m$  en la *r*) debido a dos efectos: (1) el área limitada de la exploración, que provoca que el

número de objetos brillantes detectados sea escaso debido a que la densidad espacial de estos objetos es baja (véase el capítulo 8 sobre funciones de luminosidad); y (2) para objetos muy brillantes los espectros de las placas fotográficas de las observaciones de prisma-objetivo pueden estar saturados, impidiendo la detección de la línea de emisión. En el otro extremo, el de magnitudes débiles, también existe un corte en  $\sim 19^m$  y  $\sim 18^m$  para  $B$  y  $r$ , respectivamente. Este corte, mucho más suave, proviene de la limitación en flujo aparente de la Exploración UCM. Efectivamente, para un tiempo de exposición dado, las placas son sensibles a un rango de flujos determinado. Si éste fuera el único efecto implicado, deberíamos observar un corte abrupto de nuevo. La suavidad de la pendiente del histograma para magnitudes débiles se debe a que, en realidad, la detección de las galaxias con líneas de emisión en las placas fotográficas está determinada no sólo por la magnitud aparente de los objetos, sino también por la intensidad relativa de la línea de emisión y del continuo espectral, es decir, la anchura equivalente de  $H\alpha$  (Gallego 1995).

La magnitud absoluta mediana de la muestra UCM en  $B$  es  $-19.4$  (coincide con la media), con el 75 % de la muestra total en un intervalo de  $1.6^m$  alrededor de este valor. En el filtro  $r$  la mediana es  $-20.0^m$ . Resulta interesante estudiar la distribución de estas luminosidades en función de los tipos morfológico y espectroscópico. La luminosidad en el filtro  $B$  de las galaxias UCM decrece hacia tipos de Hubble más tardíos, siendo la magnitud absoluta mediana de los primeros tipos aproximadamente  $1^m$  más brillante que la de los tipos más tardíos (desde  $-19.8^m$  de las S0 hasta  $-18.9^m$  de las Irr). Claramente segregadas del resto se encuentran las BCD, las galaxias más débiles de la muestra (en mediana,  $-17.0^m$ ) y las galaxias en interacción ( $-20.3^m$ ), las más brillantes. Espectroscópicamente hay una diferencia obvia entre galaxias tipo disco y tipo HII, siendo las primeras más brillantes que las segundas. Recordamos que los objetos de tipo disco son las galaxias de la muestra UCM cuyas propiedades están más cercanas a las de espirales normales. Dentro de cada tipo global también se pueden segregar las clasificadas como enanas (DANS, DHIIIH y BCD) por su baja luminosidad. Estos resultados se resumen en la tabla 3.3, donde los tipos morfológicos han sido determinados a partir de los datos en el filtro  $B$ , utilizando varios métodos que describiremos en el capítulo 4.

En la siguiente figura (3.6) se relaciona el brillo integrado ( $M_B$ ) y el tamaño ( $R_e$ ) de las galaxias UCM en el filtro  $B$ . Los diferentes símbolos representan los distintos tipos espectroscópicos. Como referencia se muestran las líneas de brillo superficial constante correspondientes a  $-14$ ,  $-16$  y  $-18$  mag  $\text{kpc}^{-2}$ . En este diagrama se observa una correlación clara entre  $M_B$  y  $R_e$ , siendo los objetos más brillantes también los más extensos. Asimismo, queda patente que existe una secuencia en tamaño con respecto al tipo espectroscópico: las galaxias SBN se encuentran en la zona de altas luminosidades y grandes

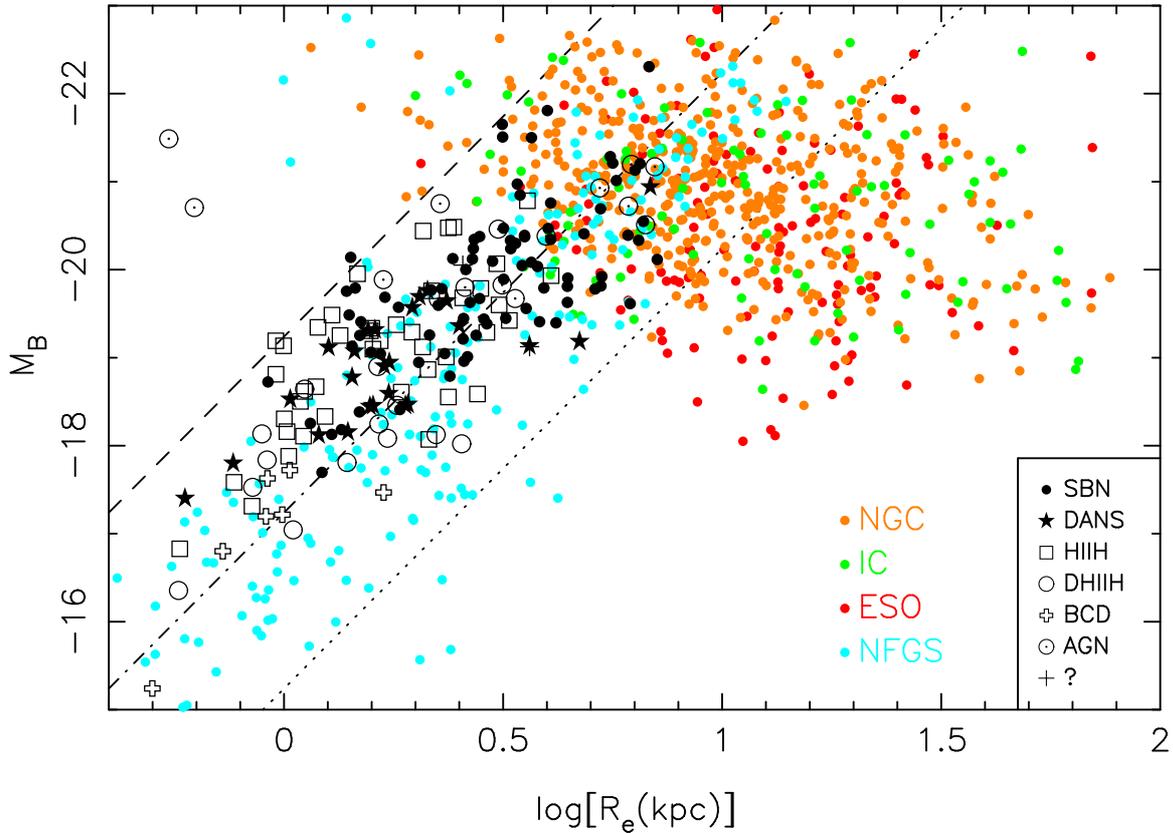


Figura 3.6: Magnitud absoluta en  $B$  (corregida de extinción Galáctica) frente a radio efectivo (en kpc). Los distintos símbolos representan los diferentes tipos espectroscópicos. Las marcas rellenas son galaxias tipo disco y las huecas tipo HII (excepto AGNs). Como referencia se muestran las líneas de brillo superficial constante; de arriba a abajo:  $-18$ ,  $-16$  y  $-14$  mag  $\text{kpc}^{-2}$ . En rojo, naranja y verde se muestran los datos para galaxias espirales normales de los catálogos NGC, IC y ESO, y en azul claro la muestra NFGS (véase texto).

radios efectivos, que serían los valores más cercanos a los típicos de espirales normales de gran diseño. En el otro extremo encontramos las galaxias enanas, como las BCD o DHIII. En la zona intermedia encontramos las galaxias DANS y HIII, de tamaños y luminosidades menores que las SBN, pero por encima de las enanas. En la tabla 3.3 se detallan los valores medianos para cada tipo reseñado.

La figura 3.7 expone los histogramas de color  $B-r$  efectivo y de la isofota 24 para la muestra UCM. El color efectivo (isofota 24) mediano de la muestra es 0.73 (0.76), con los cuartiles a  $\sim 0.2^m$  de este valor. Estos colores son típicos de espirales de tipo intermedio en el Universo Local, de acuerdo con Fukugita et al. (1995).

La figura 3.8 separa el histograma de  $(B-r)_{\text{ef}}$  de la gráfica anterior para los distintos tipos morfológicos y espectroscópicos. En los paneles de la izquierda se muestran

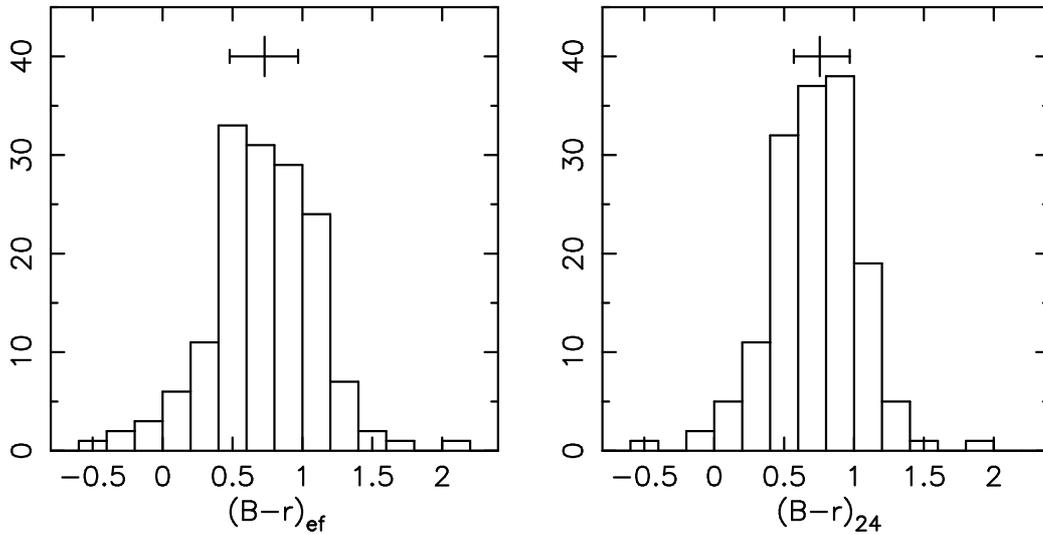


Figura 3.7: Histogramas de los colores  $(B-r)_{ef}$  y  $(B-r)_{24}$  para las galaxias UCM. Se muestra para cada distribución la mediana y los cuartiles.

los valores típicos de color  $(B-r)_{ef}$  para espirales normales, extraídos de Fukugita et al. (1995). Las medianas y cuartiles de cada uno de los histogramas se detallan en la tabla 3.3. Estos diagramas revelan una tendencia de los tipos de Hubble más tardíos a tener colores cada vez más azules. Sin embargo, los valores medianos de nuestra muestra difieren de los colores medios de espirales normales del mismo tipo de Hubble. Las razones para la existencia de esta diferencia se encuentran en la formación estelar intensificada de las galaxias UCM con respecto a las espirales normales quiescentes, y en los efectos de selección propios de la exploración.

Los objetos de primeros tipos de la UCM (S0, Sa) presentan colores más azules que los de espirales normales del mismo tipo. Como es sabido, las galaxias lenticulares y elípticas normales muestran una formación estelar reciente despreciable. La Exploración UCM detectó objetos con emisión nebular (trazador de una población estelar muy joven, de edad menor que  $\sim 10^8$  años –véase el capítulo 7–) a través de espectros de prisma-objetivo, por lo que las galaxias S0 (no hay elípticas) de nuestra muestra deben contar con una formación estelar inusual en este tipo de objetos, que afecta a la zona azul del espectro, convirtiendo sus colores en atípicamente azules.

En cambio, para tipos tardíos (Sc+, Irr) los colores medianos de las galaxias UCM son más rojos que los de galaxias normales quiescentes. En estos objetos entran en juego efectos de selección de la muestra que evitaban la detección de objetos muy azules al estar basada la selección en la emisión  $H\alpha$ , situada en la zona roja del espectro. La importancia

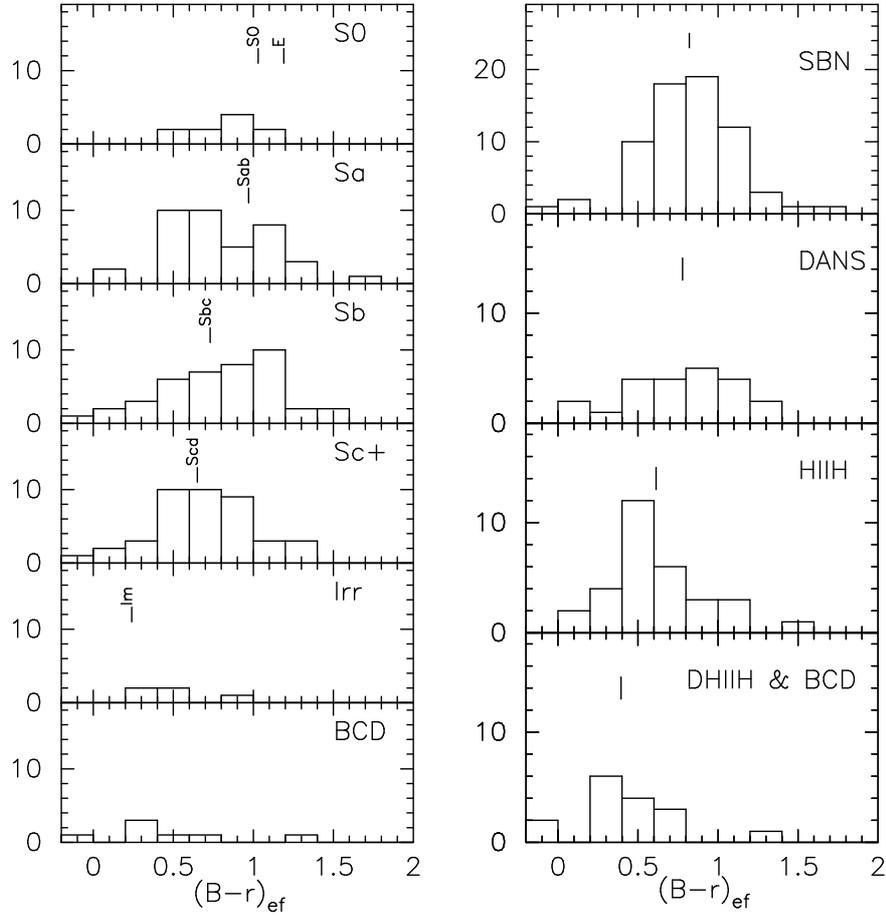


Figura 3.8: Histogramas del color  $(B - r)_{ef}$  según los tipos morfológico (izquierda) y espectroscópico (derecha) para la muestra UCM. Las marcas verticales de los diagramas de la izquierda son los colores medios de los distintos tipos de Hubble extraídos de Fukugita et al. (1995). Estos valores, junto con las medianas y cuartiles de las galaxias UCM se detallan en la tabla 3.3. En los paneles de la derecha se marcan los valores medianos de la distribución para los distintos tipos espectroscópicos.

de los efectos de selección quedará patente de nuevo cuando comparemos la muestra UCM con otras muestras de galaxias con formación estelar seleccionadas en longitudes de onda más azules (en el filtro  $B$  o en el ultravioleta, por ejemplo).

Los paneles de la derecha en la figura 3.8 demuestran una distinción clara en el color  $(B - r)_{ef}$  de los distintos tipos espectroscópicos. Las galaxias SBN presentan colores más rojos que las DANS y HIII ( $\Delta m \simeq 0.1 - 0.2^m$ ). Los objetos más azules de la muestra son las DHIII y BCDs (con colores medios en torno a  $0.5^m$ ). En el capítulo 7 mostraremos que los objetos de tipo disco (SBN y DANS) tienen una brote menos intenso en relación a la población subyacente (más vieja) que los tipo HII (HIII, DHIII y BCD). Además,

los primeros son en general sistemas más evolucionados, más grandes en tamaño (como se mostró en la figura 3.6) y masa, con una menor cantidad relativa de gas, con brotes extinguidos y más cercanos a las espirales de gran diseño típicas. Por el contrario, las galaxias tipo HII contarían con una mayor reserva de gas (menos enriquecido químicamente) que se estaría convirtiendo más eficientemente en nuevas estrellas, siendo la masa de esta población joven más importante con respecto a la población evolucionada y con una menor atenuación que en el caso de las galaxias tipo disco. El resultado final sería un color más azul, que es lo que se observa en la figura 3.8. Las características de los tipos espectroscópicos reseñadas anteriormente se estudiarán con detalle en el capítulo 7.

Tabla 3.3: Valores medianos y cuartiles de los parámetros fotométricos integrados para las galaxias de la muestra UCM según los tipos morfológico y espectroscópico. Las columnas muestran: (1) Tipo de galaxia. (2) Radio efectivo en kpc. (3) Magnitud absoluta en  $B$ . (4) Color medio  $(B - r)_{24}$ . (5) Colores medios de espirales normales extraídos de Fukugita et al. (1995). (6) Número de galaxias en cada tipo.

Tipo de Hubble (1)	$R_e$ (kpc) (2)	$M_B$ (3)	$(B - r)_{24}$ (4)	$(B - r)_{F95}$ (5)	$N_{gal}$ (6)
S0	$1.9^{2.4}_{1.4}$	$-19.8^{19.2}_{-20.1}$	$0.76^{0.84}_{0.74}$	0.97 (Sab)	14
Sa	$1.8^{2.6}_{1.4}$	$-19.4^{19.0}_{-19.8}$	$0.68^{0.91}_{0.56}$	0.97 (Sab)	39
Sb	$2.5^{4.0}_{1.7}$	$-19.4^{18.8}_{-20.0}$	$0.80^{0.98}_{0.59}$	0.73 (Sbc)	68
Sc+	$3.3^{4.3}_{2.0}$	$-19.7^{18.6}_{-20.1}$	$0.75^{0.93}_{0.59}$	0.65 (Scd)	50
Irr	$2.6^{2.9}_{2.5}$	$-18.9^{18.6}_{-19.0}$	$0.46^{0.48}_{0.44}$	0.24 (Irr)	5
INTER	$2.1^{2.7}_{2.0}$	$-20.3^{20.1}_{-20.4}$	$0.57^{0.61}_{0.53}$	0.24 (Irr)	6

Tipo espectrosc. (1)	$R_e$ (kpc) (2)	$M_B$ (3)	$(B - r)_{24}$ (4)	$N_{gal}$ (6)
SBN	$3.2^{4.5}_{2.4}$	$-19.8^{19.4}_{-20.3}$	$0.81^{0.95}_{0.66}$	86
DANS	$1.8^{2.1}_{1.6}$	$-18.9^{18.5}_{-19.3}$	$0.84^{0.99}_{0.63}$	25
HIH	$1.8^{2.4}_{1.2}$	$-19.2^{18.6}_{-19.4}$	$0.58^{0.79}_{0.48}$	43
DHIH	$1.4^{2.0}_{1.1}$	$-18.1^{17.8}_{-18.1}$	$0.42^{0.54}_{0.30}$	13
BCD	$1.0^{1.0}_{1.0}$	$-17.0^{17.2}_{-17.3}$	$0.59^{0.74}_{0.42}$	7
AGN	$3.1^{7.0}_{2.3}$	$-20.5^{19.8}_{-20.7}$	$0.96^{1.11}_{0.88}$	15
desconocido	$3.9^{4.1}_{3.7}$	$-20.2^{20.1}_{-20.4}$	$0.48^{0.56}_{0.40}$	2
disco	$2.8^{4.0}_{1.8}$	$-19.6^{19.1}_{-20.2}$	$0.81^{0.98}_{0.65}$	111
HII	$1.6^{2.2}_{1.1}$	$-18.6^{18.0}_{-19.3}$	$0.56^{0.73}_{0.42}$	63
todo	$2.3^{3.6}_{1.5}$	$-19.4^{18.6}_{-20.1}$	$0.76^{0.94}_{0.54}$	191

### 3.6. Comparación con otras muestras

En la sección 3.1 expusimos los objetivos principales de las observaciones descritas en el presente capítulo acerca de la emisión en el filtro  $B$  de Johnson de la muestra UCM. Entre estos objetivos estaba la comparación de nuestras galaxias con otras muestras, tanto locales como a desplazamientos al rojo más altos. Por una parte esta comparación pretende situar las propiedades de las UCM con respecto a espirales normales quiescentes, bien conocidas en nuestro Universo más cercano. Por otra parte es necesario tener en cuenta que las galaxias de la Exploración UCM son objetos con formación estelar activa y relativamente importante con respecto al contenido estelar total, y sus características vienen ampliamente determinadas por la técnica de detección, en este caso, prisma-objetivo sobre placas fotográficas y centrado en la línea de emisión nebular  $H\alpha$ . En este sentido, resulta interesante comparar las propiedades de nuestras galaxias con las de otros objetos con formación estelar pero seleccionados con técnicas distintas, ya sea en el azul o en el UV. Por último, un aspecto muy importante del estudio de la muestra UCM es la conexión con galaxias a desplazamientos al rojo intermedios y altos, donde la formación estelar violenta es común.

#### 3.6.1. Muestras locales

La comparación de la muestra UCM con espirales normales quiescentes y con galaxias cuya luminosidad está completamente dominada por un brote reciente (como son las BCD) se representa en la figura 3.9. En ella se muestra la luminosidad en el filtro  $B$  frente al color óptico  $B - r$  (isofota 24). Los datos de galaxias normales (en rojo) han sido extraídos de Kraan-Korteweg (1986), Prugniel & Heraudeau (1998) y NED, y corresponden a galaxias del *New General Catalogue of Nebulae and Star Clusters* (NGC), del *Index Catalogue* (IC) (ambas muestras descritas en Dreyer 1888, 1895, 1908) y galaxias Markarian (Mazzarella & Balzano 1986). Los datos de BCDs provienen de Doublier et al. (1997). La figura demuestra varios de los resultados expuestos anteriormente. La zona del diagrama ocupada por la muestra UCM coincide con la de espirales normales, aunque existe un déficit de objetos rojizos en nuestra muestra debido a la presencia de un brote de formación estelar más intenso de lo que es normal en una espiral típica. Las galaxias UCM más parecidas a la muestra de espirales cercanas son las tipo disco, incluyendo SBN y DANS (con símbolos rellenos en la figura). Los objetos tipo HII (pintados con símbolos huecos) son, en general, más azules y menos brillantes. El caso más extremo son las BCD, las galaxias más azules y tenues de nuestra exploración. La comparación con la muestra de BCDs de Doublier et al. (1997) demuestra que la UCM detectó sólo los objetos más brillantes dentro de este tipo, quedando la zona del diagrama donde se concentran las

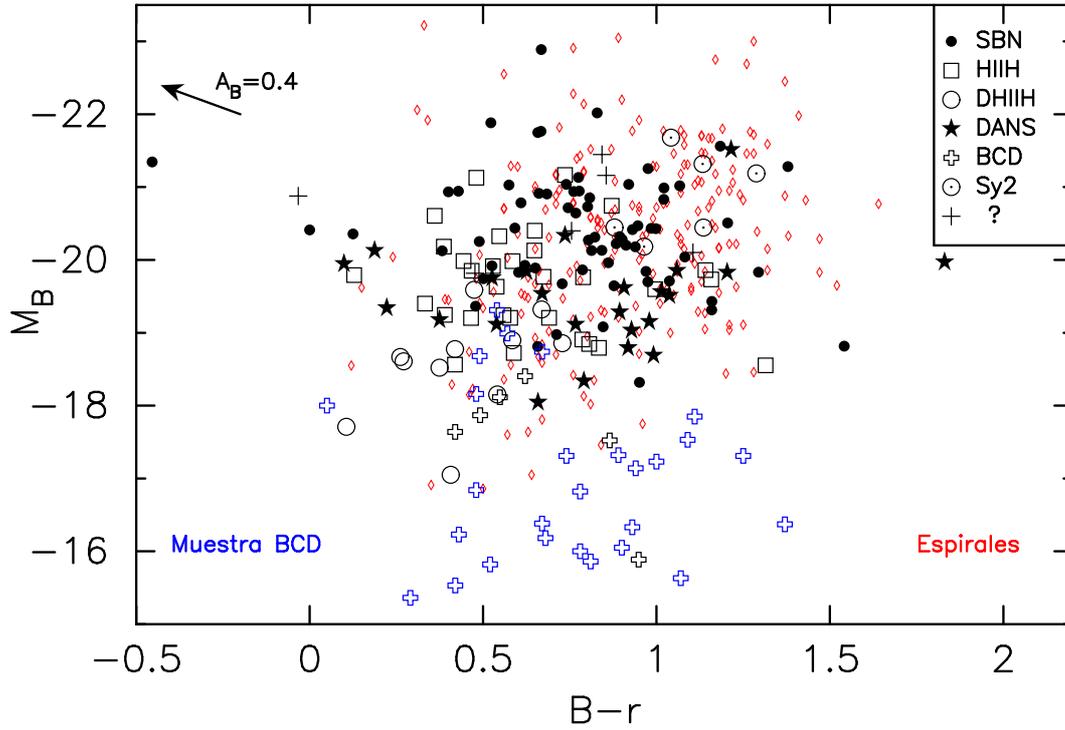


Figura 3.9: Diagrama color-magnitud para la muestra de galaxias UCM (en negro y con distintos símbolos para los diferentes tipos espectroscópicos), una muestra de galaxias normales cercanas (Kraan-Korteweg 1986, Prugniel & Heraudeau 1998, en rojo) y una muestra de BCDs (Doublier et al. 1997, en azul). Se ha utilizado una cosmología con  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$  y  $q_0 = 0.5$  para una comparación directa con los datos de la literatura. En la esquina superior-izquierda se da el vector de extinción correspondiente a  $0.4^m$  en  $B$  para una curva de extinción Galáctica (Cardelli et al. 1989).

BCDs de referencia fuera del límite de detección en flujo de nuestro trabajo.

Es importante resaltar que las magnitudes absolutas de un número importante de las galaxias UCM son muy parecidas a las de la muestra de espirales normales representadas en la figura 3.9. Sin embargo, en la figura 3.6 se observa que los tamaños de las espirales normales relajadas (los datos, compilados por Prugniel & Heraudeau 1998, corresponden a galaxias de los catálogos NGC, IC y del Observatorio Europeo del Sur (ESO)) son mayores que los de nuestras galaxias. A esta característica hay que añadir que las galaxias UCM son más débiles en magnitud  $K$  que las espirales normales, según se demuestra en la figura 6.2 del capítulo 6. Dado que esta banda está íntimamente ligada con la masa estelar total de los objetos, la anterior afirmación equivale a decir que las masas estelares de las galaxias de la Exploración UCM es menor que las de espirales normales quiescentes. Por tanto, queda patente el efecto dominante de la población estelar del brote reciente en la luminosidad  $B$ , que es capaz de igualar las magnitudes  $B$  de las UCM

a la de espirales normales salvando una diferencia en tamaño y en masa estelar de un factor  $\sim 10$  (véase el capítulo 7). En el mismo sentido podemos afirmar que nuestras galaxias son sistemas con una historia de la formación estelar más corta (temporalmente) que la de las galaxias espirales normales, lo que se traduciría en una menor masa estelar y un menor tamaño.

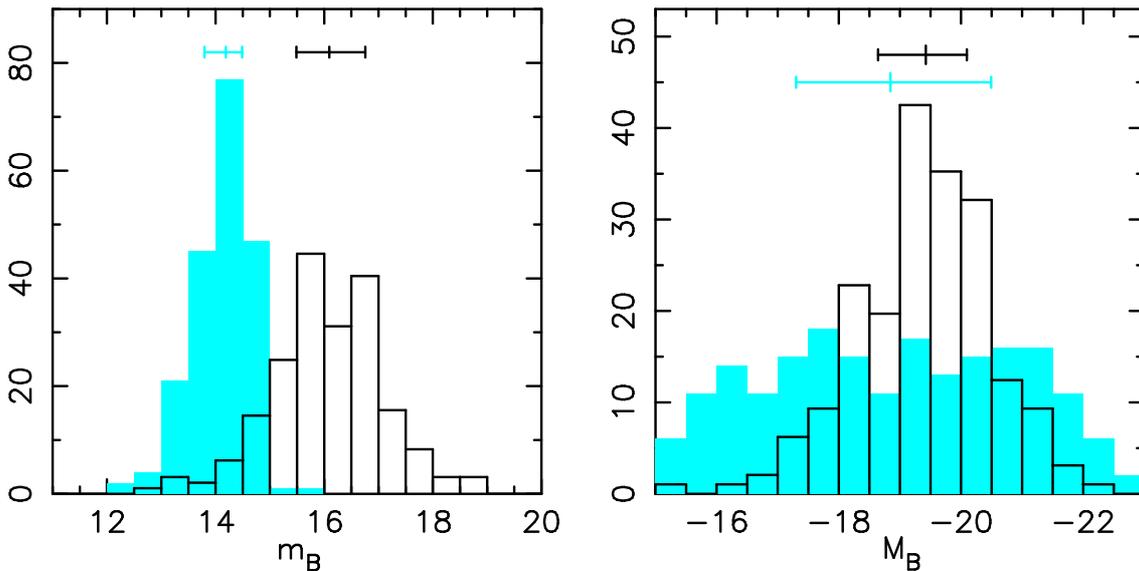


Figura 3.10: Comparación de las distribuciones de las magnitudes  $B$  aparentes y absolutas de las galaxias de la Exploración UCM (en negro) y de la muestra NFGS (azul). Se muestran los valores medianos y cuartiles de cada distribución.

En la figura 3.6 también se comparan las galaxias UCM con los objetos del *Nearby Field Galaxy Sample* (NFGS), exploración descrita en Jansen et al. (2000a,b), compilada a partir de observaciones en el azul, y que fue construida como una muestra representativa de galaxias locales comparables con objetos distantes. En el gráfico se observa que ambas muestras de galaxias presentan propiedades de tamaño y luminosidad en el azul muy parecidas, aunque el NFGS cuenta con sendos grupos de galaxias más brillantes y más tenues que los casos más extremos de la UCM, como también se comprueba en la figura 3.10. En esta última gráfica queda patente la naturaleza diferente de la selección de ambas muestras: mientras que el histograma de magnitudes absolutas de las galaxias UCM es típico de muestras limitadas en magnitud, el NFGS presenta un histograma prácticamente plano, derivado del hecho de que los objetos se eligieron artificialmente cuidando que todas las luminosidades estuviesen representadas entre los límites  $M_B \sim -15^m$  y  $M_B \sim -23^m$ . Esta selección artificial hace difícil una corrección de completitud, necesaria, por ejemplo, a la hora de estimar funciones de luminosidad. En la figura 3.10 también se constata que las galaxias NFGS son más brillantes (en magnitud aparente) que las

UCM, lo que, junto con los rangos similares en magnitud absoluta, revela la mayor cercanía de los objetos del NFGS. Análogamente a los efectos descritos para  $M_B$  derivados de la selección de la muestra, en el panel izquierdo de la figura 3.11 se observa que las distribuciones en el color óptico  $(B - r)_{\text{ef}}$  para las dos muestras son muy parecidas.

En el panel derecho de la figura 3.11 también se demuestra que la extinción media de los objetos del NFGS es menor que la de las galaxias UCM ( $\langle E(B - V) \rangle = 0.43$  frente a  $\langle E(B - V) \rangle = 0.77$  para nuestra muestra). Efectivamente, el hecho de que la Exploración UCM seleccionara objetos por su emisión  $H\alpha$  permitió la detección de galaxias con espectros muy atenuados y débiles en el azul (en comparación con el rango rojo), todo lo contrario que la muestra NFGS, basada en una detección por la prominencia del espectro en el azul (Huchra et al. 1983).

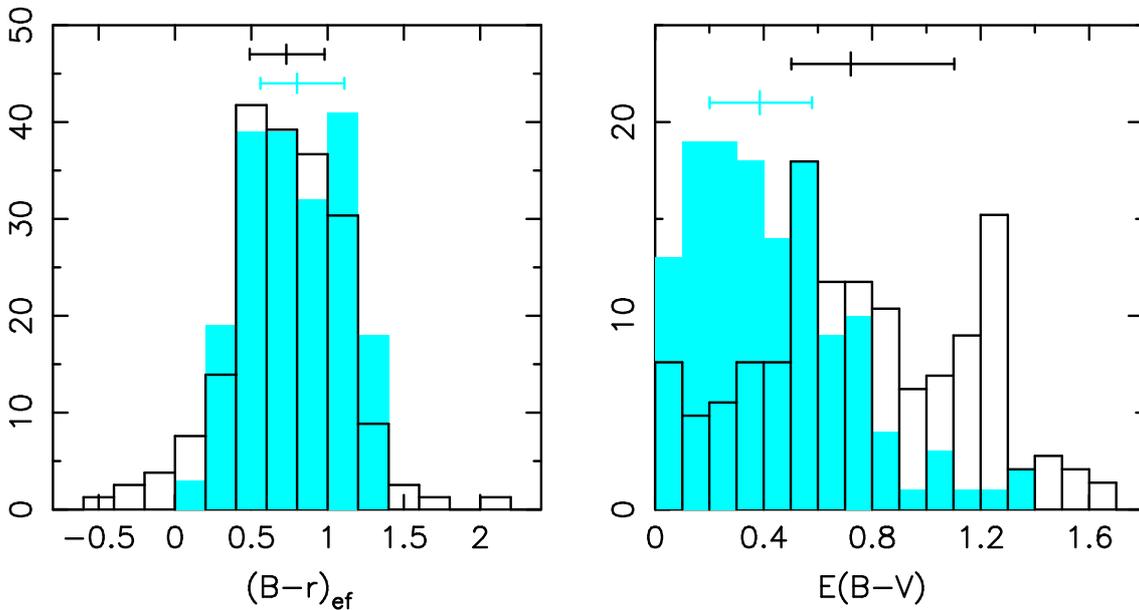


Figura 3.11: Comparación de las distribuciones del color  $B-r$  efectivo y de la extinción de los brotes (medido a partir del decremento de Balmer) para las galaxias de la Exploración UCM (en negro) y de la muestra NFGS (azul). Se muestran los valores medianos y cuartiles de cada distribución.

La figura 3.12 compara las distribuciones de magnitudes  $B$  aparentes y absolutas de la muestra UCM con las de otras exploraciones, cuya selección de galaxias es heterogénea.

Dentro de las exploraciones cuya detección de objetos se basó en el azul o UV se encuentran cinco, que describimos a continuación. La exploración de la Universidad de Michigan (UM, Salzer et al. 1989a,b), realizada con la técnica de prisma-objetivo en el azul, alcanza, para un número similar de galaxias al de la UCM (166), una mayor eficien-

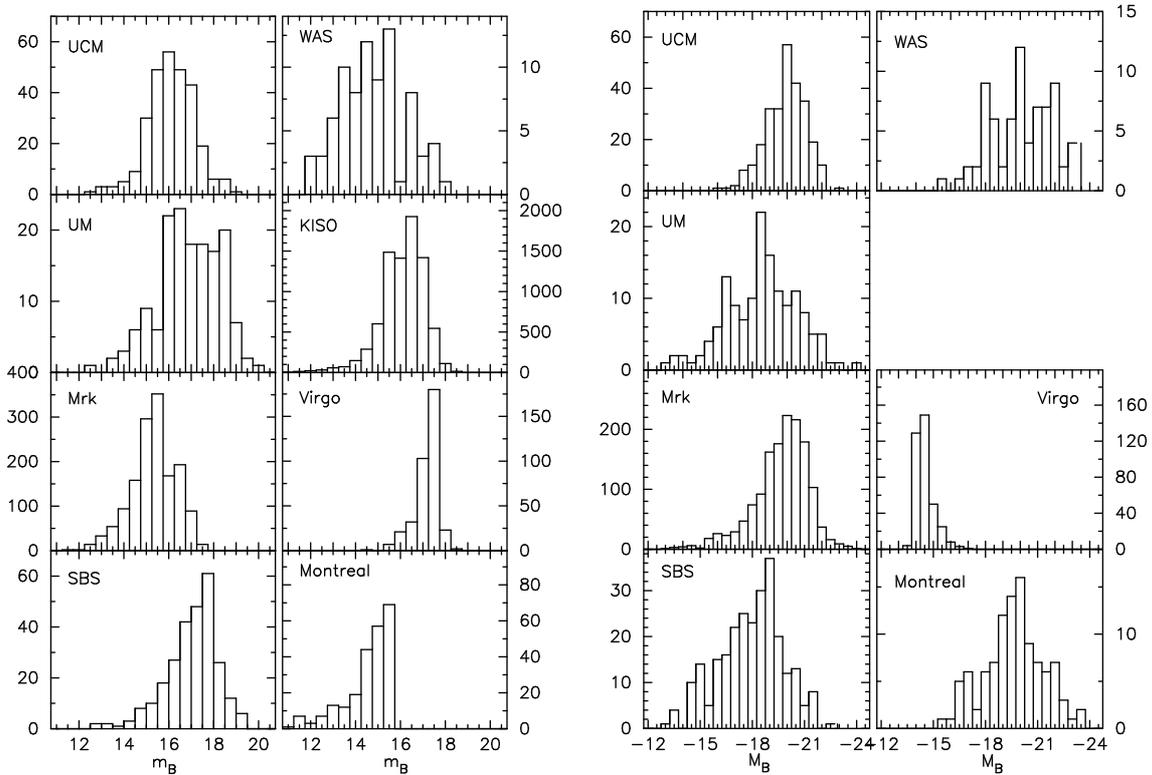


Figura 3.12: Histogramas comparativos en el filtro B para distintas muestras de galaxias. Se usa una cosmología con  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$  y  $q_0 = 0.5$ .

cia en la detección de objetos débiles en el intervalo de  $m_B = 18^m - 19^m$  y una frecuencia menor que la de la UCM en la detección de objetos brillantes. Esta muestra es, por tanto, más profunda que la UCM, llegando hasta magnitudes absolutas menores ( $M_B = -12^m$ ) pero con una ausencia de objetos muy brillantes, debido probablemente a la menor cobertura espacial de la exploración ( $\sim 300 \text{ grados}^2$ ).

La muestra de Markarian (Mrk, Mazarella & Balzano 1986), seleccionada por el exceso UV, presenta un histograma similar al de la UCM, salvo por la ausencia de objetos débiles en magnitud aparente. Sin embargo, los histogramas en magnitud absoluta son muy parecidos, lo que nos revela que la muestra Mrk cuenta con objetos más distantes que los de la UCM (hay galaxias Mrk con  $z \sim 0.1$ ).

La exploración *Second Byurakan Survey* (SBS) de galaxias con exceso UV, descrita en Izotov et al. (1991), presenta un histograma con una mayor frecuencia de objetos débiles, tanto en magnitud aparente como en absoluta. Efectivamente, estudios posteriores de

la muestra (por ejemplo Izotov et al. 1990, Melnick et al. 1992) han revelado que estas galaxias son en su mayoría BCDs, muchas de ellas con bajas metalicidades.

La muestra KISO (Takase & Miyauchi-Isobe 1990) de galaxias con exceso UV, con un número de objetos superior a 8000, tiene una distribución de magnitudes aparentes muy parecida a la de la UCM<sup>3</sup>. Por último, la exploración de Montreal (Coziol et al. 1993), seleccionada por el exceso UV, cuenta con galaxias de magnitud aparente bastante brillante, gracias a la gran cobertura espacial ( $\sim 1300$  grados<sup>2</sup>), aunque tenían un límite de detección de  $\sim 15.5^m$ .

Respecto a la exploración WAS (Wasilewski 1983), efectuada en el rojo, de nuevo las distribuciones de brillo aparente y absoluto son muy parecidas a las de la UCM. Como complemento de la muestra de Doublier et al. (1997), en la figura 3.12 se adjuntan los datos de galaxias compactas azules del cúmulo de Virgo (Drinkwater et al. 1996). Como se mencionó previamente, este tipo de galaxias de baja luminosidad no está bien representado en la Exploración UCM.

La comparación de las magnitudes  $B$  de las galaxias UCM con las de otras exploraciones no revela grandes diferencias entre muestras, salvo en el aspecto del límite de detección y la cobertura de campo. En el caso de las muestras seleccionadas en el azul o UV, la gran diferencia se encuentra, sin embargo, en las extinciones de los objetos, como se mostró en la discusión sobre el NFGS de esta sección (véase también el trabajo de Aragón-Salamanca et al. 2002).

### 3.6.2. Muestras a desplazamientos al rojo mayores

Muchos estudios a desplazamientos al rojo intermedios y altos han permitido la caracterización de galaxias precisamente en el filtro  $B$ , debido a que esta banda se desplaza hacia longitudes de onda mayores por efecto de la expansión cosmológica, siendo fácil y usual la observación en estas regiones del espectro. Así, por ejemplo, existe una amplia gama de trabajos basados en observaciones del *Hubble Space Telescope* (HST) en el filtro  $I_{814}$  (por ejemplo, Guzman et al. 1998, Totani & Yoshii 2000, van den Bergh et al. 2002), que corresponde al filtro  $B$  de Johnson para  $z \sim 0.8$ .

Dos de estos ejemplos se utilizan en la figura 3.13 para comparar las luminosidades y tamaños de las galaxias distantes con las UCM. En primer lugar hemos comparado

---

<sup>3</sup>Las galaxias KISO no cuentan con datos de desplazamiento al rojo, por lo que no se ha podido construir el histograma de magnitud absoluta.

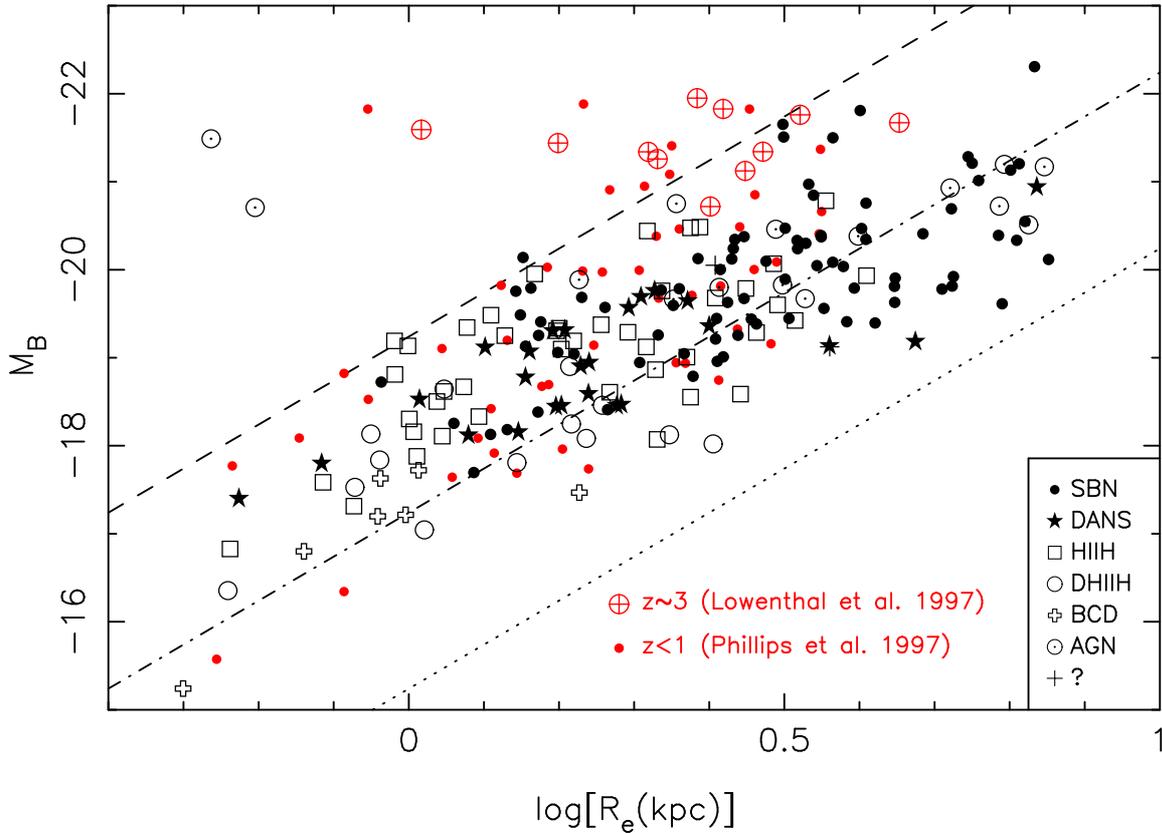


Figura 3.13: Magnitud absoluta en  $B$  (corregida de extinción Galáctica) frente a radio efectivo (en kpc). Los distintos símbolos representan los diferentes tipos espectroscópicos. Las marcas rellenas son galaxias tipo disco y las huecas tipo HII (excepto AGNs). Como referencia se muestran las líneas de brillo superficial constante; de arriba a abajo:  $-18$ ,  $-16$  y  $-14$  mag kpc $^{-2}$ . En azul se pintan galaxias a desplazamientos al rojo intermedio (muestra de Phillips et al. 1997, con  $0 < z < 1$ ) y alto (muestra a  $z \sim 3$  de Lowenthal et al. 1997).

nuestra exploración con una muestra de galaxias compactas a desplazamientos al rojo menores que 1 y detectadas en el *Hubble Deep Field North* (HDF-N, Phillips et al. 1997). En este trabajo se obtuvieron espectros en el rango desde el visible (banda  $V$ ) hasta los  $\sim 8000$  Å (banda  $I$ ), por lo que fue posible la medida de la magnitud  $B$  para todas ellas (la banda  $B$  se desplaza hasta la  $V$  para  $z \sim 0.2$  y hasta  $I$  para  $z \sim 0.8$ ). Como muestra la figura 3.13, estos objetos tienen propiedades de tamaño y luminosidad muy parecidas a las de las galaxias UCM, aunque existe una ausencia de objetos extensos (con  $R_e > 5$  kpc), esperable dado que el estudio se refiere a galaxias compactas.

La figura 3.13 también muestra una selección de galaxias a  $z \sim 3$  en el HDF-N (Lowenthal et al. 1997). Estos objetos se diferencian ampliamente de nuestra exploración local y de las galaxias a  $z$  intermedio, revelándose como objetos muy brillantes y casi tan

extensos como las galaxias UCM más grandes. Sólo un pequeño número de galaxias SBN de la UCM (por ejemplo, UCM1653+2644 o UCM2250+2427) tendrían propiedades en el filtro  $B$  parecidas a algunos de estos objetos, los más extensos. Esta diferencia clara con las galaxias lejanas podría revelar una naturaleza diferente de estos objetos (y una evolución temporal), aunque también podrían entrar en juego efectos de selección de las muestras de galaxias a alto  $z$ , que podrían estar dominadas por los objetos más brillantes, siendo indetectables otros tipos de galaxias más débiles pero no por ello menos numerosas.

### 3.7. Sumario y conclusiones

En este capítulo se han presentado las observaciones de las galaxias UCM en el filtro  $B$  de Johnson. Asimismo, se han estudiado las principales propiedades de la emisión integrada en dicho filtro, comparando nuestra muestra de galaxias con líneas de emisión con otras muestras de galaxias normales quiescentes, de galaxias locales con formación estelar activa seleccionadas con diversas técnicas, y con objetos a desplazamientos al rojo más altos.

Los principales resultados de este capítulo son:

- ✓ La muestra de galaxias con líneas de emisión de la UCM presenta un histograma de magnitudes aparentes en el filtro  $B$  de Johnson con mediana  $16.1^m$ , distribuyéndose el 75 % de los datos en  $1.4^m$  alrededor del mencionado valor.
- ✓ Esta distribución se caracteriza por un corte abrupto en el extremo brillante debido al área limitada de la exploración, que provoca que el número de objetos brillantes detectados sea escaso (la densidad espacial de estos objetos es baja), y a efectos de selección relacionados con la técnica de detección, ya que para objetos muy brillantes los espectros de las placas fotográficas de las observaciones de prisma-objetivo pueden estar saturados, impidiendo la detección de la línea de emisión  $H\alpha$ . En el extremo de objetos débiles el corte es mucho más suave, siendo producto de la limitación en flujo aparente (y relación línea-continuo) de la Exploración UCM.
- ✓ El histograma de magnitudes absolutas para la muestra UCM revela un valor mediano de  $-19.4^m$ , con el 75 % de la muestra total en un intervalo de  $1.6^m$  alrededor de este valor.
- ✓ La magnitud absoluta mediana de los primeros tipos morfológicos es aproximadamente  $1^m$  más brillante que la de los tipos más tardíos (desde  $-19.8^m$  de las S0 hasta  $-18.9^m$  de las Irr). Destacan del resto las galaxias compactas azules por su

débil luminosidad (en mediana,  $-17.0^m$ ) y las galaxias en interacción ( $-20.3^m$ ), las más brillantes.

- ✓ Espectroscópicamente, la magnitud mediana de las galaxias tipo disco es más brillante que las de tipo HII. Las galaxias enanas (DANS, DHIIIH y BCD) destacan por su baja luminosidad.
- ✓ Existe una correlación entre la luminosidad y el tamaño para las galaxias UCM, íntimamente relacionada también con el tipo espectroscópico. Las galaxias SBN muestran las magnitudes absolutas más brillantes y los tamaños más grandes, ambos parámetros similares a los de espirales normales. Queda así claro la inclusión de estos objetos en el grupo de galaxias tipo disco y la propia denominación de este tipo espectroscópico general. Por el contrario, las galaxias tipo HII se caracterizan por tamaños y brillos más pequeños. Los casos extremos serían las galaxias DHIIIH y, más aún, las BCD.
- ✓ El color efectivo mediano de la muestra UCM es  $B - r = 0.73$  y el de la isofota 24.5 es  $B - r = 0.76$ , con los cuartiles a  $\sim 0.2^m$  de este valor. Estos colores son típicos de una espiral de tipo Sb (Fukugita et al. 1995).
- ✓ El color  $B - r$  presenta una gradación con el tipo de Hubble, correspondiendo a tipos más tardíos colores más azules. Sin embargo, los valores medianos por tipo de Hubble de las galaxias UCM difieren de los colores medios de espirales normales. Los objetos de tipo temprano de la UCM presentan colores más azules que los de espirales normales debido a la presencia de un brote de una intensidad inhabitual en lenticulares o espirales de primeros tipos típicas. Para tipos tardíos los colores medianos de las galaxias UCM son más rojos que los de galaxias normales quiescentes; la razón se encuentra en efectos de selección de la muestra que evitan la detección de objetos muy azules al estar basada en la emisión  $H\alpha$ , línea situada en la zona roja del espectro.
- ✓ Espectroscópicamente, las galaxias SBN presentan colores  $B - r$  más rojos que las DANS y HIIIH. Los objetos más azules de la muestra son las DHIIIH y BCDs.
- ✓ Las galaxias de la muestra UCM son sistemas menos masivos y más pequeños que las espirales normales cercanas, lo que se observa al comparar las luminosidades en el filtro  $K$  y los radios efectivos (en  $B$ , por ejemplo). Sin embargo, la presencia de un brote de formación estelar tiene como consecuencia una gran emisión en longitudes de onda cortas que provoca que las luminosidades en el filtro  $B$  de nuestras galaxias sean muy parecidas a las de sistemas más masivos.

- ✓ La comparación de las magnitudes  $B$  de las galaxias UCM con las de otras exploraciones de objetos con formación estelar activa no revela grandes diferencias entre muestras, salvo en el aspecto del flujo límite de detección y la cobertura de campo.
- ✓ Las propiedades de tamaño y luminosidad en el filtro  $B$  de las galaxias UCM son muy parecidas a las de muestras de objetos a desplazamientos al rojo intermedios ( $z < 1$ ). Muestras de galaxias más distantes ( $z \sim 3$ ) se caracterizan por luminosidades  $B$  más brillantes, con un amplio intervalo de tamaños.



# CAPÍTULO 4

## Fotometría superficial y morfología de las galaxias UCM en el filtro B

En el capítulo anterior se presentaron las observaciones y los aspectos principales de las propiedades de la emisión integrada de las galaxias de la Exploración UCM en el filtro *B* de Johnson. Nos ocuparemos ahora de la distribución y concentración espacial de la luminosidad de nuestras galaxias en dicho filtro. En primer lugar se expondrán los objetivos perseguidos en este capítulo, posteriormente describiremos los métodos de medida y análisis de los datos de fotometría superficial, para finalizar con la presentación de los principales resultados.

### 4.1. Objetivos del estudio

La caracterización de la distribución espacial de la luminosidad permite distinguir distintos tipos de estructuras dinámicas en galaxias, las cuales tienen una influencia determinante en las propiedades de las poblaciones estelares y el contenido de gas del objeto. Así, por ejemplo, es conocida la eficiencia de las barras de espirales en el transporte de gas hacia las zonas más interiores, con el consiguiente aumento de densidad del medio interestelar y la posibilidad de desencadenamiento de un brote nuclear (algunos ejem-

plos recientes de trabajos en este tema son Bournaud & Combes 2002, Jogee et al. 2002, Sheth et al. 2002). También es usual la proliferación de regiones HII e incluso de grandes regiones de formación estelar (regiones HII gigantes o asociaciones OB) en los brazos de espirales, en los que una onda de densidad puede crear las condiciones necesarias (cantidad y densidad de gas) para una formación estelar más o menos violenta (véase, por ejemplo, Telesco & Decher 1988, Elmegreen et al. 2000, Lou et al. 2001).

El análisis de las diferentes estructuras dinámicas presentes en una galaxia puede realizarse a través de la medida de parámetros de concentración y distribución de la luminosidad en una determinada banda, determinando de esta manera la morfología del objeto. El estudio de la morfología de galaxias a través de imágenes de banda ancha comienza con Hubble (1926) por medio de una inspección visual de los objetos. El sistema de clasificación de Hubble fue completado más tarde por otros autores (Holmberg 1958, de Vaucouleurs 1959, van den Bergh 1960b). Posteriormente se ha intentado traducir esta clasificación morfológica en términos de parámetros medibles y más objetivos. En este sentido, una de las herramientas principales para la determinación de la morfología en espirales es la descomposición bulbo-disco. Efectivamente, existen diferencias patentes entre los distintos tipos dentro de la secuencia espiral según la importancia relativa de una componente central de simetría esférica, o *bulbo*, y otra componente más extendida y plana, denominada *disco*. Un análisis de la luminosidad proveniente de cada una de estas estructuras es esencial para una clasificación en tipos de Hubble. También es posible introducir nuevas estructuras en el análisis, como barras, brazos espirales, anillos, etc... Métodos complementarios de clasificación incluyen medidas sobre la concentración y simetría de la emisión de las galaxias. En el presente capítulo haremos uso de algunas de estas herramientas para llevar a cabo una clasificación morfológica de las galaxias de la Exploración UCM.

La morfología de las galaxias UCM fue estudiada por Vitores (1994) basándose en las imágenes en la banda *r* de Gunn. La mayor o menor influencia de la luz proveniente de las distintas poblaciones estelares en las diferentes zonas del espectro tiene un efecto importante en la detección de estructuras en galaxias. Como consecuencia, la utilización de una determinada banda de observación en una clasificación morfológica puede alterar ostensiblemente los resultados obtenidos. En la literatura se pueden encontrar varios trabajos acerca de este tema cubriendo el espectro desde el UV hasta el infrarrojo cercano, (por ejemplo, Kuchinski et al. 2000 o Marcum et al. 2001). El presente trabajo pretende estudiar el efecto de la banda de observación en la determinación de las propiedades morfológicas de las galaxias UCM en el óptico, comparando los resultados alcanzados por Vitores (1994) en el filtro *r* con los que obtengamos en el filtro *B*, banda que además

está más influenciada por la luminosidad procedente de los brotes de formación estelar reciente.

## 4.2. Parámetros de fotometría superficial

En esta sección describiremos los métodos empleados en la medida y análisis de los datos de distribución espacial de la luminosidad de las galaxias UCM en el filtro  $B$ . Estos métodos incluyen el análisis de la densidad superficial de luminosidad (niveles isofóticos), de la concentración y de la asimetría de la emisión. Además, se describirá la técnica de descomposición del perfil luminoso en dos componentes, el bulbo y el disco.

### 4.2.1. Análisis de isofotas

La medida de la distribución superficial de la luminosidad en el filtro  $B$  de Johnson de las galaxias de la Exploración UCM se llevó a cabo con la tarea *ellipse*, dentro del paquete STSDAS.ISOPHOTE de IRAF.

La tarea *ellipse* ajusta isofotas elípticas a la intensidad luminosa de una galaxia utilizando una técnica desarrollada por Jedrzejewski (1987). Esta técnica consiste en un método iterativo que ajusta elipses a los contornos de igual intensidad (isofotas) dentro de una imagen de una galaxia. Cada elipse viene determinada por cinco parámetros: las dos coordenadas del centro ( $x_c$  y  $y_c$ ), el semieje mayor ( $a$ ), la elipticidad ( $\epsilon$ ) y el ángulo de posición (PA, definido como el ángulo medido en sentido antihorario desde el Norte). El método comienza fijando una longitud de semieje mayor y una primera aproximación para el centro, elipticidad y ángulo de posición de la isofota correspondiente al mencionado semieje. Posteriormente se muestrea la zona de la imagen por la que pasa esta isofota elíptica, ajustando la distribución de intensidad de los píxeles implicados por medio de una serie de Fourier en función del ángulo de posición PA. Esta serie tiene la forma:

$$I = I_0 + A_1 \sin PA + B_1 \cos PA + A_2 \sin(2PA) + B_2 \cos(2PA) \quad (4.1)$$

Cada uno de los coeficientes de esta serie armónica ( $A_i$  y  $B_i$ ) se relaciona con uno de los parámetros de la isofota elíptica (centro, elipticidad o ángulo de posición), dando información acerca de cuánto se separan los parámetros asumidos del ajuste más fiable. Si todos ellos fueran nulos tendríamos el ajuste buscado. Para encontrar el mejor ajuste el método varía cada uno de los coeficientes (empezando por el de valor más alto), estudia

la influencia de este valor en el parámetro de la isofota correspondiente y corrige éste para obtener una mejor concordancia entre el ajuste y la imagen. Este proceso es repetido cuantas iteraciones sean necesarias hasta llegar a un ajuste mejor que un valor de tolerancia elegido *a priori*. En este momento la intensidad de los píxeles correspondientes a la mejor solución obtenida se vuelve a ajustar con una serie de Fourier de la forma:

$$I = I_0 + \sum_{n=3}^4 (A_n \sin(n PA) + B_n \cos(n PA)) \quad (4.2)$$

Los nuevos coeficientes miden las desviaciones de los datos de una elipticidad perfecta, dando cuenta de deformaciones que pueden servir, por ejemplo, para distinguir entre galaxias elípticas o bulbos tipo caja (*boxy*) o tipo disco (*disky*), que presentan distintas propiedades dinámicas (véase, por ejemplo, Bender & Moellenhoff 1987, Kormendy & Djorgovski 1989).

Una vez hallados los parámetros que mejor ajustan la isofota, el semieje mayor cambia (es incrementado o disminuido) y se repite el ajuste, partiendo esta vez de los datos de la isofota anterior como primera aproximación en el proceso iterativo. La tarea *ellipse* se ejecutó interactivamente empezando en todos los casos desde el mismo semieje mayor, el que correspondía a 3" para evitar la zona de la galaxia dominada por el *seeing*. Primero se procedió ajustando isofotas con sucesivos semiejes crecientes hasta alcanzar dos veces el radio de Kron (1980), y luego hacia el interior desde el semieje considerado inicialmente. En algunos casos hubo que enmascarar objetos próximos a las galaxias en estudio, para evitar que introdujeran ruido y afectaran al ajuste de las isofotas más externas.

Las intensidades en cuentas por píxel de cada isofota se pueden convertir en magnitudes superficiales por medio de las rectas de calibración explicadas en el capítulo anterior. En este cálculo no se realizó ninguna corrección de inclinación  $i$  debido a la gran incertidumbre que su cálculo conlleva. Cuando se representan las intensidades de las isofotas frente a los semiejes mayores se obtienen los perfiles radiales de brillo superficial. Adjuntamos dos ejemplos de estos perfiles en la figura 4.1.

Finalmente tenemos, por tanto, un perfil radial de brillo superficial para cada objeto junto con los datos de los centros, elipticidades ( $\epsilon$ , definido como  $\epsilon = 1 - b/a$ , con  $a$  y  $b$  los semiejes mayor y menor, respectivamente) y ángulos de posición (PA) de cada isofota.

Usando los datos de las isofotas más externas, que para la profundidad de nuestras

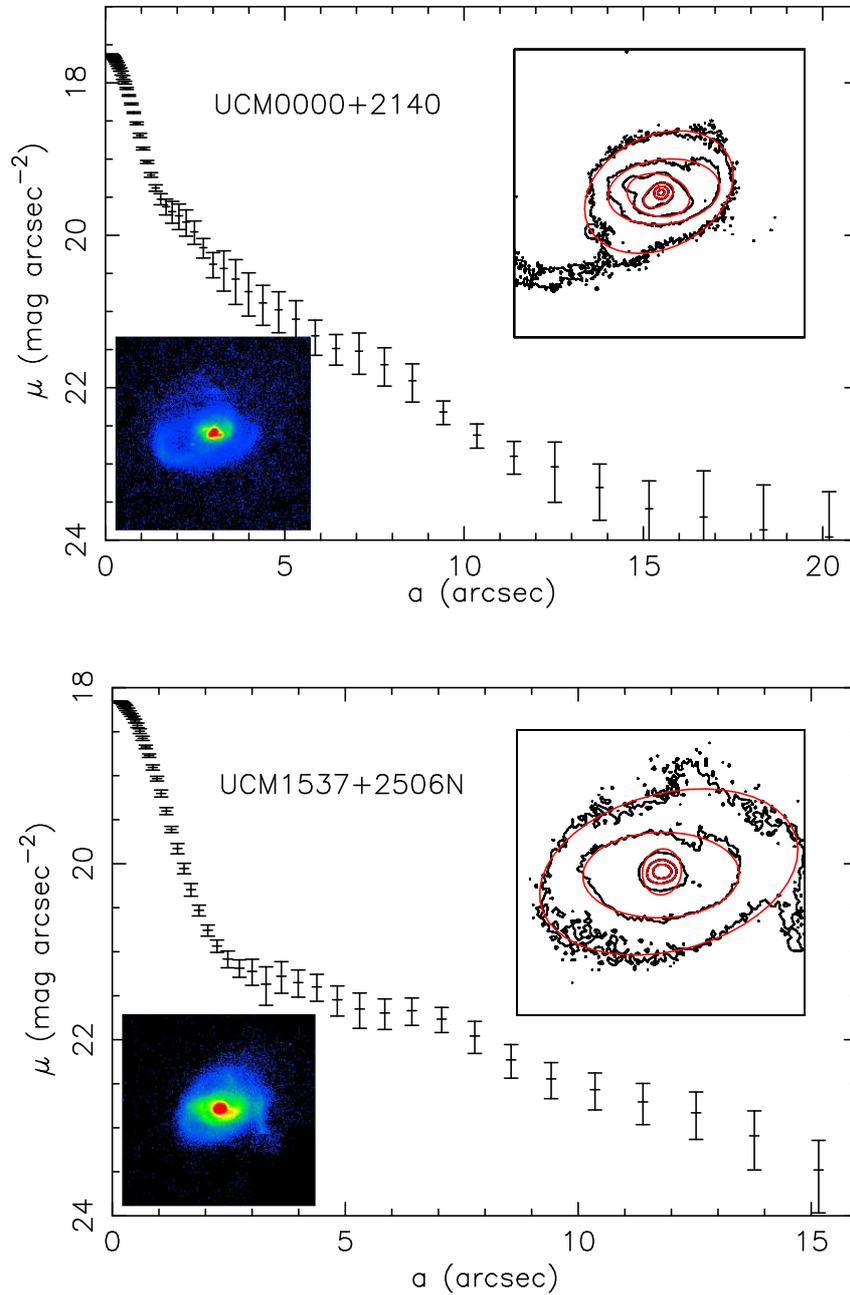


Figura 4.1: Dos ejemplos del ajuste de isofotas. Se muestra el perfil radial de brillo superficial (diagrama principal), la imagen en banda B (esquina inferior izquierda) y un diagrama de contornos con las elipses ajustadas con la tarea *ellipse* para las isofotas cuyo nivel es un valor entero entre 18 y 24 mag arcsec<sup>-2</sup> (en rojo).

imágenes corresponden al intervalo de brillos superficiales entre 23 y 24 mag arcsec<sup>-2</sup>, se calculó una  $\epsilon$  y un PA promedio para cada galaxia. Debido a que las isofotas más externas de muchos de los objetos presentaban distorsiones por la existencia de diferentes estructuras (como barras, anillos, brazos espirales, regiones HII brillantes o estrellas de campo), algunos de estos promedios no caracterizaban de manera adecuada los datos, por lo que fue necesaria una inspección visual para excluir del promedio las zonas distorsionadas y obtener valores más significativos. Los resultados acerca de las elipticidades y ángulos de posición medios de cada galaxia se muestran en la tabla 4.2.

Los errores en los brillos superficiales de las isofotas han sido calculados de la manera estándar en la medida de magnitudes (véase sección 3.4.2). En el caso de los parámetros de las elipses isofóticas, los errores en el centro, elipticidad y ángulo de posición se estiman a partir de la matriz de covarianza del ajuste por mínimos cuadrados a la serie de Fourier detallada en la fórmula 4.1.

#### 4.2.2. Descomposición bulbo-disco.

Tradicionalmente la distribución de luminosidad de una galaxia ha sido estudiada por medio de la descomposición en diferentes componentes (Kent 1985, de Jong 1996a, Vitores et al. 1996a, Baggett et al. 1998, entre otros). La mayoría de los métodos están basados en la suposición de funciones de ajuste específicas. Idealmente, estas funciones deberían tener un fundamento físico, en conexión con los procesos de formación y evolución galácticas. Desafortunadamente ésta es una tarea demasiado complicada, por lo que se suelen utilizar funciones derivadas de forma empírica.

Las distribuciones de luz de las galaxias espirales se suelen modelar utilizando dos componentes principales: una concentración central de luminosidad con simetría esférica (el *bulbo*) y una estructura más externa y plana (el *disco*). Este esquema simple puede distar mucho de la verdadera estructura de la galaxia, en la pueden coexistir otras componentes como barras, anillos o brotes intensos de formación estelar. Estas componentes afectan dramáticamente la distribución luminosa y pueden causar que la descomposición bulbo-disco sea prácticamente imposible de llevar a cabo. Además, las barras, los discos y, sobre todo, los brotes de formación son cada vez más brillantes y numerosos a medida que avanzamos en la secuencia morfológica de Hubble, siendo de extrema relevancia en galaxias *starburst* (Calzetti 1997) y dominando a alto desplazamiento al rojo.

La descomposición bulbo-disco puede llevarse a cabo usando diversas técnicas y funciones de ajuste. Recientemente varios autores han empezado a utilizar la imagen

completa de la galaxia para realizar un ajuste de la intensidad en dos dimensiones (véase, por ejemplo, de Jong 1996a, Peng et al. 2002). Esta técnica es idónea para el estudio de galaxias con estructuras peculiares como barras o anillos que se ven enmascaradas en los perfiles promediados azimutalmente. El análisis bidimensional ha sido utilizado en espirales de gran diseño con un gran tamaño angular. Sin embargo, en nuestro caso nos enfrentamos con asiduidad a galaxias de pequeño tamaño, de las que sólo tenemos información acerca de una decenas de píxeles. Nuestro objetivo, por otra parte, está en la caracterización morfológica de la muestra y no en el estudio pormenorizado de todas las estructuras en cada objeto individual. Consecuentemente, los ajustes bidimensionales no resultan adecuados para el estudio de las galaxias UCM.

El estudio morfológico de la muestra UCM se realizó por medio de ajustes de perfiles monodimensionales de brillo superficial ( $\mu$ ). Estos perfiles fueron examinados visualmente para excluir del algoritmo de ajuste aquellas regiones dominadas por estructuras extrañas, que quedan patentes en forma de abultamientos o depresiones, lo que también implica que nuestros parámetros que describen el bulbo y el disco no deben distar mucho de los que se obtendrían en un análisis bidimensional de componentes (según lo demostrado en de Jong 1996a y MacArthur et al. 2003). Además, el procedimiento sólo utilizó los puntos con  $\mu$  más brillante que el límite de detección, que se estableció en la magnitud superficial correspondiente a la desviación típica del cielo; los valores de este límite oscilaron en el intervalo entre 24 y 26 mag arcsec<sup>-2</sup>, dependiendo de la campaña de observación, como fue explicado en el capítulo 3. Algunas galaxias presentaban un aspecto morfológico muy irregular y/o perfiles muy perturbados debido a la existencia de compañeras en interacción o brotes de formación estelar, por lo que fueron excluidas de este estudio.

En la literatura se pueden encontrar una gran cantidad de funciones de ajuste. Algunos autores usan una exponencial genérica para describir tanto el bulbo como el disco u otras funciones más complicadas como, por ejemplo, perfiles de Sersic (1968). En el presente trabajo realizamos la descomposición en estructuras usando una función empírica para el bulbo como la definida por de Vaucouleurs (1948):

$$\mu = \mu_e + 8.33 \times \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \quad (4.3)$$

y una ley exponencial para el disco (Freeman 1970):

$$\mu = \mu_0 + 1.09 \times \left( \frac{r}{d_L} \right) \quad (4.4)$$

donde  $\mu$  es el brillo superficial,  $r$  el radio,  $r_e$  el radio efectivo del bulbo (el de la apertura que contiene la mitad del brillo total del bulbo),  $\mu_e$  la magnitud superficial efectiva del bulbo, y  $d_L$  y  $\mu_0$  la escala característica y el brillo superficial central del disco, respectivamente.

La elección de la ley  $r^{1/4}$  para el bulbo y la exponencial para el disco nos permitió comparar directamente nuestros resultados con el estudio en la banda  $r$  de Gunn y con la mayoría de los datos encontrados en la literatura.

Cuando se realiza una descomposición bulbo-disco, hay que tener especial cuidado en las partes más interiores de la galaxia, ya que estas zonas se ven afectadas por el *seeing*. La mayoría de los autores excluyen estas zonas del ajuste (por ejemplo, y por citar trabajos recientes, Schombert & Bothun 1987, Baggett et al. 1998, Chatzichristou 2001). En el presente trabajo consideramos el efecto del *seeing* convolucionando el perfil de luz de las regiones más internas con una función que describía este efecto atmosférico (Pritchett & Kline 1981). Este procedimiento soluciona además el problema de que la ley  $r^{1/4}$  del bulbo tiende a un valor irreal cuando  $r$  se aproxima a cero. Asumiendo simetría radial y una descripción gaussiana de la PSF, el perfil convolucionado de *seeing* se puede expresar como:

$$I_c(r) = \sigma^{-2} e^{-r^2/2\sigma^2} \int_0^\infty I(x) I_0(xr/\sigma^2) e^{-x^2/2\sigma^2} x dx \quad (4.5)$$

donde  $I_c(r)$  es la intensidad convolucionada con el *seeing*,  $\sigma$  la dispersión de la PSF gaussiana,  $I(x)$  la suma de las intensidades del bulbo y del disco, e  $I_0(x)$  la función modificada de Bessel de primera clase de orden cero (con argumento  $x$ ). Las dispersiones del *seeing* se midieron usando varias estrellas del campo en cada imagen. Como se detalló en el capítulo 3, el valor medio de *seeing* para toda la muestra fue de  $1''.5 \pm 0''.4$ , oscilando en el intervalo  $0''.9 - 2''.0$ . La integral fue calculada usando una cuadratura de Gauss-Laguerre.

El principal problema que nos encontramos en el tratamiento del *seeing* es la determinación concreta de la zona donde era importante este efecto y debía usarse la ecuación 4.5. La extensión de esta zona se dejó como parámetro libre de manera que se obtuviera el mejor ajuste.

Para la realización de este trabajo se desarrolló un programa de descomposición estructural que calculaba los cuatro parámetros que describen el bulbo y el disco (más la zona de influencia del *seeing*). Pasamos a describir las principales características de este programa a continuación:

- Todas las subrutinas de descomposición de perfiles de luz en estructuras necesitan una primera aproximación de los parámetros a ajustar, en nuestro caso, los que describen el bulbo y del disco:  $(\mu_e, r_e, \mu_0, d_L)$ . Para hallar un cuarteto adecuado de estimaciones iniciales de los parámetros, separamos las zonas dominadas por ambas componentes. La zona dominada por el bulbo debe localizarse cerca del centroide de la galaxia (con las zonas más internas dominadas por el *seeing*) y debe mostrarse lineal en un gráfico que enfrente al brillo superficial frente a  $r^{1/4}$ . En cambio, la zona dominada por el disco debe encontrarse en las partes más exteriores de la galaxia y debe ser lineal en un gráfico de  $\mu$  frente a  $r$ . Ajustando leyes de bulbo y disco a ambas zonas de forma separada obtuvimos un punto de partida en el espacio de soluciones que sería utilizado como origen para una subrutina de minimización.
- El siguiente paso es ajustar las dos componentes simultáneamente al perfil de brillo superficial completo. Esta tarea se realizó usando un procedimiento de minimización que utilizaba como estimador de la bondad del ajuste una función  $\chi^2$ , definida como la suma del cuadrado de las diferencias entre el perfil medido y el ajustado evaluadas en cada una de las isofotas descritas en la sección 4.2.1. La técnica de búsqueda del mínimo de la función  $\chi^2$  es conocida como el método del *simplex* (Press 2002, capítulo 10 y referencias mencionadas en él). Este algoritmo necesita un número de puntos en el espacio de soluciones, de 4 dimensiones en nuestro caso, igual al número de parámetros a ajustar más uno, es decir, 5 en nuestro problema. Estos puntos se obtuvieron a partir de la estimación inicial de la solución descrita en el apartado anterior, con pequeñas variaciones aleatorias (e independientes entre sí) en cada uno de los parámetros. Mediante un conjunto de movimientos adecuados en el espacio de soluciones se puede conseguir llegar a un mínimo de la función que se desea minimizar. Estos movimientos se pueden visualizar como referentes al cuerpo geométrico cuyos vértices son los puntos iniciales de la técnica, 5 en nuestro caso, y que se denomina *simplex*. Extensiones en la dirección de uno o varios vértices, imágenes especulares, expansiones o contracciones globales del *simplex* o variaciones aleatorias de la posición de algún vértice, sirven para muestrear el espacio de parámetros de una manera eficaz hasta encontrar el mínimo de la función  $\chi^2$ . El gran problema de esta técnica es que se puede llegar a un mínimo que no es el absoluto y del que la subrutina no es capaz de salir. Para evitar este posible fallo, además de movimientos súbitos y aleatorios inherentes al método del *simplex*, se

utilizaron varias (entre 5 y 10) soluciones iniciales cercanas a los valores obtenidos en el primer paso, comprobando que la subrutina siempre recuperaba la misma solución que, por tanto, podía ser calificada de manera más fiable como la correspondiente al mínimo absoluto. Además, también se impusieron limitaciones al espacio de soluciones muestreado para evitar llegar a parámetros finales sin sentido físico; por ejemplo, los parámetros identificados como distancias fueron forzados a ser positivos, y para los brillos superficiales se impuso el que no se separaran mucho del intervalo típico de valores. Estas acotaciones del espacio de parámetros no sólo permitían evitar mínimos locales sino también agilizar el proceso de búsqueda de la solución.

- Para conseguir el mejor ajuste y los errores de los parámetros calculados se llevó a cabo otro último paso. Se alteró el perfil de brillo superficial de manera aleatoria, utilizando una distribución gaussiana cuya anchura  $\sigma$  se tomó como el error del brillo superficial de la isofota correspondiente (calculado con la tarea *ellipse* y descrito en la sección 4.2.1). Cada nuevo perfil se ajustó usando el método explicado en el apartado anterior hasta obtener 1000 soluciones. Con el fin de desechar los peores ajustes, posteriormente se eligieron las soluciones con un valor de  $\chi^2$  entre el mínimo obtenido  $\chi_{min}^2$  y 3 veces  $\chi_{min}^2$ . Los parámetros definitivos y sus errores asociados se determinaron a partir de los valores medios de estos ajustes y sus desviaciones típicas.

La figura 4.2 muestra algunos ejemplos de perfiles de brillo superficial y los ajustes bulbo-disco correspondientes.

El método descrito se probó en varias galaxias construidas artificialmente y creadas con parámetros de bulbo y disco representativos. Se eligieron perfiles típicos para este test, incluyendo: (a) perfiles en los que tanto el disco como el bulbo están bien definidos, (b) en los que el disco domina, (c) con un bulbo dominante, (d) un perfil casi lineal (ajustado como un disco por nuestro método), y (e) un perfil curvo (identificado como un bulbo por nuestro procedimiento). Los perfiles artificiales se convolucionaron con un *seeing* típico de 1''5 en una zona elegida aleatoriamente dentro del intervalo observado en las galaxias reales. Asimismo, se añadieron valores estándar de ruido basándose en los datos medidos.

La tabla 4.1 recoge algunos de los valores de entrada (primera fila en cada uno de los 7 ejemplos) y de salida (segunda fila) del test del método de descomposición bulbo-disco. En esta tabla se puede apreciar cómo, en general, nuestra técnica recupera los valores iniciales de una manera satisfactoria. Las mayores diferencias se encuentran en los

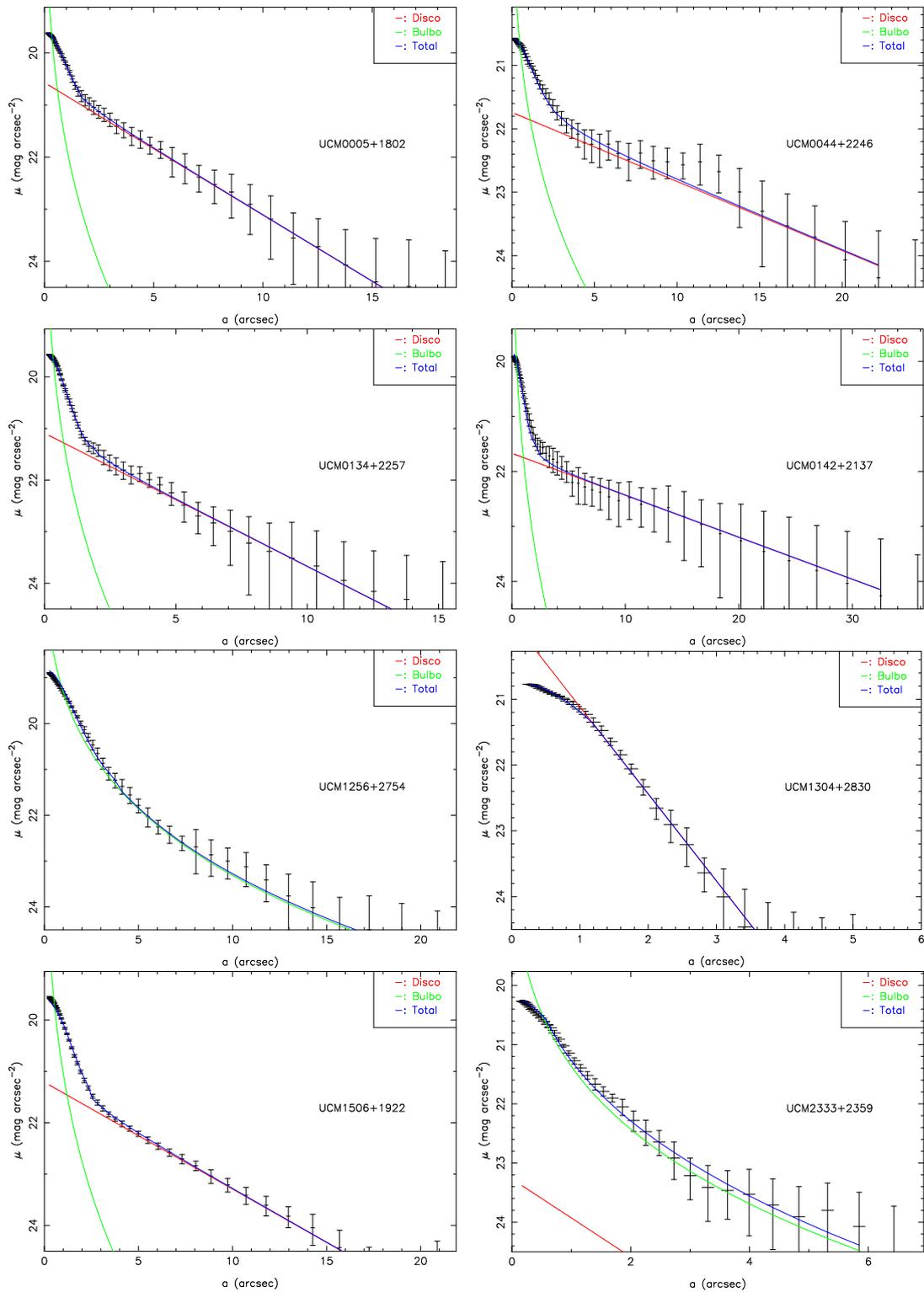


Figura 4.2: Ejemplos de la descomposición bulbo-disco de los perfiles radiales de brillo superficial en la banda  $B$  de Johnson para las galaxias de la Exploración UCM.

Tabla 4.1: Resultados del test del procedimiento de descomposición bulbo-disco efectuado para siete tipos de galaxias artificiales. Los valores reales (utilizados para crear un perfil de luminosidad de una galaxia artificial) se encuentran en la primera fila mientras que en la segunda se detallan los parámetros de salida de nuestro algoritmo de descomposición junto con los errores correspondientes. Las columnas detallan: (1) Tipo de perfil (véase el texto). (2) Brillo efectivo del bulbo en  $\text{mag arcsec}^{-2}$ . (3) Radio efectivo del bulbo en arcosegundos. (4) Magnitud superficial central del disco en  $\text{mag arcsec}^{-2}$ . (5) Escala exponencial del disco en arcosegundos. (6) Razón de luminosidad bulbo-disco.

Tipo de perfil (1)	$\mu_e$ (2)	$r_e$ (3)	$\mu_0$ (4)	$d_L$ (5)	B/D (6)
a	19.50	0.90	21.60	5.50	0.67
	$19.47 \pm 0.77$	$0.88 \pm 0.58$	$21.53 \pm 0.81$	$5.30 \pm 0.93$	$0.66 \pm 0.36$
b	26.00	13.80	21.50	4.60	0.51
	$25.34 \pm 0.23$	$5.95 \pm 4.17$	$21.32 \pm 0.41$	$4.54 \pm 1.42$	$0.15 \pm 0.33$
c	23.30	5.30	21.80	6.90	0.54
	$23.30 \pm 0.34$	$5.31 \pm 1.82$	$21.84 \pm 0.62$	$7.10 \pm 3.30$	$0.52 \pm 0.27$
d	31.20	4.60	18.70	1.30	0.00
	$26.76 \pm 0.04$	$1.60 \pm 0.99$	$18.71 \pm 0.01$	$1.30 \pm 0.02$	$0.00 \pm 0.01$
d	24.10	4.40	19.20	2.40	0.13
	$23.30 \pm 0.48$	$2.06 \pm 0.83$	$19.16 \pm 0.04$	$2.42 \pm 0.04$	$0.05 \pm 0.02$
e	20.80	3.40	21.60	6.80	1.88
	$20.80 \pm 0.13$	$3.40 \pm 0.39$	$21.62 \pm 0.74$	$6.94 \pm 2.81$	$1.84 \pm 0.51$
e	21.50	3.50	22.90	4.90	6.68
	$21.55 \pm 0.16$	$3.60 \pm 0.48$	$23.13 \pm 4.90$	$5.22 \pm 1.17$	$7.35 \pm \dots$

perfiles donde el disco domina aunque hay una cierta contribución del bulbo (tipo b, correspondiente a una espiral de tipo tardío). Para estos perfiles nuestra técnica sólo recupera de manera totalmente satisfactoria los parámetros del disco. También se observan discrepancias cuando una de las componentes domina (ejemplos número 4 –tipo d– y 7 –tipo e–, correspondientes a una espiral de tipo tardío y otra de tipo temprano, respectivamente). En estos casos, los parámetros de la otra componente no contribuyen de manera significativa al perfil total y nuestro método de descomposición no recupera sus valores iniciales <sup>1</sup>, aunque este efecto es irrelevante. Basándonos en los resultados del test, se tuvo especial cuidado con los tipos de perfiles conflictivos a la hora de efectuar la clasificación morfológica basada en la descomposición bulbo-disco.

<sup>1</sup>En este caso los errores de la relación bulbo-disco se ven especialmente afectados y no se muestran en la tabla de resultados 4.2, sustituyéndose por tres puntos.

Con los cuatro valores definitivos que describen el bulbo y el disco ( $\mu_e, r_e, \mu_0, d_L$ ) se calculó la razón entre las luminosidades del bulbo y del disco ( $B/D$ ). El cálculo se detalla a continuación:

$$\frac{B}{D} = \frac{L_B}{L_D} = \frac{\int_0^\infty 2 \pi r I_{\text{bulbo}} dr}{\int_0^\infty 2 \pi r I_{\text{disco}} dr} = 3.607 \left( \frac{r_e}{d_L} \right)^2 10^{[-0.4 (\mu_e - \mu_0)]} \quad (4.6)$$

Todos los resultados de la descomposición bulbo-disco, junto con las elipticidades y ángulos de posición calculados según se explica en la sección 4.2, se muestran en la tabla 4.2. Para algunas galaxias fue imposible ejecutar el algoritmo de ajuste debido a que los perfiles estaban muy perturbados o a que la calidad de las imágenes no era suficiente. Estas galaxias, un 23 % de la muestra total, no tienen datos de los parámetros de bulbo y disco. Otras galaxias (7 en total, lo que supone un 4 % de la muestra completa) se ajustaron únicamente con una componente, causando que los cocientes bulbo-disco tengan errores muy altos y carentes de significado físico, por lo que no se muestran en la tabla 4.2. Los ángulos de posición sólo se calcularon en los casos en los que la elipticidad era mayor que 0.05 (para isofotas más circulares, la estimación de un PA no tiene sentido); tampoco se calcularon valores de PA para dos galaxias con elipticidad igual a 0.06 pero errores muy altos (UCM0003+1955 y UCM2257+1606).

Tabla 4.2: Parámetros de la descomposición bulbo-disco, elipticidad y ángulo de posición de las galaxias de la Exploración UCM en el filtro *B* de Johnson. Las columnas muestran: (1) Nombre UCM. (2) Brillo efectivo del bulbo en mag arcsec<sup>-2</sup>. (3) Radio efectivo del bulbo en arcosegundos. (4) Magnitud superficial central del disco en mag arcsec<sup>-2</sup>. (5) Escala exponencial del disco en arcosegundos. (6) Razón de luminosidad bulbo-disco. (7) Elipticidad de la galaxia calculada como una media de las elipticidades de las isofotas comprendidas entre 23 y 24 mag arcsec<sup>-2</sup>. (8) Ángulo de posición en grados medido en sentido contrario a las manecillas del reloj desde el Norte y calculado como un promedio de los datos de las isofotas mencionadas.

Galaxia (1)	$\mu_e$ (2)	$r_e$ (3)	$\mu_0$ (4)	$d_L$ (5)	$B/D$ (6)	$\epsilon$ (7)	PA (8)
0000+2140	18.96±0.47	0.69±0.70	19.74±0.38	4.15±0.68	0.20±0.24	0.28±0.01	-052±04
0003+1955	—	—	—	—	—	0.06±0.04	—
0003+2200	21.04±0.38	0.07±0.56	21.35±0.04	4.73±0.40	0.00±0.01	0.59±0.04	-080±02
0003+2215	27.71±2.73	21.19±4.72	21.71±0.36	6.04±2.60	0.17±0.13	0.59±0.04	-002±03
0005+1802	21.31±0.35	0.80±0.39	20.57±0.09	4.27±0.47	0.06±0.03	0.64±0.01	+076±01
0006+2332	23.04±0.32	2.38±1.12	20.21±0.13	6.52±0.85	0.03±0.02	0.58±0.03	-022±01
0013+1942	32.58±3.49	1.41±2.12	19.85±0.07	1.48±0.13	0.00±0.04	0.24±0.02	+052±06
0014+1748	20.18±0.43	1.03±0.36	22.26±0.11	22.06±2.34	0.05±0.01	0.72±0.01	+046±01
0014+1829	24.86±1.81	14.96±3.84	18.85±0.26	1.02±0.08	3.06±1.42	0.30±0.06	+054±06
0015+2212	21.44±0.20	1.71±0.38	21.56±1.13	2.30±0.63	2.22±...	0.09±0.05	+012±14
0017+1942	23.00±0.89	0.62±1.60	20.18±0.04	4.53±0.56	0.00±0.01	0.61±0.01	+001±02
0017+2148	27.83±0.50	0.81±0.46	19.05±0.05	1.23±0.06	0.00±0.01	0.22±0.04	+040±04
0018+2216	22.18±0.37	1.35±0.93	19.86±0.22	1.66±0.09	0.28±0.43	0.21±0.04	-072±03
0018+2218	26.59±0.16	14.85±6.70	21.73±0.23	8.84±1.62	0.11±0.14	0.48±0.06	-066±01
0019+2201	22.76±0.35	1.74±1.55	20.51±0.34	2.38±0.35	0.24±0.62	0.36±0.01	+069±03
0022+2049	23.44±0.93	1.26±1.69	19.75±0.14	3.56±0.37	0.01±0.04	0.51±0.02	-063±01
0023+1908	—	—	—	—	—	0.19±0.06	+040±03
0034+2119	19.34±0.50	0.25±0.15	20.34±0.11	3.63±0.29	0.04±0.01	0.44±0.06	-085±02
0037+2226	23.33±0.57	3.46±2.78	20.57±0.11	8.18±0.57	0.05±0.07	0.07±0.03	-022±11
0038+2259	25.35±0.20	5.76±2.06	20.87±0.13	5.33±0.92	0.06±0.04	0.60±0.03	+082±02
0039+0054	—	—	—	—	—	0.31±0.07	+023±05
0040-0023	24.27±0.19	7.35±1.75	20.13±0.05	8.32±0.64	0.06±0.03	0.24±0.00	+006±01
0040+0220	23.59±3.20	1.29±1.28	19.29±0.13	1.20±0.07	0.08±0.07	0.11±0.05	-037±15
0040+0257	—	—	—	—	—	0.35±0.04	-026±04
0040+2312	24.35±0.97	0.43±0.53	21.01±0.04	7.77±0.63	0.00±0.01	0.66±0.03	+050±02
0041+0134	26.02±0.20	22.12±9.09	22.31±0.27	20.64±4.32	0.13±0.18	0.23±0.00	+070±01
0043-0159	19.17±0.23	1.23±0.21	21.31±0.11	20.71±1.26	0.09±0.02	0.34±0.05	-030±06
0043+0245	22.19±1.38	0.48±0.31	19.50±0.20	1.32±0.19	0.04±0.04	0.20±0.09	+073±16
0044+2246	23.88±0.20	3.35±1.02	21.74±0.13	9.96±2.70	0.05±0.04	0.68±0.01	+068±01
0045+2206	—	—	—	—	—	0.27±0.03	+006±03
0047-0213	21.25±0.26	2.63±0.53	22.32±1.06	8.82±2.33	0.85±...	0.40±0.11	+025±04
0047+2051	20.60±0.45	0.28±0.29	20.05±0.10	1.95±0.19	0.04±0.01	0.17±0.02	-023±05
0047+2413	22.26±0.32	2.15±1.16	21.34±0.30	6.20±0.43	0.18±0.22	0.51±0.04	+040±04
0047+2414	21.99±0.90	0.57±1.52	19.96±0.08	5.42±0.46	0.00±0.01	0.27±0.02	-074±04
0049-0006	—	—	—	—	—	0.33±0.05	-076±05

Tabla 4.2: Continuación.

Galaxia (1)	$\mu_e$ (2)	$r_e$ (3)	$\mu_0$ (4)	$d_L$ (5)	$B/D$ (6)	$\epsilon$ (7)	PA (8)
0049+0017	24.59±0.17	9.66±1.33	21.48±1.05	1.62±2.80	7.31±...	0.40±0.05	-019±02
0049-0045	-	-	-	-	-	-	-
0050+0005	23.12±0.27	4.66±1.72	20.61±0.66	2.73±0.97	1.04±2.21	0.41±0.03	+073±03
0050+2114	-	-	-	-	-	-	-
0051+2430	24.07±0.39	8.79±4.14	20.77±0.41	4.87±1.20	0.56±1.52	0.43±0.09	+025±02
0054-0133	20.89±0.72	0.31±1.21	20.16±0.20	3.47±0.75	0.01±0.06	0.36±0.03	-071±03
0054+2337	24.02±0.40	5.39±3.36	20.99±0.33	10.85±2.12	0.05±0.08	0.72±0.03	-007±02
0056+0043	-	-	-	-	-	0.44±0.03	+082±03
0056+0044	23.33±0.62	1.41±1.11	21.88±0.09	5.80±0.91	0.05±0.07	0.54±0.02	-030±02
0119+2156	22.63±0.37	0.82±1.15	20.86±0.15	3.63±0.59	0.03±0.05	0.68±0.03	+042±02
0121+2137	-	-	-	-	-	0.29±0.07	+065±08
0129+2109	22.51±0.66	1.23±1.15	20.95±0.17	6.48±1.30	0.03±0.03	0.18±0.04	-087±04
0134+2257	20.58±0.34	0.53±0.34	21.09±0.16	4.20±1.27	0.09±0.06	0.11±0.04	+023±01
0135+2242	22.76±0.28	3.72±0.85	34.82±0.49	5.41±0.19	... ±...	0.22±0.09	+073±08
0138+2216	-	-	-	-	-	0.55±0.02	-053±01
0141+2220	23.28±0.34	2.61±1.55	19.90±0.14	3.21±0.19	0.10±0.11	0.64±0.03	+039±02
0142+2137	21.41±0.60	0.86±0.90	21.67±0.16	14.22±1.87	0.01±0.02	0.69±0.05	+036±04
0144+2519	-	-	-	-	-	0.33±0.00	+047±01
0147+2309	25.21±0.04	16.29±0.00	21.09±0.01	2.61±0.02	3.16±0.12	0.54±0.03	-003±03
0148+2124	23.51±0.16	3.38±0.45	21.10±0.48	1.82±0.70	1.35±1.05	0.20±0.11	+003±17
0150+2032	-	-	-	-	-	0.52±0.00	+070±01
0156+2410	-	-	-	-	-	0.50±0.03	+073±02
0157+2102	-	-	-	-	-	0.58±0.04	+083±03
0157+2413	25.00±0.48	3.86±2.08	20.82±0.06	12.62±0.97	0.00±0.01	0.77±0.01	-005±01
0159+2326	22.18±0.47	0.49±0.58	20.04±0.08	3.26±0.23	0.01±0.01	0.29±0.02	+032±03
0159+2354	-	-	-	-	-	0.45±0.06	-037±05
1246+2727	22.38±0.38	0.47±0.51	20.62±0.11	4.83±0.66	0.00±0.01	0.43±0.02	-005±02
1247+2701	23.43±2.56	0.44±0.62	20.46±0.16	3.88±0.55	0.00±0.01	0.65±0.01	+051±01
1248+2912	20.89±0.49	0.61±0.85	20.39±0.12	4.75±0.78	0.03±0.04	0.32±0.02	-071±03
1253+2756	26.01±0.59	16.82±2.27	19.30±0.21	1.98±0.14	0.53±0.34	0.31±0.03	-011±03
1254+2740	-	-	-	-	-	-	-
1254+2802	25.26±1.88	0.51±0.66	20.85±0.03	3.47±0.25	0.00±0.01	0.50±0.02	+075±02
1255+2734	-	-	-	-	-	0.49±0.06	-035±02
1255+2819	-	-	-	-	-	0.13±0.04	+050±10
1255+3125	-	-	-	-	-	0.59±0.03	+001±02
1256+2701	22.59±0.68	0.46±0.78	21.71±0.09	9.29±2.25	0.00±0.01	0.80±0.01	-064±01
1256+2717	23.94±0.38	3.82±0.53	20.70±0.57	1.07±0.27	2.32±5.18	0.30±0.03	+054±04
1256+2722	23.23±0.12	0.76±0.16	20.46±0.09	3.35±0.39	0.01±0.01	0.64±0.01	-048±01
1256+2732	21.43±0.50	1.73±1.15	21.17±0.72	4.12±1.46	0.50±0.45	0.34±0.06	+082±05
1256+2754	22.50±0.37	6.89±2.20	25.28±4.58	6.36±2.20	54.79±...	0.15±0.06	-080±10
1256+2823	-	-	-	-	-	0.19±0.01	+031±05

Tabla 4.2: Continuación.

Galaxia (1)	$\mu_e$ (2)	$r_e$ (3)	$\mu_0$ (4)	$d_L$ (5)	$B/D$ (6)	$\epsilon$ (7)	PA (8)
1256+2910	22.01±0.38	1.71±1.96	21.47±0.75	4.41±0.74	0.32±2.58	0.15±0.02	+021±07
1257+2808	25.76±0.48	13.13±4.87	19.57±0.10	1.96±0.13	0.54±0.42	0.29±0.02	-006±02
1258+2754	21.50±0.76	1.12±2.79	20.71±0.29	4.53±0.61	0.10±0.45	0.37±0.07	+058±04
1259+2755	23.72±0.27	7.82±3.83	19.70±0.15	3.37±0.22	0.47±0.71	0.45±0.05	+087±05
1259+2934	-	-	-	-	-	-	-
1259+3011	20.29±0.30	1.14±0.32	21.22±0.47	3.72±0.80	0.79±1.02	0.38±0.02	+030±02
1300+2907	22.96±0.31	3.18±0.85	20.92±0.37	2.31±0.46	1.16±0.66	0.51±0.03	+054±02
1301+2904	25.11±0.55	8.96±5.73	20.88±0.19	4.49±0.39	0.29±0.41	0.13±0.02	+016±05
1302+2853	21.98±0.95	0.12±0.16	19.66±0.07	2.40±0.11	0.00±0.01	0.40±0.02	+085±05
1302+3032	24.78±0.70	9.06±5.99	19.68±0.17	1.55±0.18	1.12±1.51	0.34±0.02	-055±02
1303+2908	25.14±2.67	0.31±1.41	21.35±0.06	4.79±0.54	0.00±0.01	0.57±0.04	+008±03
1304+2808	28.17±0.10	1.35±0.43	20.52±0.01	4.33±0.11	0.00±0.01	0.49±0.04	-048±01
1304+2818	23.74±0.53	1.31±1.27	20.65±0.08	3.98±0.39	0.02±0.02	0.14±0.02	+054±02
1304+2830	24.87±2.86	0.28±0.95	19.79±0.15	0.82±0.04	0.00±0.17	0.18±0.02	+086±04
1304+2907	25.76±0.87	18.14±1.25	21.73±0.50	8.62±0.60	0.39±0.44	0.20±0.00	+006±01
1306+2938	25.65±0.35	19.09±4.05	19.09±0.09	2.46±0.26	0.51±0.38	0.18±0.07	-018±11
1306+3111	22.70±2.41	0.16±0.38	19.92±0.04	2.26±0.12	0.00±0.01	0.19±0.03	-063±05
1307+2910	21.48±0.34	1.50±0.73	21.15±0.16	15.72±3.58	0.02±0.01	0.57±0.02	+086±01
1308+2950	-	-	-	-	-	0.65±0.02	-011±02
1308+2958	21.22±0.35	0.75±0.66	21.58±0.15	8.13±1.81	0.04±0.02	0.36±0.04	+000±04
1310+3027	24.21±0.27	5.13±1.65	20.53±0.23	3.11±0.43	0.33±0.17	0.56±0.02	-031±02
1312+2954	-	-	-	-	-	0.62±0.06	-082±01
1312+3040	21.58±0.69	1.50±1.40	20.32±0.45	3.73±0.66	0.18±0.26	0.35±0.09	-084±03
1313+2938	22.20±0.15	2.06±1.62	18.59±0.21	0.95±0.05	0.61±1.07	-	-
1314+2827	-	-	-	-	-	0.01±0.04	-
1320+2727	23.94±0.88	4.41±0.59	19.73±0.22	1.10±0.12	1.20±0.13	0.32±0.05	+075±05
1324+2651	17.68±0.52	0.53±0.23	21.12±0.51	5.36±1.25	0.83±0.52	0.33±0.01	-024±01
1324+2926	24.91±0.45	5.85±0.47	19.62±0.21	0.70±0.04	1.92±1.23	0.11±0.04	+054±21
1331+2900	-	-	-	-	-	0.25±0.14	-023±18
1428+2727	25.90±3.09	2.85±2.34	19.22±0.11	3.96±0.30	0.00±0.02	0.45±0.01	+083±01
1429+2645	21.33±0.10	0.32±0.12	19.91±0.20	1.14±0.12	0.08±0.08	0.11±0.04	-041±18
1430+2947	22.84±0.26	4.45±0.80	25.35±2.92	11.47±4.24	5.47±...	0.23±0.04	-087±04
1431+2702	25.12±0.47	10.05±2.03	18.85±0.13	0.77±0.05	1.90±0.67	0.10±0.06	+067±10
1431+2814	23.38±0.19	2.30±1.57	20.41±0.17	2.93±0.23	0.14±0.31	0.65±0.01	-025±01
1431+2854	24.16±0.36	8.65±3.92	20.38±0.21	3.36±0.32	0.73±0.73	0.21±0.04	-068±05
1431+2947	-	-	-	-	-	0.39±0.03	-050±05
1432+2645	20.84±0.88	1.23±1.09	22.00±0.83	10.04±3.64	0.16±0.20	0.42±0.01	-078±06
1440+2511	21.70±0.93	1.04±0.83	22.55±0.38	8.15±3.20	0.12±0.07	0.31±0.09	-024±03
1440+2521N	23.52±0.29	3.00±1.38	21.42±0.22	4.53±0.52	0.22±0.15	0.41±0.05	+062±09
1440+2521S	-	-	-	-	-	0.41±0.03	+024±02
1442+2845	25.64±0.29	21.69±7.73	20.34±0.13	3.25±0.16	1.21±1.05	0.06±0.01	-033±06

Tabla 4.2: Continuación.

Galaxia (1)	$\mu_e$ (2)	$r_e$ (3)	$\mu_0$ (4)	$d_L$ (5)	$B/D$ (6)	$\epsilon$ (7)	PA (8)
1443+2548	22.94±0.24	1.19±0.64	20.29±0.09	3.88±0.37	0.02±0.02	0.21±0.03	-082±08
1443+2714	22.14±0.13	3.29±0.52	21.24±0.35	4.24±0.78	0.94±0.37	0.12±0.04	+072±24
1443+2844	23.72±2.49	0.13±1.10	20.36±0.02	3.98±0.38	0.00±0.01	0.49±0.01	-058±01
1444+2923	21.90±0.58	1.84±1.15	23.11±0.83	7.06±2.57	0.74±1.08	0.12±0.06	-013±11
1452+2754	22.55±0.27	2.49±0.74	21.08±0.23	3.50±0.48	0.47±0.24	0.51±0.01	-044±01
1506+1922	20.29±0.27	0.71±0.25	21.21±0.12	5.22±0.33	0.15±0.03	0.43±0.01	+068±01
1513+2012	27.47±0.44	1.22±0.99	19.09±0.03	2.64±0.09	0.00±0.01	0.50±0.02	+055±02
1537+2506N	19.39±0.37	0.74±0.19	20.95±0.18	5.91±0.57	0.23±0.08	0.35±0.05	-069±05
1537+2506S	27.68±0.41	74.55±9.86	19.49±0.11	2.06±0.30	2.50±1.96	0.44±0.04	+064±09
1557+1423	24.84±3.84	1.60±1.01	20.06±0.12	2.13±0.13	0.02±0.05	0.21±0.02	+035±03
1612+1308	-	-	-	-	-	0.03±0.05	-
1646+2725	-	-	-	-	-	0.68±0.02	-070±01
1647+2727	-	-	-	-	-	0.44±0.01	-090±01
1647+2729	22.32±0.18	0.52±0.55	20.10±0.10	3.49±0.29	0.01±0.01	0.43±0.02	+089±02
1647+2950	20.98±0.44	0.89±0.74	20.41±0.23	3.85±0.52	0.11±0.11	0.20±0.01	-033±02
1648+2855	25.35±0.46	15.02±3.16	19.52±0.34	2.08±0.18	0.87±1.07	0.16±0.04	+003±04
1653+2644	21.60±0.71	2.65±2.11	19.19±0.24	2.94±0.20	0.31±0.57	0.20±0.01	+001±02
1654+2812	26.69±3.87	0.88±1.47	21.79±0.06	2.96±0.36	0.00±0.01	0.60±0.02	-049±02
1655+2755	24.43±0.16	6.48±2.06	21.95±0.13	10.83±1.67	0.13±0.07	0.49±0.10	+038±10
1656+2744	-	-	-	-	-	0.48±0.09	+027±07
1657+2901	-	-	-	-	-	0.51±0.01	+082±01
1659+2928	19.76±0.32	0.93±0.30	21.64±0.39	5.47±1.45	0.58±0.15	0.31±0.04	-071±02
1701+3131	19.24±0.16	0.89±0.24	21.41±0.35	6.85±2.53	0.44±0.24	0.32±0.10	+059±08
2238+2308	23.89±0.14	13.24±2.45	21.30±0.69	6.16±2.60	1.53±1.78	0.20±0.03	-006±04
2239+1959	21.06±0.21	4.00±0.47	21.47±0.47	4.95±1.26	3.43±0.71	0.35±0.02	+038±03
2249+2149	22.44±0.27	3.41±0.63	22.04±0.35	7.42±2.37	0.52±0.15	0.54±0.03	+058±02
2250+2427	17.65±0.14	0.47±0.04	21.40±0.09	10.50±0.15	0.22±0.03	0.51±0.06	-021±02
2251+2352	21.31±3.85	0.11±1.37	18.71±0.05	1.27±0.05	0.00±0.01	0.02±0.03	-
2253+2219	22.48±1.09	1.09±1.56	19.11±0.12	2.31±0.10	0.03±0.08	0.56±0.02	+032±01
2255+1654	26.26±0.23	9.89±5.32	21.45±0.17	8.22±1.60	0.06±0.08	0.76±0.01	+073±01
2255+1926	26.24±0.20	15.81±2.28	21.36±0.19	3.89±0.66	0.66±0.18	0.57±0.03	-017±03
2255+1930N	24.35±0.20	6.98±2.63	19.87±0.15	3.29±0.20	0.26±0.28	0.55±0.01	-087±01
2255+1930S	21.11±1.48	0.43±0.53	18.51±0.26	1.37±0.13	0.03±0.14	0.30±0.05	+041±04
2256+2001	23.66±0.64	1.49±1.42	22.23±0.14	10.81±2.03	0.01±0.01	0.20±0.02	-005±02
2257+1606	20.44±0.36	1.07±0.43	21.09±1.16	2.35±1.25	1.36±...	0.06±0.07	-
2257+2438	19.31±0.09	1.10±0.06	27.33±3.30	2.80±0.71	... ±...	0.20±0.03	-055±05
2258+1920	-	-	-	-	-	0.23±0.04	+072±05
2300+2015	-	-	-	-	-	0.08±0.03	-064±14
2302+2053E	23.33±0.17	5.17±0.85	21.76±0.29	6.92±1.19	0.47±0.23	0.30±0.02	+032±09
2302+2053W	23.47±0.38	3.23±1.74	22.40±1.12	5.13±1.39	0.53±...	0.62±0.01	+066±01
2303+1702	24.79±0.57	2.10±0.62	21.24±0.19	2.70±0.49	0.08±0.02	0.21±0.08	+048±03

Tabla 4.2: Continuación.

Galaxia (1)	$\mu_e$ (2)	$r_e$ (3)	$\mu_0$ (4)	$d_L$ (5)	$B/D$ (6)	$\epsilon$ (7)	PA (8)
2303+1856	—	—	—	—	—	0.41±0.07	-024±07
2304+1621	20.30±0.03	0.56±0.02	21.21±0.04	2.86±0.01	0.31±0.02	0.31±0.07	-006±05
2304+1640	—	—	—	—	—	0.23±0.07	-050±14
2307+1947	20.50±0.65	0.65±0.97	21.07±0.82	3.33±0.46	0.23±2.01	0.43±0.01	-085±01
2310+1800	21.45±0.26	0.59±1.02	20.39±0.23	2.49±0.23	0.07±0.24	0.32±0.15	+014±11
2312+2204	21.11±0.23	0.61±0.78	20.70±0.56	2.15±0.79	0.19±2.80	0.37±0.04	-024±04
2313+1841	—	—	—	—	—	0.57±0.04	-033±04
2313+2517	20.93±0.19	1.37±0.45	20.07±0.15	4.49±0.38	0.15±0.08	0.36±0.02	+007±01
2315+1923	19.48±0.12	0.23±0.12	20.62±0.12	2.15±0.02	0.11±0.05	0.50±0.06	-004±05
2316+2028	—	—	—	—	—	0.28±0.06	+032±12
2316+2457	21.08±0.17	3.53±0.31	20.95±0.31	5.79±0.22	1.18±0.31	0.02±0.02	—
2316+2459	—	—	—	—	—	0.26±0.03	+028±04
2317+2356	22.11±0.53	5.17±3.13	20.51±0.48	9.03±2.56	0.27±0.34	0.22±0.03	-073±05
2319+2234	21.97±1.17	0.47±0.61	19.54±0.15	1.86±0.25	0.02±0.02	0.41±0.04	+088±03
2319+2243	22.38±0.41	3.35±1.43	20.89±0.52	4.04±1.16	0.62±0.47	0.41±0.08	-029±04
2320+2428	21.60±0.49	0.41±0.55	20.11±0.08	4.59±0.55	0.00±0.01	0.73±0.03	+008±01
2321+2149	23.77±0.50	1.40±1.32	20.19±0.26	2.30±0.38	0.04±0.10	0.12±0.02	-051±07
2321+2506	21.51±0.78	0.25±0.89	20.73±0.07	5.82±0.42	0.00±0.01	0.50±0.02	+060±05
2322+2218	22.59±0.87	0.90±0.72	21.01±0.19	3.08±0.48	0.07±0.04	0.56±0.01	-031±01
2324+2448	22.57±0.49	2.40±2.54	20.07±0.10	12.57±1.15	0.01±0.02	0.58±0.01	-083±01
2325+2208	—	—	—	—	—	0.18±0.03	+036±01
2325+2318	—	—	—	—	—	—	—
2326+2435	—	—	—	—	—	0.74±0.02	-073±01
2327+2515N	20.77±0.46	0.97±0.92	19.07±0.20	2.45±0.24	0.11±0.15	0.43±0.08	-001±05
2327+2515S	21.00±0.44	1.83±1.03	21.53±0.64	5.94±2.68	0.55±9.90	0.20±0.05	+033±05
2329+2427	21.31±0.22	0.86±0.26	21.29±0.14	6.20±1.30	0.06±0.03	0.62±0.03	-058±01
2329+2500	19.83±0.23	0.88±0.18	23.17±0.52	13.92±0.75	0.31±0.56	0.36±0.04	-065±02
2329+2512	24.86±2.67	6.47±0.43	19.90±0.22	1.17±0.07	1.14±0.64	0.26±0.07	+070±06
2331+2214	21.74±0.42	0.76±0.41	21.95±0.29	3.36±0.73	0.22±0.15	0.43±0.04	+014±01
2333+2248	21.52±0.79	0.15±0.58	21.54±0.08	5.02±0.85	0.00±0.01	0.72±0.04	-064±03
2333+2359	24.09±0.24	4.87±1.12	23.27±1.72	1.65±1.05	14.77±...	0.12±0.08	-020±21
2348+2407	—	—	—	—	—	0.28±0.05	+025±07
2351+2321	21.51±0.32	0.57±0.34	21.60±0.26	1.40±0.39	0.64±4.44	0.13±0.05	+061±11

### 4.2.3. Índices de concentración

Los métodos de clasificación morfológica más comunes se basan en la caracterización de la importancia relativa de las regiones más interiores y las más exteriores de la galaxia y su contribución a la luminosidad total del objeto. Tradicionalmente, esta tarea ha sido llevada a cabo a través del cálculo de la relación bulbo-disco  $B/D$ , que fue presentada en la sección anterior. Sin embargo, el método de la descomposición bulbo-disco es fiable únicamente para objetos donde sólo estas dos componentes están presentes y donde no se encuentran otras estructuras más complicadas (Schombert & Bothun 1987). Como ya hemos mencionado, algunas de las galaxias estudiadas en este trabajo están dominadas por estructuras brillantes (principalmente brotes de formación estelar prominentes, que pueden localizarse en anillos, barras, ...) que perturban el perfil de brillo superficial. Como consecuencia, parece apropiado complementar y hacer más fiable la clasificación morfológica utilizando otros indicadores que no se basen en ajustes de componentes, como es el caso de los índices de concentración (para una discusión sobre otros indicadores morfológicos que no dependen de ajustes de componentes o elecciones del centro de la galaxia, véase Abraham et al. 2003).

En este sentido, se calcularon tres índices de concentración para toda la muestra. Estos índices han sido utilizados ampliamente en la literatura y fueron también hallados por Vitores et al. (1996a) para los datos en la banda  $r$  de Gunn. Las definiciones de cada uno de ellos se exponen a continuación:

- Índice  $c_{31}$ , definido por de Vaucouleurs (1977) como la razón entre el radio que contiene el 75 % de la luz de la galaxia ( $r_{75}$ ) y el radio con el 25 % de la luminosidad del objeto ( $r_{25}$ ):

$$c_{31} = \frac{r_{75}}{r_{25}} \quad (4.7)$$

El cálculo explícito de este índice para las galaxias UCM se realizó integrando el flujo de cada objeto en isofotas contiguas hasta que se alcanzó el 25 % y 75 % del flujo total. Los radios usados en la ecuación 4.7 son radios equivalentes, definidos como la raíz cuadrada del producto de los semiejes mayor y menor de cada isofota. Este índice está correlacionado con el tipo morfológico, decreciendo hacia los tipos espirales más tardíos (Gavazzi et al. 1990).

- Índice  $c_{42}$ , definido por Kent (1985) como:

$$c_{42} = 5 \log \left( \frac{r_{80}}{r_{20}} \right) \quad (4.8)$$

donde  $r_{80}$  y  $r_{20}$  son los radios equivalentes que contienen el 80 % y 20 % del flujo total de la galaxia, respectivamente. Estos radios se calcularon como en el caso de  $c_{31}$ .

– Índice  $c_{in}(\alpha)$ , definido en Doi et al. (1993):

$$c_{in}(\alpha) = \frac{\int_0^{\alpha r(\mu_L)} r I(r) dr}{\int_0^{r(\mu_L)} r I(r) dr} \quad (4.9)$$

donde  $\mu_L$  es el límite de detección (establecido en 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup>) y  $\alpha$  un parámetro  $0 < \alpha < 1$ , elegido apropiadamente. De acuerdo con el valor óptimo descrito en Doi et al. (1993),  $\alpha$  se fijó en 0.3.

También se calcularon los brillos superficiales medios dentro de la isofota de nivel 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup>, brillos superficiales medios dentro de la isofota efectiva, radios galácticos (definidos como el semieje mayor de la isofota de 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup>) y las magnitudes dentro de la mencionada isofota. Recordamos que otro parámetro importante en el análisis de la distribución espacial de la luminosidad, como es el radio efectivo, ya se calculó en el capítulo 3.

#### 4.2.4. Parámetro de asimetría

Todos los parámetros introducidos hasta ahora para realizar una clasificación morfológica de galaxias se basan en el análisis de perfiles radiales de brillo superficial o flujo integrado, es decir, en datos promediados azimutalmente. Sin embargo, la caracterización de las estructuras sin simetría axial es de suma importancia, siendo estas componentes cada vez más frecuentes en galaxias de últimos tipos y en objetos lejanos. Prueba de ello es la gran cantidad de galaxias peculiares que se están encontrando en exploraciones profundas del cielo (véase, por ejemplo, Abraham et al. 1996a,b, Volonteri et al. 2000).

Con el objetivo de detectar este tipo de estructuras que quedan ocultas en los perfiles radiales de luminosidad, se calculó un parámetro de asimetría  $A$  siguiendo la definición dada en Abraham et al. (1996b). Estos autores demostraron que tanto  $A$  como un parámetro de concentración están correlacionados con el tipo morfológico, siendo esencial la asimetría para analizar galaxias peculiares.

El cálculo del parámetro de asimetría comienza con un suavizado de la imagen usando un núcleo gaussiano de  $\sigma = 1$  píxel. Después del suavizado se rota la imagen

180° alrededor del centro del objeto (este centro se determinó como la media de los centros de las isofotas más internas de la galaxia). Finalmente la imagen rotada es sustraída de la original. El parámetro  $A$  se calcula como:

$$A = \frac{\Sigma |(I_0 - I_{180})|}{2 \Sigma |I_0|} \quad (4.10)$$

donde la suma se realiza para todos los píxeles dentro de una apertura que contenga la galaxia,  $I_0$  es la intensidad de la imagen original suavizada e  $I_{180}$  es la intensidad de la imagen rotada. Debido a que se utiliza el valor absoluto del flujo de la imagen sustraída, la incertidumbre en el valor de cielo añade una pequeña señal positiva al valor de  $A$ . Este efecto fue corregido calculando el parámetro  $A$  para una región del cielo del mismo tamaño y forma que la apertura usada en la galaxia y restándosele al valor calculado para el objeto.

Los valores de todos los parámetros mencionados anteriormente se adjuntan en la tabla 4.3.

Tabla 4.3: Parámetros de fotometría superficial de las galaxias UCM en el filtro *B* de Johnson. Las columnas muestran: (1) Nombre UCM. (2) Índice  $c_{31}$  definido por de Vaucouleurs (1977). El error medio es  $\sim 1\%$ . (3) Índice  $c_{42}$  calculado como Kent (1985). El error medio es  $\sim 2\%$ . (4) Índice  $c_{in}$  definido por Doi et al. (1993). El error medio es  $\sim 6\%$ . (5) Magnitud *B* de Johnson medida dentro de la isofota de 24.5 mag arcsec $^{-2}$ . El error medio es 0.06 $^m$ . (6) Radio de la isofota de 24.5 mag arcsec $^{-2}$  en kpc. El error medio es  $\sim 11\%$ . (7) Brillo superficial medio dentro de la isofota de 24.5 mag arcsec $^{-2}$ . El error medio es  $\sim 0.06^m$ . (8) Brillo superficial efectivo medio. El error medio es  $\sim 0.02^m$ . (9) Coeficiente de asimetría calculado según la definición de Abraham et al. (1996b). El error medio es  $\sim 2\%$ .

Galaxia (1)	$c_{31}$ (2)	$c_{42}$ (3)	$c_{in}$ (4)	$b_{24.5}$ (5)	$r_{24.5}$ (6)	$\langle \mu_{24.5} \rangle$ (7)	$\langle \mu_e \rangle$ (8)	<i>A</i> (9)
0000+2140	6.56	4.98	0.58	14.67	13.9	22.86	20.87	0.186
0003+1955	2.95	3.24	0.89	14.12	6.7	20.63	16.04	0.112
0003+2200	2.27	2.32	0.27	17.18	4.2	22.49	21.55	0.034
0003+2215	2.43	2.49	0.28	15.93	9.0	22.66	21.59	0.091
0005+1802	3.28	3.26	0.41	16.47	6.4	22.56	21.28	0.040
0006+2332	3.03	3.02	0.38	15.01	9.0	22.57	21.40	0.307
0013+1942	3.12	3.11	0.36	17.17	4.1	22.69	21.59	0.208
0014+1748	2.76	2.93	0.29	15.05	15.0	23.18	22.62	0.094
0014+1829	4.28	3.93	0.55	16.24	3.8	22.35	20.48	0.367
0015+2212	4.19	3.84	0.55	16.81	3.6	22.51	20.65	0.000
0017+1942	2.66	2.71	0.34	15.88	8.5	22.52	21.37	0.234
0017+2148	4.72	4.27	0.55	16.97	3.4	22.45	20.80	0.010
0018+2216	3.26	3.15	0.48	16.87	2.5	22.27	20.56	0.062
0018+2218	2.78	2.90	0.26	16.13	10.8	23.18	22.66	0.181
0019+2201	4.63	4.13	0.44	16.77	4.4	22.86	21.87	0.024
0022+2049	2.93	2.95	0.44	15.74	5.7	22.23	20.73	0.128
0023+1908	2.34	2.37	0.36	16.84	3.2	21.94	20.62	0.039
0034+2119	3.60	3.43	0.44	15.98	12.2	22.90	21.52	0.086
0037+2226	2.50	2.50	0.32	14.67	7.6	22.26	21.17	0.103
0038+2259	2.82	2.86	0.37	16.46	12.5	22.83	21.58	0.077
0039+0054	2.91	3.19	0.24	15.31	8.9	22.97	22.51	0.096
0040-0023	3.11	3.14	0.41	13.80	10.8	22.61	21.32	0.095
0040+0220	3.05	2.97	0.50	17.20	1.9	21.96	20.20	0.057
0040+0257	2.71	2.70	0.40	16.98	4.9	21.98	20.56	0.148
0040+2312	3.13	3.10	0.33	15.86	12.9	22.96	22.01	0.110
0041+0134	2.50	2.52	0.25	14.50	13.3	23.40	22.88	0.094
0043-0159	2.08	2.12	0.27	13.00	15.3	22.25	21.19	0.204
0043+0245	2.62	2.71	0.37	17.34	2.3	22.38	21.05	0.047
0044+2246	2.91	3.00	0.28	16.28	10.8	23.03	22.35	0.118
0045+2206	2.51	2.56	0.49	15.08	5.1	21.49	19.73	0.102
0047-0213	6.30	4.79	0.57	15.66	5.6	22.49	20.42	0.026
0047+2051	2.39	2.39	0.32	16.94	8.0	22.31	21.20	0.079

Tabla 4.3: Continuación.

Galaxia (1)	$c_{31}$ (2)	$c_{42}$ (3)	$c_{in}$ (4)	$b_{24.5}$ (5)	$r_{24.5}$ (6)	$\langle \mu_{24.5} \rangle$ (7)	$\langle \mu_e \rangle$ (8)	$A$ (9)
0047+2413	3.07	3.28	0.33	15.97	10.5	22.61	21.53	0.131
0047+2414	2.61	2.55	0.37	15.24	10.3	22.00	20.67	0.130
0049-0006	2.65	2.61	0.38	18.71	2.6	22.30	21.02	0.006
0049+0017	4.22	3.80	0.42	17.32	2.8	22.82	21.79	0.050
0049-0045	3.38	3.30	0.48	15.33	1.8	22.36	20.74	0.290
0050+0005	3.45	3.36	0.47	16.42	7.5	22.32	20.75	0.110
0050+2114	4.07	3.69	0.60	15.47	7.1	22.33	19.87	—
0051+2430	3.50	3.35	0.40	15.40	9.3	22.90	21.77	0.052
0054-0133	3.31	3.46	0.34	16.04	13.4	22.43	21.49	0.118
0054+2337	4.06	3.74	0.45	15.40	12.6	23.17	21.88	0.162
0056+0043	2.69	2.69	0.44	16.58	3.3	21.94	20.38	0.060
0056+0044	3.20	3.31	0.29	17.00	5.1	23.26	22.77	0.121
0119+2156	3.01	3.02	0.31	16.80	18.6	22.94	22.25	0.082
0121+2137	2.77	2.87	0.28	16.07	11.8	23.20	22.55	0.113
0129+2109	2.53	2.55	0.30	15.02	14.8	22.67	21.73	0.090
0134+2257	3.70	3.62	0.37	16.07	11.7	22.97	22.13	0.024
0135+2242	6.28	4.87	0.57	17.13	5.9	22.62	21.13	0.020
0138+2216	2.80	2.88	0.34	17.78	7.4	22.49	21.33	0.119
0141+2220	2.86	2.82	0.46	16.29	4.9	22.27	20.58	0.064
0142+2137	2.68	2.75	0.29	15.44	15.0	23.06	22.23	0.070
0144+2519	2.12	2.10	0.22	15.65	15.7	22.82	22.16	0.109
0147+2309	3.79	3.55	0.47	16.88	4.8	22.71	21.21	0.009
0148+2124	3.73	3.90	0.41	17.18	3.2	22.52	21.26	0.043
0150+2032	2.51	2.45	0.37	16.49	23.5	23.57	22.18	0.150
0156+2410	3.05	3.03	0.43	15.28	5.4	22.26	20.77	0.075
0157+2102	2.62	2.73	0.48	14.92	4.3	21.77	20.09	0.114
0157+2413	2.63	2.64	0.33	15.13	14.9	22.84	21.73	0.106
0159+2326	2.94	2.91	0.39	15.97	5.4	22.59	21.27	0.035
0159+2354	3.65	3.59	0.52	17.30	3.0	22.69	20.92	0.008
1246+2727	2.53	2.58	0.31	15.90	6.5	22.57	21.49	0.107
1247+2701	2.68	2.63	0.35	16.74	5.7	22.42	21.26	0.126
1248+2912	2.97	3.04	0.32	15.13	7.8	22.41	21.48	0.103
1253+2756	3.00	3.00	0.47	15.94	3.6	21.98	20.36	0.202
1254+2740	2.79	2.76	0.39	16.24	3.6	22.40	21.10	—
1254+2802	2.47	2.44	0.30	16.93	5.9	22.71	21.65	0.023
1255+2734	2.75	2.83	0.31	16.90	5.0	22.62	21.64	0.086
1255+2819	3.74	3.54	0.35	15.89	9.7	23.16	22.44	0.091
1255+3125	4.76	4.28	0.55	16.36	7.9	22.47	20.66	0.131
1256+2701	2.50	2.51	0.23	16.84	10.9	23.06	22.34	0.126

Tabla 4.3: Continuación.

Galaxia (1)	$c_{31}$ (2)	$c_{42}$ (3)	$c_{in}$ (4)	$b_{24.5}$ (5)	$r_{24.5}$ (6)	$\langle \mu_{24.5} \rangle$ (7)	$\langle \mu_e \rangle$ (8)	$A$ (9)
1256+2717	4.99	4.35	0.48	18.01	3.6	22.87	21.64	0.025
1256+2722	2.66	2.73	0.33	17.27	5.2	22.36	21.30	0.076
1256+2732	3.74	3.48	0.47	16.10	6.3	22.63	21.14	0.083
1256+2754	4.23	3.83	0.50	15.39	5.5	22.56	20.75	0.140
1256+2823	3.02	3.02	0.37	15.91	10.1	22.84	21.61	0.145
1256+2910	3.49	3.29	0.39	16.14	7.5	22.95	21.67	0.106
1257+2808	3.13	3.08	0.45	16.29	3.6	22.23	20.73	0.131
1258+2754	3.13	3.15	0.38	15.96	7.7	22.75	21.56	0.114
1259+2755	4.18	3.75	0.53	15.47	8.5	22.49	20.62	0.119
1259+2934	1.90	1.79	0.45	14.02	38.1	23.14	21.39	–
1259+3011	4.42	3.73	0.57	16.30	6.5	22.14	20.01	0.035
1300+2907	4.28	3.82	0.49	17.30	3.8	22.34	20.89	0.054
1301+2904	3.37	3.31	0.40	15.62	10.3	23.06	21.85	0.170
1302+2853	3.11	3.20	0.44	16.39	5.3	22.36	20.89	0.048
1302+3032	3.20	3.26	0.48	16.70	6.2	22.28	20.67	0.099
1303+2908	2.21	2.25	0.24	16.94	7.2	22.94	22.05	0.224
1304+2808	3.20	3.10	0.38	15.98	9.2	22.96	21.79	0.097
1304+2818	2.57	2.58	0.29	15.86	7.0	22.70	21.82	0.055
1304+2830	2.49	2.43	0.33	18.66	1.5	22.38	21.15	0.007
1304+2907	3.06	2.95	0.32	15.28	7.9	23.21	22.37	0.407
1306+2938	3.55	3.49	0.50	15.44	5.9	22.11	20.44	0.149
1306+3111	2.54	2.57	0.36	16.37	3.2	22.29	20.97	0.092
1307+2910	3.42	3.36	0.36	14.31	19.3	23.17	22.24	0.114
1308+2950	2.91	2.95	0.31	15.03	19.6	23.16	22.43	0.030
1308+2958	2.37	2.43	0.25	15.40	10.0	22.98	22.32	0.098
1310+3027	3.72	3.55	0.44	16.72	6.1	22.66	21.33	0.074
1312+2954	2.88	2.87	0.32	16.21	7.9	22.79	21.81	0.050
1312+3040	3.79	3.56	0.47	15.64	7.8	22.46	20.88	0.062
1313+2938	3.54	3.37	0.57	16.81	4.8	21.84	19.84	0.097
1314+2827	3.44	3.38	0.59	16.24	5.3	22.56	20.38	0.057
1320+2727	2.78	2.93	0.46	17.50	3.3	22.39	20.73	0.025
1324+2651	8.01	5.26	0.61	15.18	8.4	22.11	19.35	0.302
1324+2926	5.00	4.46	0.45	17.99	1.7	22.40	21.20	0.071
1331+2900	3.57	3.43	0.38	19.10	2.3	22.60	21.53	0.107
1428+2727	3.00	3.00	0.47	14.88	5.9	22.03	20.36	0.233
1429+2645	3.36	3.26	0.38	17.88	3.7	22.76	21.63	0.019
1430+2947	4.95	4.34	0.66	16.65	4.8	21.96	19.63	0.022
1431+2702	2.69	2.77	0.38	17.07	5.0	22.30	20.98	0.059
1431+2814	3.28	3.06	0.43	17.01	7.3	22.48	21.03	0.062

Tabla 4.3: Continuación.

Galaxia (1)	$c_{31}$ (2)	$c_{42}$ (3)	$c_{in}$ (4)	$b_{24.5}$ (5)	$r_{24.5}$ (6)	$\langle \mu_{24.5} \rangle$ (7)	$\langle \mu_e \rangle$ (8)	$A$ (9)
1431+2854	3.20	3.12	0.46	15.59	8.9	22.26	20.70	0.142
1431+2947	4.16	4.20	0.36	18.01	3.3	22.96	22.20	0.074
1432+2645	3.40	3.63	0.38	15.55	14.2	23.00	21.83	0.094
1440+2511	5.07	4.51	0.35	17.01	9.4	23.39	23.20	0.060
1440+2521N	3.01	3.10	0.37	16.77	8.1	22.87	21.68	0.077
1440+2521S	3.26	3.21	0.38	17.03	7.0	22.79	21.64	0.324
1442+2845	3.21	3.23	0.43	15.42	3.6	22.60	21.18	0.061
1443+2548	2.61	2.62	0.34	15.77	9.2	22.36	21.23	0.097
1443+2714	2.91	2.91	0.44	15.85	7.7	22.63	21.07	0.041
1443+2844	2.10	2.08	0.27	15.71	9.5	22.14	21.08	0.124
1444+2923	5.96	4.49	0.50	16.89	6.3	23.12	22.43	0.071
1452+2754	3.38	3.09	0.40	16.42	8.6	22.51	21.40	0.046
1506+1922	4.31	3.99	0.44	16.14	6.6	22.85	21.69	0.039
1513+2012	3.68	3.62	0.51	16.04	11.1	22.43	20.74	0.231
1537+2506N	4.16	4.12	0.45	15.26	8.8	22.62	21.23	0.131
1537+2506S	3.57	3.45	0.49	16.24	5.7	22.46	20.78	0.240
1557+1423	2.90	2.84	0.38	16.81	7.5	22.67	21.44	0.107
1612+1308	2.46	2.32	0.25	18.57	1.0	22.88	22.08	0.028
1646+2725	3.03	3.15	0.28	18.49	4.5	22.84	22.19	0.172
1647+2727	1.47	1.34	0.80	16.07	3.3	20.59	17.24	0.028
1647+2729	2.59	2.54	0.38	16.02	9.6	22.28	20.89	0.410
1647+2950	2.77	2.89	0.36	15.51	8.4	22.41	21.21	0.079
1648+2855	2.80	2.90	0.46	15.56	7.1	21.91	20.32	0.218
1653+2644	5.63	4.66	0.63	14.94	12.6	22.24	20.02	0.210
1654+2812	2.88	2.94	0.22	18.45	5.0	23.15	22.59	0.138
1655+2755	2.90	2.93	0.30	15.90	14.1	23.23	22.61	0.057
1656+2744	3.23	3.16	0.38	17.52	4.6	22.84	21.74	0.061
1657+2901	2.41	2.42	0.34	17.20	4.9	22.12	20.88	0.030
1659+2928	5.81	4.72	0.56	16.10	9.9	22.45	20.92	0.059
1701+3131	5.59	4.50	0.64	15.41	14.5	22.48	19.88	0.409
2238+2308	3.39	3.23	0.48	14.82	13.9	22.81	20.97	0.125
2239+1959	4.22	3.86	0.55	14.97	9.1	22.19	20.34	0.129
2249+2149	3.29	3.23	0.38	16.09	15.6	23.04	21.91	0.065
2250+2427	4.45	3.91	0.54	15.42	14.4	22.14	20.23	0.221
2251+2352	2.58	2.54	0.39	16.41	4.2	22.03	20.64	0.117
2253+2219	2.89	2.87	0.45	16.15	5.8	22.11	20.52	0.078
2255+1654	2.54	2.60	0.25	16.85	13.2	23.04	22.41	0.115
2255+1926	3.39	3.25	0.32	17.15	5.0	23.16	22.47	0.149
2255+1930N	3.46	3.35	0.48	15.90	6.5	22.44	20.83	0.041
2255+1930S	2.65	2.63	0.48	16.16	3.2	21.75	19.99	—

Tabla 4.3: Continuación.

Galaxia (1)	$c_{31}$ (2)	$c_{42}$ (3)	$c_{in}$ (4)	$b_{24.5}$ (5)	$r_{24.5}$ (6)	$\langle \mu_{24.5} \rangle$ (7)	$\langle \mu_e \rangle$ (8)	$A$ (9)
2256+2001	2.28	2.29	0.20	15.86	8.6	23.45	23.02	0.069
2257+1606	4.09	3.94	0.63	16.46	6.2	22.49	19.96	0.056
2257+2438	2.31	2.61	0.78	15.62	5.9	21.29	17.66	0.058
2258+1920	2.65	2.70	0.39	15.72	5.4	22.19	20.84	0.109
2300+2015	3.19	3.24	0.36	16.79	6.3	22.64	21.48	0.207
2302+2053E	3.53	3.43	0.42	15.68	11.8	22.63	21.41	0.155
2302+2053W	3.18	3.19	0.40	18.14	4.1	22.48	21.27	—
2303+1702	2.66	2.69	0.29	17.33	8.2	23.03	22.14	0.047
2303+1856	3.30	3.22	0.46	15.99	9.2	22.56	21.04	0.035
2304+1621	3.72	3.51	0.44	17.27	6.2	22.77	21.50	0.065
2304+1640	2.79	2.83	0.31	17.95	2.0	22.69	21.71	0.106
2307+1947	3.38	3.37	0.40	16.78	5.8	22.65	21.48	0.042
2310+1800	3.88	3.51	0.43	16.90	6.2	22.77	21.54	0.104
2312+2204	4.52	4.03	0.51	17.18	5.7	22.60	21.05	0.072
2313+1841	5.40	4.62	0.38	17.22	6.1	22.86	22.22	0.019
2313+2517	4.65	4.26	0.54	15.10	12.9	22.72	20.90	0.118
2315+1923	3.71	3.58	0.42	17.58	5.3	22.66	21.49	0.035
2316+2028	4.17	3.92	0.52	17.08	4.1	22.35	20.72	0.019
2316+2457	4.26	4.15	0.54	14.48	13.7	22.37	20.45	0.174
2316+2459	2.70	2.80	0.26	16.24	8.1	23.06	22.47	0.163
2317+2356	3.44	3.37	0.44	13.98	19.5	22.32	20.90	0.130
2319+2234	4.32	4.07	0.45	16.83	6.4	22.23	21.00	0.055
2319+2243	5.56	4.63	0.51	15.98	10.1	22.68	21.35	0.029
2320+2428	5.69	4.65	0.41	15.73	17.8	22.67	21.99	0.015
2321+2149	2.75	2.86	0.34	16.64	6.6	22.56	21.63	0.111
2321+2506	2.68	2.61	0.34	15.75	11.6	22.49	21.31	0.082
2322+2218	2.83	2.84	0.35	17.83	3.6	22.69	21.62	0.045
2324+2448	3.84	3.67	0.47	13.29	17.6	22.79	21.21	0.212
2325+2208	2.05	2.11	0.24	12.64	14.7	22.61	21.70	0.207
2325+2318	3.22	3.23	0.58	13.32	8.1	22.03	19.95	0.294
2326+2435	2.93	2.92	0.32	16.59	6.1	22.85	21.90	0.088
2327+2515N	3.20	3.07	0.58	15.43	8.1	22.60	19.63	—
2327+2515S	3.66	3.28	0.50	15.62	6.3	22.50	20.30	0.233
2329+2427	3.92	3.89	0.39	16.04	8.4	22.68	21.69	0.035
2329+2500	8.45	5.50	0.63	16.18	9.2	22.76	20.24	0.028
2329+2512	5.14	4.38	0.52	16.81	2.5	22.38	20.94	0.007
2331+2214	4.20	3.97	0.43	17.72	6.1	23.05	22.09	0.074
2333+2248	3.41	3.33	0.38	17.18	12.6	22.98	21.88	0.194
2333+2359	4.24	3.84	0.48	17.09	5.8	22.54	21.18	0.063
2348+2407	3.50	3.51	0.51	17.08	4.8	22.23	20.49	0.014
2351+2321	3.05	3.02	0.42	17.82	2.9	22.57	21.21	0.067

### 4.3. Análisis espacial de la emisión en el filtro B de las galaxias UCM

En esta sección presentaremos los principales resultados acerca de los parámetros que describen la distribución espacial de la emisión en el filtro  $B$  de Johnson de las galaxias UCM, y que han sido calculados con el objetivo de llevar a cabo una clasificación morfológica. Esta clasificación será comparada con la realizada a partir de los datos en el filtro  $r$  de Gunn (Vitores 1994, Vitores et al. 1996a) y con datos de otras muestras. Asimismo, utilizaremos todos estos resultados para construir diagramas de diagnóstico que puedan ser útiles y fáciles de reproducir para muestras de galaxias a desplazamientos al rojo mayores.

#### 4.3.1. Parámetros de bulbo y disco

La descomposición bulbo-disco descrita en la sección 4.2.2 se realizó para un total de 147 objetos (77 % de la muestra). El resto de galaxias presentaban perfiles de luz muy distorsionados o la calidad de las imágenes era demasiado baja como para llevar a cabo el ajuste. Todos los tipos morfológicos están representados en esta submuestra.

La figura 4.3 muestra el histograma de la razón de luminosidad bulbo-disco para la Exploración UCM en las bandas  $B$  de Johnson y  $r$  de Gunn. El diagrama interior se refiere a los cocientes entre la luminosidad proveniente del bulbo y la total para cada objeto ( $B/T$ ), que se pueden calcular a partir de  $B/D$  como:

$$B/T = \frac{1}{(B/D)^{-1} + 1} \quad (4.11)$$

Los histogramas en gris en el gráfico 4.3 y los siguientes corresponden a los datos  $r$  de Gunn (Vitores et al. 1996a). En cada histograma también se mostrarán las medianas de los datos (la superior corresponde a la banda  $B$  y la inferior a  $r$ ), así como los cuartiles (línea negra para los datos del azul y gris para los resultados en la banda roja).

La razón  $B/D$  mediana de la muestra UCM es 0.12, presentando un 75 % de las galaxias un valor de  $B/D$  menor que 0.5. En el caso de la razón  $B/T$  el valor mediano es 0.11 y el tercer cuartil es 0.35. Estos valores son típicos de galaxias Sb-Sbc, según lo establecido en Kent (1985). Como se mencionó en la sección 4.2.3, debe tenerse un cuidado especial con el parámetro  $B/D$  a la hora de clasificar galaxias morfológicamente, particularmente cuando su valor excede 1.7. Catorce de nuestras galaxias cumplen esta

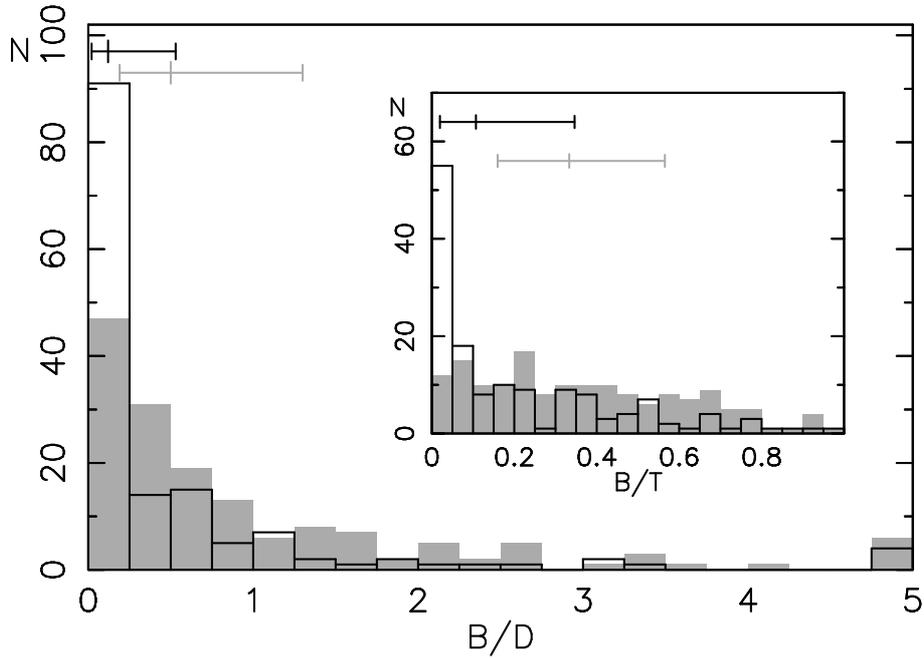


Figura 4.3: Histograma de la razón bulbo-disco (y bulbo-total en el diagrama interior) para las galaxias de la Exploración UCM en las bandas  $B$  de Johnson y  $r$  de Gunn. En este gráfico y los siguientes, se muestran en la parte superior los valores mediano y cuartiles de las distribuciones. Los datos en negro se refieren a los resultados en la banda  $B$  y en gris a los del filtro  $r$  (de aquí en adelante).

premisa. Basándonos en este hecho, este criterio de clasificación sólo se tuvo en cuenta en galaxias con dos componentes (un bulbo y un disco) bien definidas, donde el concepto de razón  $B/D$  tiene sentido (Simien & de Vaucouleurs 1986, Schombert & Bothun 1987).

En general, los valores de  $B/D$  son menores en la banda  $B$  de Johnson que en la  $r$  de Gunn. La diferencia podría ser debida, en parte, al hecho de que se utilizaron diferentes métodos en el ajuste de los perfiles de luz, sobre todo en lo referente al tratamiento del efecto del *seeing*. Para confirmar esta posibilidad se realizó un test en las galaxias artificiales mencionadas en la Sección 4.2.2 consistente en abordar los ajustes sin tener en cuenta las zonas del perfil dominadas por el *seeing*. En promedio, los valores de  $B/D$  obtenidos de esta forma son aproximadamente un 10% mayores que los obtenidos con el método que incorpora el efecto del *seeing*. Por tanto, concluimos que la diferencia en los métodos de ajuste utilizados no es capaz de explicar las diferencias en los valores de  $B/D$  de las imágenes  $B$  y  $r$ , pareciendo, en cambio, que se trata de una característica real de los objetos. Volveremos a este tema un poco más adelante.

En la figura 4.4 se muestran los histogramas de los parámetros del bulbo ( $\mu_e^c, r_e$ ) y del disco ( $\mu_0^c, d_L^c$ ). Las escalas están en kpc y las magnitudes superficiales en  $\text{mag arcsec}^{-2}$ .

El superíndice  $c$  denota la corrección de extinción Galáctica (con los mapas de Schlegel et al. 1998), e inclinación en el caso del brillo superficial y la escala típicos del disco ( $\mu_0^c$  y  $d_L^c$ ). Las inclinaciones ( $i$ ), que serán discutidas más tarde, han sido calculadas con la relación establecida por Tully & Fisher (1988):

$$i = \arccos \left[ \sqrt{\frac{\left(\frac{b}{a}\right)^2 - 0.2^2}{1 - 0.2^2}} \right] + 3^\circ \quad (4.12)$$

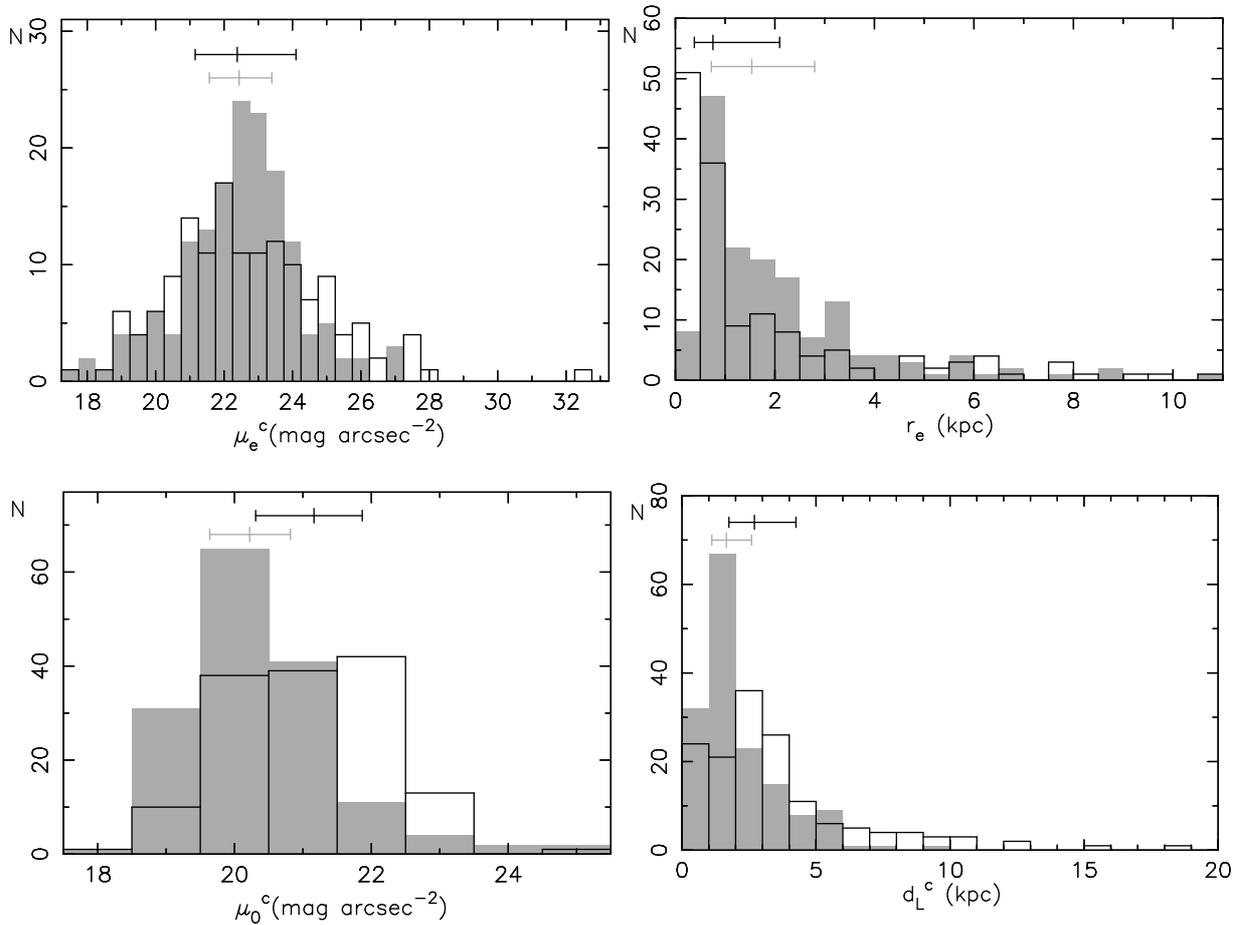


Figura 4.4: Histogramas de los parámetros del bulbo y el disco:  $\mu_e^c$  (corregido de extinción Galáctica; panel superior-izquierda),  $r_e$  (superior-derecha),  $\mu_0^c$  (corregido de extinción Galáctica e inclinación; panel inferior-izquierda) y  $d_L^c$  (corregido de inclinación; panel inferior-derecha).

El valor medio de  $\mu_e^c$  es  $22.7 \pm 2.3$  mag arcsec $^{-2}$  (la mediana es 22.4), y obtenemos  $22.6 \pm 2.3$  mag arcsec $^{-2}$  si sólo tenemos en cuenta las galaxias con  $B/D < 1.7$  (la *submuestra de bajo B/D*, de aquí en adelante), típico de una espiral tardía (Kent 1985, Simien 1989). La media de las escalas del bulbo es de 1.8 kpc (mediana 0.8 kpc), 1.7 kpc para la submuestra de bajo  $B/D$ . La dispersión en las escalas de bulbo es muy grande ( $\sigma = 2.2$ ),

pero los valores son típicos de una galaxia Sb-Sc y muy similares a los obtenidos con los datos de la banda  $r$  de Gunn, aunque la figura 4.4 parece indicar la ausencia de bulbos pequeños en los datos en el rojo.

El histograma de la magnitud superficial característica del disco (panel inferior-izquierda de la figura 4.4) está dominado por galaxias con  $\mu_0^c = 20-22$  mag arcsec $^{-2}$ , siendo la media  $21.2 \pm 1.1$  mag arcsec $^{-2}$  (mediana  $21.2$  mag arcsec $^{-2}$ ),  $21.2 \pm 1.0$  mag arcsec $^{-2}$  para la submuestra de bajo  $B/D$ . El intervalo tan corto en el que se distribuyen los datos de  $\mu_0^c$  parece corroborar la existencia de un brillo superficial central universal, como propuso Freeman (1970) para galaxias espirales normales, y han confirmado otros autores (por ejemplo, Boroson 1981, Simien & de Vaucouleurs 1986), aunque otros grupos de investigación han presentado muestras de galaxias con un mayor intervalo en  $\mu_0^c$  (véase, por ejemplo, McGaugh et al. 1995, Beijersbergen et al. 1999, donde se argumenta que el brillo superficial central universal es un concepto que surge debido a la selección en brillo superficial de las muestras de galaxias, efecto que también existe en la Exploración UCM). Nuestro valor de  $\mu_0^c$  es  $\sim 0.5$  magnitudes más brillante que el de Freeman. El hecho de que las galaxias UCM tengan discos más brillantes que las galaxias espirales normales está probablemente relacionado con la mayor actividad en formación estelar de nuestra muestra.

Las escalas de longitud están dominadas por discos menores que 4 kpc (70 % del total de objetos con ajuste bulbo-disco), con una media de  $3.6 \pm 2.6$  kpc y una mediana de 2.7 kpc, coincidiendo este valor con el de la submuestra de bajo  $B/D$ .

De manera análoga a lo que se hizo en el capítulo 3, podemos comparar nuestros resultados para las galaxias UCM con los publicados para otras muestras de galaxias. En media, el radio típico de los discos de las galaxias estudiadas en este trabajo es mayor que el hallado por Chitre & Joshi (1999) para una muestra de galaxias *starburst* en la exploración de Markarian ( $d_L^c < 2.5$  kpc), y se muestra muy similar a la escala media de Vennik et al. (2000) para una muestra de galaxias con líneas de emisión ( $d_L^c \sim 2.7$  kpc), aunque en este trabajo la determinación de las propiedades del disco no se basa en una descomposición de bulbo-disco sino en el ajuste de una ley exponencial a las partes más exteriores del perfil de luz.

Por otra parte, la escala de disco de las galaxias UCM es menor que el valor hallado por de Jong (1996b) para espirales normales de cara ( $d_L^c \sim 8$  kpc). Esta muestra parece estar sesgada en contra de galaxias con bajo brillo superficial y escalas de disco pequeñas, según argumentan los autores. Otros trabajos (por ejemplo, Boroson 1981, Kent 1985, Botthun et al. 1989, Andredakis & Sanders 1994) coinciden en situar a nuestras galaxias entre

las espirales de discos pequeños, aunque se debe ser precavido a la hora de comparar escalas de longitud de disco de diferentes autores debido al carácter subjetivo de este tipo de parámetros (Knapen & van der Kruit 1991, encuentran discrepancias de hasta un factor 2 en las escalas calculadas por autores diferentes para la misma galaxia).

Estos resultados complementan las conclusiones expuestas en el capítulo 3 y las que presentaremos en el capítulo 6, donde se demuestra que las galaxias UCM, teniendo luminosidades en el filtro  $B$  muy parecidas a las de galaxias espirales normales, son, sin embargo, 2 – 3 magnitudes menos brillantes en  $K$  (véase la figura 6.2 del capítulo 6). Esto significa que nuestros objetos son, en media, menos masivos que las espirales normales, a lo que se une también un menor tamaño físico (figura 3.6 del capítulo anterior).

Los valores hallados para los parámetros de bulbo y disco en el filtro  $B$  son muy similares a los obtenidos con los datos de la banda  $r$  por Vitores et al. (1996b), coincidiendo ambos estudios en emplazar los objetos UCM entre las galaxias espirales de bulbos pequeños y discos no muy extensos. Tres hechos destacan cuando se comparan los resultados en la banda azul y la roja:

- La descomposición bulbo-disco en la banda  $r$  de Gunn revela una ausencia de bulbos pequeños (hay un corte en  $r_e \simeq 0.5$  kpc) que no se observa en los resultados provenientes de la banda  $B$  presentados en este trabajo. Una posible explicación es la diferencia en el tratamiento del *seeing* en el ajuste de componentes. En la descomposición bulbo-disco de las imágenes de la banda  $B$  se tuvieron en cuenta las regiones más interiores del perfil de brillo superficial, modelando el efecto del *seeing* (ecuación 4.5), lo que provoca un suavizado del perfil y permite que los bulbos sean menores pero más brillantes. Sin embargo, esta explicación no parece ser suficiente para justificar la diferencia, de acuerdo con el test presentado anteriormente en el que se ajustaron perfiles típicos de galaxias sin el modelado del *seeing*.
- En ambas bandas se muestra una predilección por las escalas de disco entre 2 y 3 kpc (discos mayores en el filtro azul), siendo casos menos frecuentes los discos muy pequeños o muy grandes.
- La diferencia entre los niveles de brillo superficial del bulbo y del disco en ambas bandas es del orden del color medio  $B-r$ , alrededor de  $0.5^m$ , como cabía esperar de acuerdo con los datos medios de color de espirales que se encuentran en Fukugita et al. (1995).

### 4.3.2. Parámetros geométricos

Una vez analizados los parámetros que describen el bulbo y el disco de las galaxias UCM, nos ocupamos en esta sección de caracterizar parámetros geométricos globales de nuestros objetos en la banda *B* de Johnson.

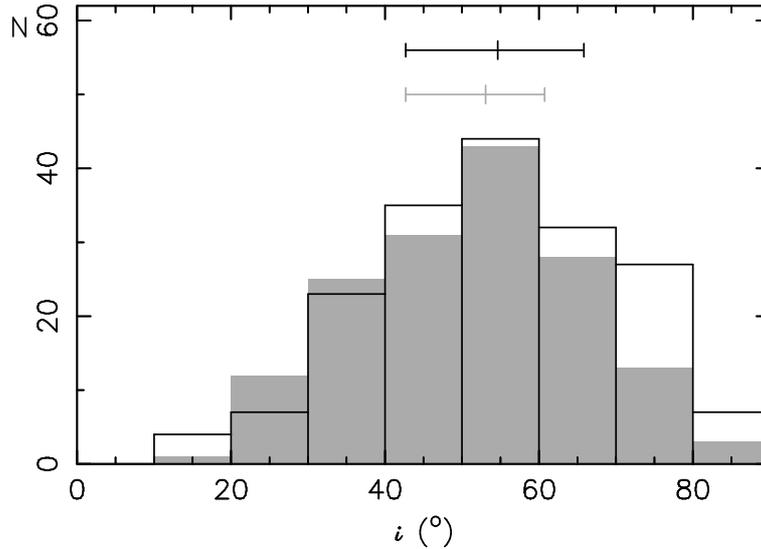


Figura 4.5: Histograma de las inclinaciones galácticas calculadas con la ecuación 4.12 a partir de las elipticidades medidas en las isofotas más externas.

La figura 4.5 muestra la distribución de inclinaciones de las galaxias de la muestra UCM calculadas con la ecuación 4.12. Los histogramas en las bandas *B* y *r* son muy parecidos, quizás con una menor frecuencia de objetos muy inclinados en el estudio de Vitorres (1994) que, recordamos, sólo incluía 155 galaxias de las 191 que componen la muestra UCM completa. Aún así, existe en ambas bandas una deficiencia de galaxias con alta inclinación. Estos objetos, en los que la línea de visión es casi paralela al disco galáctico, presentarían una mayor extinción que atenuaría la emisión proveniente de las regiones de formación estelar, siendo menos probable su detección con la técnica utilizada por la Exploración UCM. En algunas de estas galaxias incluso son visibles bandas de polvo fácilmente reconocibles por una atenuación en las imágenes de banda ancha, sobre todo en la banda *B* (véase, por ejemplo, UCM0018+2218, UCM0044+2246 o UCM2255+1654).

En la figura 4.6 se representan los histogramas del diámetro de la isofota de nivel 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup> ( $D_{24.5}$ ) y el radio efectivo ( $R_e$ ), ambos en kpc. El diámetro promedio (mediano) de las galaxias UCM es  $16 \pm 9$  kpc (13 kpc). La comparación con los datos del otro filtro óptico con el que contamos se ha establecido midiendo el diámetro de la isofota de 24 mag arcsec<sup>-2</sup> en *r*, ya que estará más cerca de la isofota 24.5 en el azul que la propia

de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  en el rojo, asumiendo un color medio  $B - r \sim 0.5$ . El radio efectivo medio (mediano)  $R_e$  es  $2.6 \pm 1.6 \text{ kpc}$  (2.3 kpc), lo que pone de manifiesto el alto grado de concentración luminosa que tienen nuestros objetos, que en su mayoría presentan una emisión circumnuclear importante (véase capítulo 5).

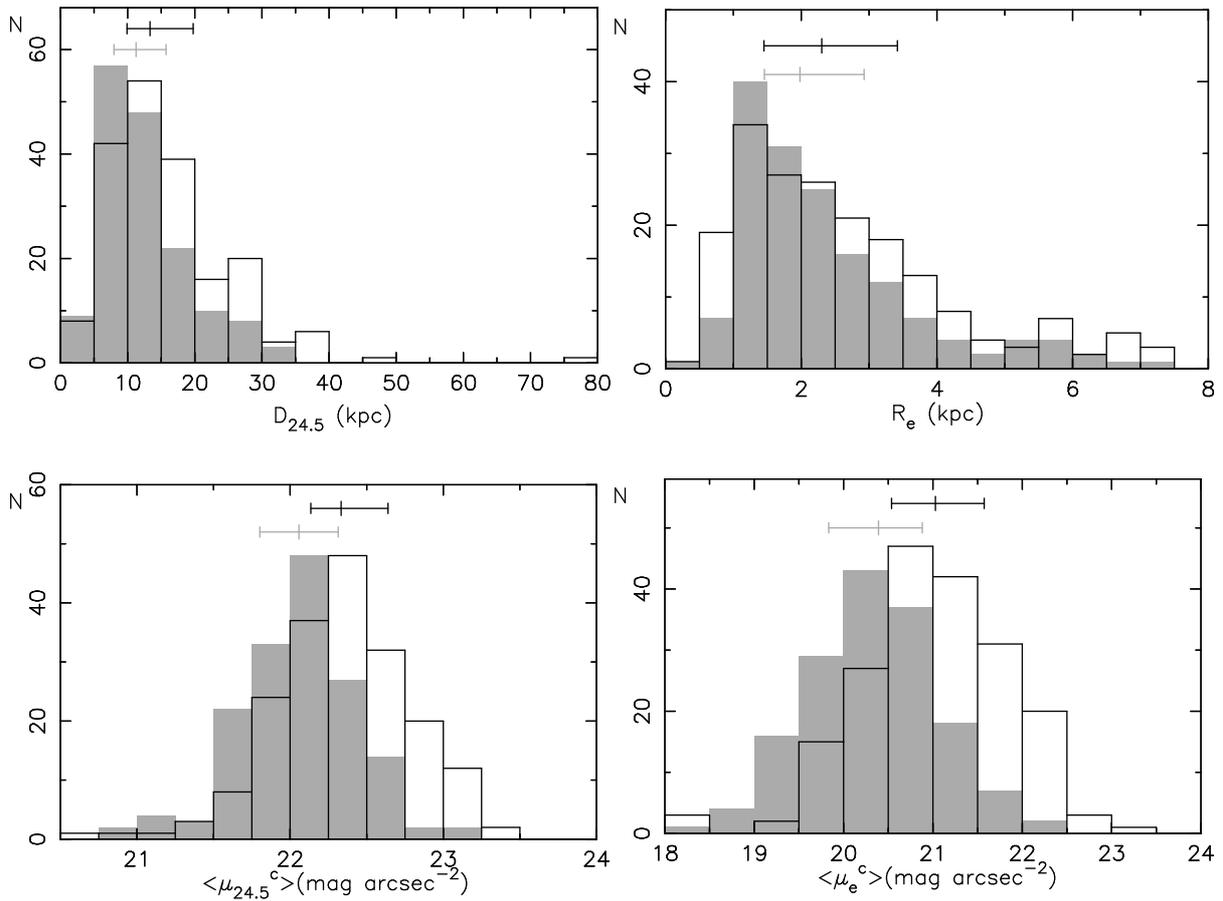


Figura 4.6: Histogramas de los parámetros geométricos de las galaxias UCM: diámetro de la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  (panel superior-izquierda), radio efectivo (superior-derecha), brillo superficial medio de la isofota  $24.5$  (inferior-izquierda) y efectivo (inferior-derecha). Los brillos han sido corregidos de extinción Galáctica.

Cuando se comparan los resultados de este trabajo con los datos de la banda  $r$ , se comprueba que nuestras galaxias son más extensas en el azul, en el sentido de que muestran radios efectivos y diámetros mayores. Este hecho, íntimamente relacionado con la tendencia de las zonas más exteriores a tener un color más azul (y, por tanto, poblaciones más jóvenes), ha sido comúnmente observado en galaxias espirales normales (de Jong 1996c, Jansen et al. 2000b).

Finalmente, la figura 4.6 también muestra los histogramas de los brillos superficiales medios dentro de la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  y la efectiva, con el propósito de

caracterizar la distribución de luminosidad de la galaxia como un todo. La muestra UCM presenta unos valores medios (medianos)  $\langle \mu_e^c \rangle = 21.0 \pm 0.9$  (21.0) y  $\langle \mu_{24.5}^c \rangle = 22.3 \pm 0.5$  (22.3), ambas cantidades en mag arcsec<sup>-2</sup>. Estos brillos superficiales medios son del orden de lo esperado para galaxias espirales normales (Doi et al. 1993). La diferencia entre estos valores y los análogos de la banda  $r$  de Gunn ( $\sim 0.5^m$ ) es, de nuevo, cercana al color típico de espirales (Fukugita et al. 1995).

### 4.3.3. Índices de concentración y coeficiente de asimetría

En la siguiente figura, numerada como 4.7, se muestran los diagramas de frecuencia de los índices de concentración. Los valores medios (medianos) son  $c_{in} = 0.41 \pm 0.11$  (0.40),  $c_{31} = 3.4 \pm 1.0$  (3.2) y  $c_{42} = 3.3 \pm 0.7$  (3.2). Todos ellos son valores típicos de galaxias espirales, correspondiendo aproximadamente a un tipo morfológico Sb (Doi et al. 1993, Gavazzi et al. 1990, Kent 1985, respectivamente para cada índice de concentración). Estos valores medios son más altos que los medidos en las imágenes  $r$ , es decir, la luminosidad en el azul parece estar más concentrada en las regiones internas que la luminosidad en el rojo, aún cuando la emisión total de la galaxia es más extensa en el filtro  $B$ .

La figura 4.7 representa también el histograma del coeficiente de asimetría para la muestra UCM. La distribución está dominada por galaxias de asimetría intermedia, con la media (mediana) en  $0.10 \pm 0.08$  (0.09), menor que el valor encontrado por Bershadsky et al. (2000) para una muestra de galaxias normales locales. Esto puede ser debido bien a una diferencia en el cálculo de  $A$  o bien a que su muestra está compuesta por objetos extensos y brillantes con múltiples componentes asimétricas. Además, el cálculo del índice de asimetría está fuertemente influido por la resolución espacial de las imágenes y, por tanto, por la distancia a la que se encuentra cada objeto.

Los resultados alcanzados para este índice son los esperados para espirales que tienen un cierto eje de simetría (el de rotación) aunque presentan estructuras como brazos, barras o regiones HII que hacen aumentar el valor del coeficiente  $A$ . Es de destacar la ausencia de objetos muy simétricos, que se asociarían a galaxias elípticas, no presentes en nuestra muestra ya que las galaxias UCM son sistemas con formación estelar activa y relativamente importante, y las elípticas se caracterizan por su quiescencia.

Todos los valores medios de los parámetros descritos en esta sección y las dos anteriores se han resumido en la tabla 4.4, junto con las estadísticas de la banda  $r$ .

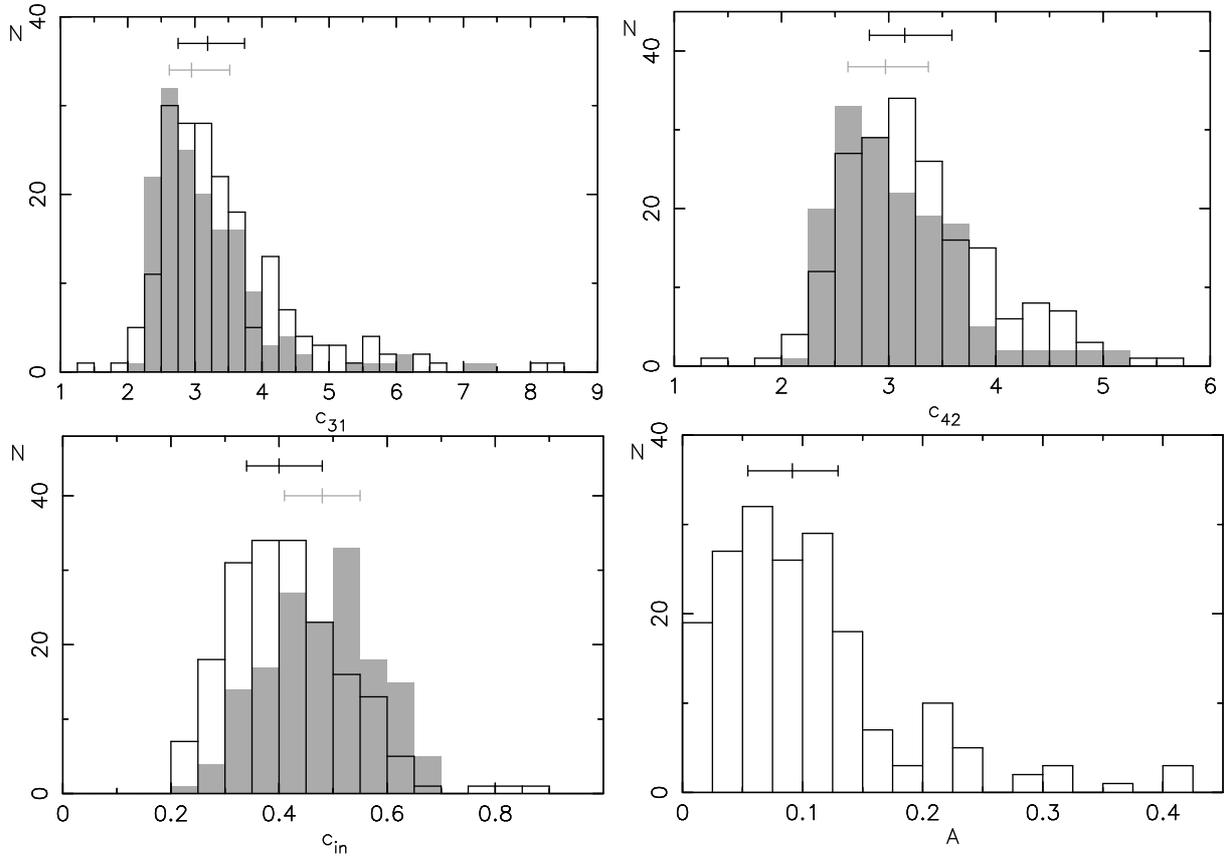


Figura 4.7: Histogramas de los índices de concentración y asimetría para las galaxias de la muestra UCM.

#### 4.3.4. Clasificación morfológica

Los parámetros de caracterización del bulbo y del disco, de concentración y de asimetría descritos en la sección anterior fueron calculados con el objetivo de realizar una clasificación morfológica de la muestra UCM. En esta sección abordaremos este problema usando 5 criterios de segregación, que ya fueron utilizados por Vitores et al. (1996a) con las imágenes de las galaxias en banda  $r$  de Gunn. La aplicación de estos 5 criterios a los datos en la banda  $B$  de Johnson hace posible una comparación directa de resultados entre diferentes zonas espectrales. Además, algunas de las galaxias UCM, en concreto, un 15 % de la muestra total, no entraron en el estudio de Vitores et al. (1996a) y han sido ahora clasificadas por primera vez.

Los 5 criterios que han sido utilizados para analizar la morfología de las galaxias UCM se basan en los siguientes parámetros y relaciones:

- La correlación entre la razón B/T, definida en la ecuación 4.11, y el tipo de Hubble.

Tabla 4.4: Estadísticas (media, mediana y desviación típica) de los parámetros fotométricos en las bandas B de Johnson y r de Gunn (entre paréntesis) de las galaxias de la Exploración UCM. Las escalas están en kpc y los brillos superficiales en mag arcsec<sup>-2</sup>.

Parámetros	símbolo	media	desv. típ.	mediana
<b>Magnitudes</b>				
magnitud aparente	$m_B$	16.1 (15.5)	1.0 (1.0)	16.1 (15.4)
magnitud absoluta	$M_B$	-19.4 (-20.0)	1.1 (1.2)	-19.4 (-20.1)
<b>Parámetros B+D</b>				
razón bulbo-disco	$B/D$	0.52 (0.95)	0.98 (1.17)	0.12 (0.50)
razón bulbo-total	$B/T$	0.21 (0.37)	0.24 (0.25)	0.11 (0.33)
brillo superficial efectivo del bulbo	$\mu_e^c$	22.7 (22.4)	2.3 (1.7)	22.4 (22.4)
radio efectivo del bulbo	$r_e$	1.8 (2.1)	2.2 (1.8)	0.8 (1.5)
brillo superficial central del disco de cara	$\mu_0^c$	21.2 (20.4)	1.7 (1.1)	21.2 (20.2)
escala exponencial del disco	$d_L^c$	3.6 (2.1)	3.0 (1.6)	2.7 (1.7)
<b>Parámetros geométricos</b>				
diámetro de la isofota de 24.5	$D_{24.5}$	16 (13)	9 (7)	13 (11)
<b>Parámetros fotométricos medios</b>				
radio efectivo	$R_e$	2.6 (2.4)	1.6 (1.3)	2.3 (2.0)
brillo superficial efectivo medio	$\langle \mu_e^c \rangle$	21.0 (20.4)	0.9 (0.7)	21.0 (20.4)
brillo superficial medio en la isofota 24.5	$\langle \mu_{24.5}^c \rangle$	22.3 (22.0)	0.5 (0.4)	22.3 (22.1)
<b>Índices de concentración</b>				
índice de concentración ( $\alpha = 0.3$ )	$c_{in}$	0.41 (0.48)	0.11 (0.10)	0.40 (0.48)
índice de concentración	$c_{31}$	3.4 (3.2)	1.0 (0.9)	3.2 (3.0)
índice de concentración	$c_{42}$	3.3 (3.1)	0.7 (0.6)	3.2 (3.0)
<b>Coficiente de asimetría</b>				
coeficiente de asimetría	$A$	0.10 (-)	0.08 (-)	0.09 (-)

Esta correlación fue estudiada por Kent (1985, figura número 6) para una muestra de galaxias brillantes en un filtro rojo. Se ha asumido que el comportamiento de esta correlación es similar en el caso de un filtro azul como el que nos ocupa.

- La dependencia del tipo morfológico con la posición en el plano definido por el índice de concentración  $c_{in}(\alpha)$  y el brillo superficial medio  $\langle \mu_{24.5}^c \rangle$ , estudiada por primera vez por Doi et al. (1993), los cuales argumentan que este criterio es prácticamente insensible a la banda de observación.
- La correlación entre el índice de concentración  $c_{31}$  y el tipo de Hubble, estudiada por Gavazzi et al. (1990, figura 4b).
- La dependencia del tipo morfológico con el índice de concentración  $c_{42}$ , establecida por Kent (1985, figura 11).
- La correlación entre el brillo superficial medio efectivo  $\langle \mu_e^c \rangle$ , y el tipo de Hubble (Kent 1985, figura 13). Debido a que en este estudio se usaron datos tomados en una banda en el rojo, se adoptó una corrección media de  $0.5^m$  (Fukugita et al. 1995).

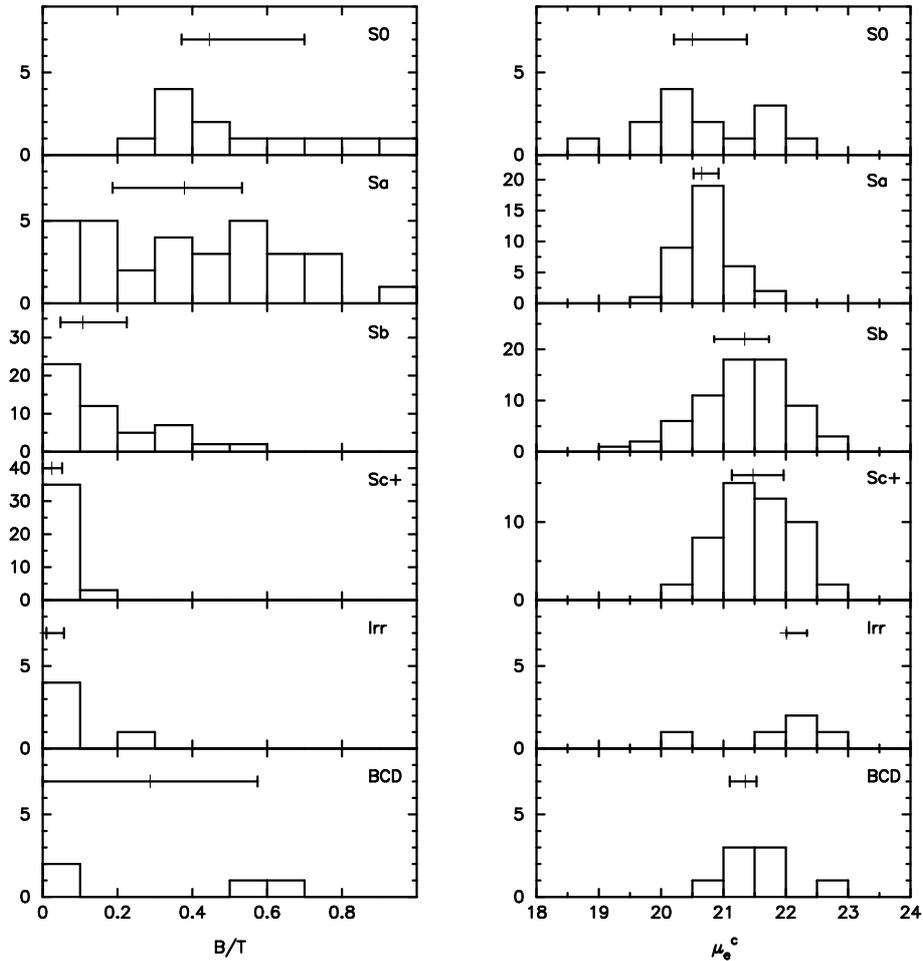


Figura 4.8: Histogramas de la razón  $B/T$  y del brillo superficial efectivo medio corregido de extinción Galáctica de acuerdo con el tipo final de Hubble asignado a cada galaxia. Ambos parámetros están correlacionados con el tipo de Hubble según lo argumentado por Kent (1985).

Asimismo, el proceso de clasificación fue complementado con una inspección visual de cada galaxia.

Los 5 criterios anteriores (más la inspección visual) fueron utilizados para clasificar las galaxias en los siguientes tipos morfológicos: S0, Sa, Sb, Sc+ (tipo Sc o más tardío) e Irr, añadiendo a la clasificación de Hubble típica la clase BCD, que fue comprobada utilizando la información espectroscópica de Gallego et al. (1996). Algunas galaxias presentaban grandes distorsiones debido a interacciones, haciendo imposible la clasificación en la secuencia de Hubble, y están señaladas en la tabla de resultados como un tipo propio (INTER). Es importante recalcar que este tipo no incluye todas las galaxias que han sufrido interacciones recientes, sino sólo aquellas que están tan perturbadas que im-

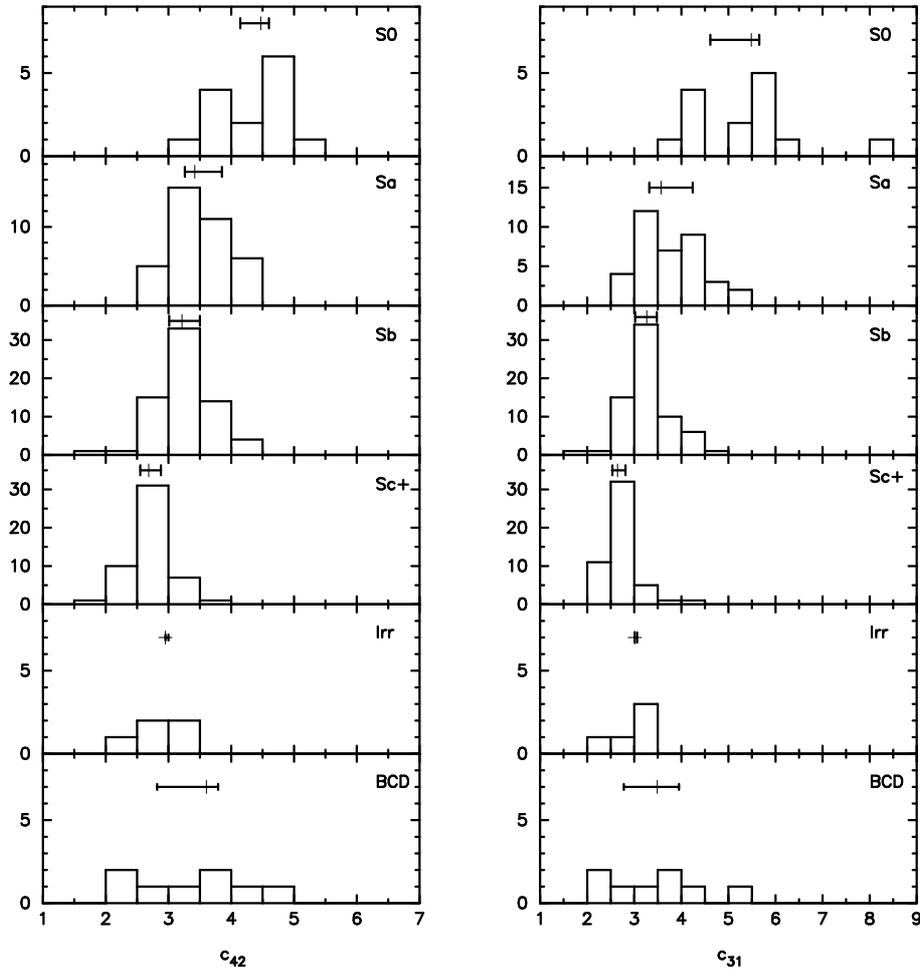


Figura 4.9: Histogramas de los índices de concentración  $c_{42}$  y  $c_{31}$ , correlacionados con el tipo morfológico de acuerdo con Kent (1985) y Gavazzi et al. (1990).

sibilitan la clasificación normal. Además, se marcaron las galaxias con barras o anillos detectables visualmente.

El tipo de Hubble final de cada galaxia se estableció como aquel en el que la mayoría de criterios coincidían. Este método no es totalmente objetivo y este hecho constituye el motivo fundamental de discrepancia entre la clasificación efectuada con los datos  $r$  de Gunn y los que se presentan en este trabajo referentes al filtro  $B$  de Johnson. Estas diferencias son del orden de un tipo de Hubble y resultan representativas de las incertidumbres con las que cuenta el método de clasificación.

La tabla 4.5 detalla los resultados obtenidos para todas las galaxias en cada uno de los criterios descritos y el tipo final asumido; por completitud, se adjuntan también los

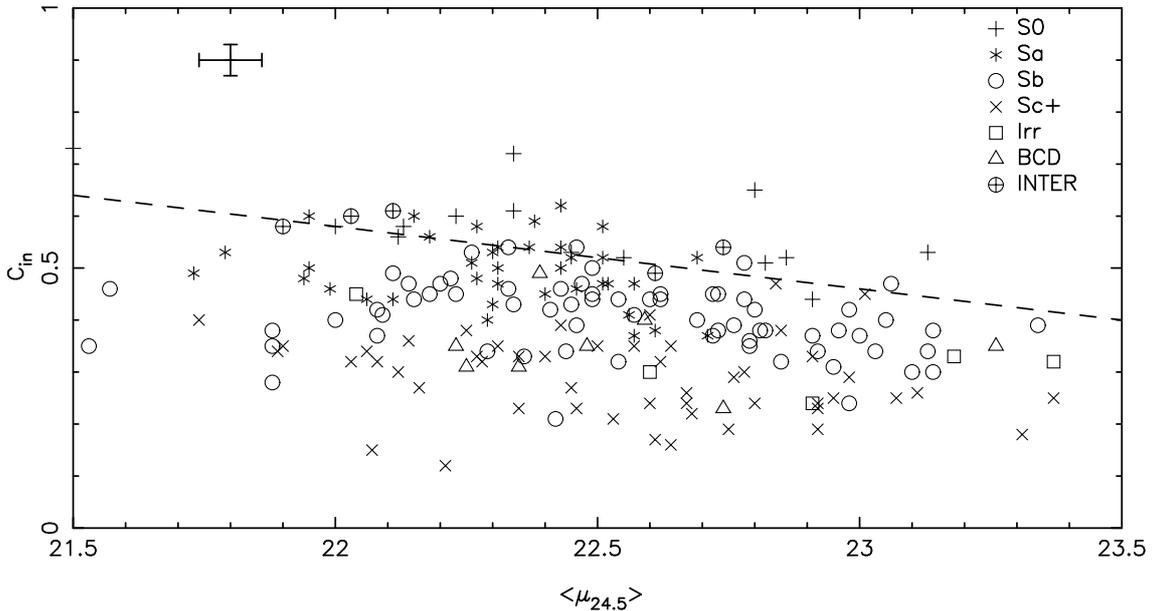


Figura 4.10: Gráfico que enfrenta el índice de concentración  $c_{in}$  frente al brillo superficial medio dentro de la isofota  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ ; la línea discontinua separa las zonas donde se encuentran típicamente las galaxias de tipo de Hubble temprano (por encima de la línea) y tardío (por debajo de la línea), como argumenta Doi et al. (1993).

resultados de la clasificación morfológica en el filtro  $r$  de Gunn.

Las figuras 4.8, 4.9 y 4.10 muestran los histogramas y los diagramas de los cinco criterios utilizados en la clasificación; en estos gráficos se puede apreciar la tendencia general de cada parámetro con el tipo de Hubble, aunque la dispersión es alta y se superponen distintos tipos. Las estadísticas se adjuntan en la tabla 4.7.

En la tabla 4.6 se especifican las frecuencias de galaxias en cada tipo morfológico, tanto para la clasificación realizada a través de los datos en el filtro  $B$  de Johnson como para el  $r$  de Gunn. Un total de 35 galaxias fueron clasificadas de distinta manera en ambos filtros, aunque las diferencias siempre son de un tipo de Hubble a uno de los contiguos (excepto en el caso de UCM2316+2028). Basándonos en los datos  $B$ , un 65 % de la muestra total está clasificada como tipo Sb o más tardío (61 % en el caso de  $r$ ). El porcentaje de galaxias barradas es muy similar en ambos filtros (9 % en el  $B$  de Johnson, y un 8 % en el  $r$  de Gunn); la mayoría de ellas son espirales tardías (47 % son Sb y 35 % Sc+). Se marcaron un total de 6 galaxias como claros sistemas en interacción (3 %), aunque existe un número mayor de objetos con colas o estructuras que pueden ser fruto de una interacción. Las galaxias Seyfert 1 (6 objetos) están clasificadas como S0, excepto una (UCM0003+1955) que es demasiado brillante y no pudo ser tipificada (aunque NED establece un tipo S0/a). Las galaxias Seyfert 2 de la muestra fueron clasificadas como Sa (1 objeto), Sb (3 objetos)

Tabla 4.5: Clasificación morfológica de las galaxias de la muestra UCM. Las columnas muestran: (1) Nombre UCM. (2)-(6) Tipos morfológicos asignados de acuerdo a los 5 criterios descritos en el texto. (7) Tipo morfológico final asignado a partir de los datos en la banda *B*. (8) Tipo de Hubble final asignado a partir de datos en la banda *r* (Vitores et al. 1996a).

Galaxia (1)	<i>B/T</i> (2)	$c_{in} - \langle \mu_{24.5}^c \rangle$ (3)	$c_{31}$ (4)	$c_{42}$ (5)	$\langle \mu_e^c \rangle$ (6)	MphT ( <i>B</i> ) (7)	MphT ( <i>r</i> ) (8)
0000+2140	Sb	Sa	Sa	S0-Sa	Sb	INTER (Sa)	–
0003+1955	–	–	–	–	–	xxx (Sy1)	–
0003+2200	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
0003+2215	Sc+	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	–
0005+1802	Sc+	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb	Sb	–
0006+2332	Sc+	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	–
0013+1942	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
0014+1748	Sc+	Sb-Sc+	Sb-Sc	Sc+	Sc+	SBb	SBb
0014+1829	S0	Sa	S0-Sa	Sb-Sbc	Sa	Sa	Sa
0015+2212	S0-Sa	S0-Sa	S0	Sb	Sa-Sab	Sa	Sa
0017+1942	Sc+	Sc+-Irr	Sc+-Irr	Sc+-Irr	Sc+	Sc+	Sc+
0017+2148	Sc+	Sa-Sb	S0	Sa-Sab	Sa-Sab	Sa	–
0018+2216	Sa	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sa-Sab	Sb	Sb
0018+2218	Sb-Sc+	Sb	Sb-Sc	Sc+	Sc+	Sb	–
0019+2201	S0-Sa	Sa-Sb	S0	Sb	Sb-Sc+	Sb	Sc+
0022+2049	Sc+	Sa-Sb	Sb	Sc+	Sa-Sab	Sb	Sb
0023+1908	–	Sc+	Sc+	Sc+	Sa-Sab	Sc+	–
0034+2119	Sc+	S	Sa	Sc+	Sc+	SBc+	–
0037+2226	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	SBc+	–
0038+2259	Sc+	Sb-Sc	Sb-Sc	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sa
0039+0054	–	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	–
0040–0023	Sc+	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	–
0040+0220	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sb
0040+0257	–	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sa-Sab	Sb	Sc+
0040+2312	Sc+	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sc+	–
0041+0134	Sb-Sbc	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	–
0043–0159	Sb-Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	–
0043+0245	Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sa-Sab	Sc+	–
0044+2246	Sb-Sc	Sb	Sc+	Sc+	Sc+	Sb	Sb
0045+2206	–	S0	Sc+	Sc+	S0	INTER	–
0047–0213	E	S0	S0	S0	S0-Sa	S0	Sa
0047+2051	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sb	Sc+	Sc+
0047+2413	S0-Sb	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb	Sa	Sa
0047+2414	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sa	Sc+	–
0049–0006	–	Sc+	E	E	Sc+	BCD	BCD
0049+0017	E	S0-Sa	S0-Sa	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sc+

Tabla 4.5: Continuación.

Galaxia (1)	$B/T$ (2)	$c_{in} - \langle \mu_{24.5}^c \rangle$ (3)	$c_{31}$ (4)	$c_{42}$ (5)	$\langle \mu_c^c \rangle$ (6)	MphT ( $B$ ) (7)	MphT ( $r$ ) (8)
0049-0045	-	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb	Sb	-
0050+0005	E	S0-Sa	S0-Sa	Sc+	Sa-Sb	Sa	Sa
0050+2114	-	S0-Sa	Sa	Sa	S0	Sa	Sa
0051+2430	E	S0-Sa	S0-Sa	Sb-Sc	Sb	Sa	-
0054-0133	Sc+	Sc+	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sb	-
0054+2337	Sc+	Sa-Sb	S0-Sa	Sb	Sc+	Sc+	-
0056+0043	-	Sb-Sc+	Sc+	Sc+	Sa-Sab	Sb	Sc+
0056+0044	Sc+	Sa-Sc+	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Irr	Irr
0119+2156	Sb-Sc	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sb	Sc+
0121+2137	-	Sc+-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
0129+2109	Sc+	Sc+-Irr	Sc+	Sc+	Sb-Sc+	SBc+	-
0134+2257	Sb-Sc	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sb	-
0135+2242	E	Sa	S0	S0-Sa	Sb	S0	S0
0138+2216	-	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	-
0141+2220	Sb-Sbc	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sa	Sa	Sb
0142+2137	Sc+	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sc+	SBb	SBb
0144+2519	-	Sc+	Sc+	Sc+'	Sc+	SBc+	SB(r)
0147+2309	S0	Sa	Sa-Sb	Sc+	Sb	Sa	Sa
0148+2124	S0	Sc+	S0-Sa	Sb-Sbc	Sb-Sbc	BCD	BCD
0150+2032	-	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
0156+2410	-	Sc+	Sb	Sc+	Sa-Sb	Sb	Sc+
0157+2102	-	Sc+	Sc+	Sc+	Sa	Sb	Sb
0157+2413	Sc+	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sc+	Sc+
0159+2326	Sc+	Sc+	Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
0159+2354	-	Sb-Sc+	Sb	Sc+	Sb	Sb	Sa
1246+2727	Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Irr	-
1247+2701	Sc+	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sc+	Sc+
1248+2912	Sc+	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	SBb	-
1253+2756	Sa-Sb	Sa	Sa-Sb	Sc+	Sa-Sb	Sa	Sa
1254+2740	-	S0-Sa	Sb-Sc	Sc+	Sb	Sb	Sa
1254+2802	Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
1255+2734	-	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Irr
1255+2819	-	Sb	Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sb
1255+3125	-	S0-Sa	S0	Sa	Sa	Sa	Sa
1256+2701	Sc+	Sb	Sb-Sc+	Sb+	Sc+	Sc+	Irr
1256+2717	S0	S0	S0	Sa-S0a	Sc+	S0	-
1256+2722	Sc+	Sc+-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sc+	Sc+
1256+2732	S0-Sa	S0-Sa	S0-Sa	Sb-Sc+	Sb-Sc+	INTER (Sa)	-
1256+2754	E	Sa-Sb	S0-Sa	Sb-Sbc	Sa-Sb	Sa	Sa

Tabla 4.5: Continuación.

Galaxia (1)	$B/T$ (2)	$c_{in} - \langle \mu_{24.5}^c \rangle$ (3)	$c_{31}$ (4)	$c_{42}$ (5)	$\langle \mu_e^c \rangle$ (6)	MphT ( $B$ ) (7)	MphT ( $r$ ) (8)
1256+2823	–	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
1256+2910	E	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
1257+2808	S0-Sa	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sa-Sb	Sb	Sa
1258+2754	Sa	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
1259+2755	S0-Sa	Sa-Sb	S0-Sa	Sb-Sbc	S0-Sa	Sa	Sa
1259+2934	–	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sb	Sb	Sb
1259+3011	Sa-Sab	S0-Sa	S0	Sb-Sbc	S0-S0a	Sa	Sa
1300+2907	Sa	Sa-Sb	S0	Sb	Sb	Sa	Sb
1301+2904	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sa	Sc+	Sc+	Sb	Sb
1302+2853	Sc+	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sbc	Sb	Sa
1302+3032	S0-Sa	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sa	Sa	–
1303+2908	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sc+	Irr	Irr
1304+2808	Sc+	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sb	Sa
1304+2818	Sc+	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
1304+2830	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	BCD	BCD
1304+2907	Sb	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Irr	Irr
1306+2938	Sa-Sab	Sb-Sc+	Sa	Sc+	Sa	SBb	Sb
1306+3111	Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
1307+2910	Sc+	Sb-Sc+	S0-Sa	Sc+	Sc+	SBb	SBb
1308+2950	–	Sb	Sb	Sc+	Sc+	SBb	SBb
1308+2958	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
1310+3027	Sb-Sbc	Sa-Sb	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sb	Sb	Sa
1312+2954	–	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
1312+3040	Sb	Sa-Sb	Sa	Sb	Sa	Sa	Sa
1313+2938	S0-Sa	Sa	Sa	Sc+	S0	Sa	Sa
1314+2827	–	S0-Sa	Sa	Sb-Sc+	S0-Sa	Sa	Sa
1320+2727	Sc+	Sa	Sb-Sc+	Sc+	Sa-Sb	Sb	Sb
1324+2651	Sa	S0-Sa	S0	E	E	INTER	–
1324+2926	S0	Sa	S0	S0-Sa	Sb	BCD	BCD
1331+2900	–	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+-Sb	Sb-Sc+	BCD	BCD
1428+2727	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sc+	Sa-Sab	Irr	Sc+
1429+2645	Sb-Sbc	Sb-Sc+	Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sc+
1430+2947	E	S0	S0	S0-Sa	Sb-Sc+	S0	S0
1431+2702	S0-Sa	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sb-Sc+	S0-Sa	Sa	Sb
1431+2814	Sa-Sb	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sa
1431+2854	S0-Sa	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb	Sb	Sb
1431+2947	–	Sb	S0-Sa	Sb-Sbc	Sc+	BCD	BCD
1432+2645	Sb-Sc+	Sb-Sc+	S0-Sa	Sc+	Sc+	SBb	SBb
1440+2511	Sb-Sbc	Sa-Sb	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sb

Tabla 4.5: Continuación.

Galaxia (1)	$B/T$ (2)	$c_{in} - \langle \mu_{24.5}^c \rangle$ (3)	$c_{31}$ (4)	$c_{42}$ (5)	$\langle \mu_e^c \rangle$ (6)	MphT ( $B$ ) (7)	MphT ( $r$ ) (8)
1440+2521N	Sb	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sa
1440+2521S	-	Sa	S0-Sa	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
1442+2845	S0	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
1443+2548	Sc+	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
1443+2714	S0-Sa	Sa-Sb	S0	Sb-Sbc	Sb-Sbc	Sa	Sa
1443+2844	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	SBc+	SBc+
1444+2923	E	S0	S0	S0-Sa	Sc+	S0	S0
1452+2754	S0-Sa	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
1506+1922	Sb-Sbc	Sa-Sb	S0-Sa	Sb-Sbc	Sb-Sc	Sb	Sb
1513+2012	Sc+	Sa-Sb	S0-Sa	Sc+	S0-Sa	Sa	S0
1537+2506N	Sb-Sc+	Sb-Sc+	S0-Sa	Sb-Sbc	Sb	SBb	SBb
1537+2506S	E	Sb-Sc+	S0-Sa	Sb-Sc	Sa	SBa	SBa
1557+1423	Sc+	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
1612+1308	-	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sa-Sab	BCD	BCD
1646+2725	-	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
1647+2727	-	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sa-Sb	Sb	Sa
1647+2729	Sc+	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sbc	Sb	Sb
1647+2950	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
1648+2855	S0	Sa	Sa-Sb	Sc+	S0-Sa	Sa	Sa
1653+2644	Sa-Sb	S0-Sa	S0	S0-Sa	S0-Sa	INTER (Sa)	-
1654+2812	Sc+	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
1655+2755	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sc+	Sb
1656+2744	-	S0	S0-Sa	Sb	Sa	Sa	Sa
1657+2901	-	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sab	Sb	Sc+
1659+2928	Sa-Sb	Sa	S0	S0-Sa	Sb	SB0	SB0
1701+3131	S0-Sa	S0	S0	S0-Sa	S0-Sa	S0	S0
2238+2308	S0-S0a	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sa-Sbc	Sa(r)	Sa
2239+1959	S0-S0a	S0-S0a	S0-S0a	E-S0a	S0-S0a	S0	S0
2249+2149	Sa-Sbc	Sa-Sb	Sa-Sb	Sb-Sbc	Sb-Sbc	Sb	Sa
2250+2427	Sb-Sc+	Sa-Sb	E-S0a	E-S0a	E-S0a	Sa	Sa
2251+2352	Sc+	Sc+-Irr	Sc-Irr	Sc+-Irr	S0-S0a	Sc+	Sc+
2253+2219	Sc+	Sa-Sc+	Sa-Sb	Sc+	S0-Sa	Sa	Sa
2255+1654	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
2255+1926	Sa-Sc	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sb	Sc+
2255+1930N	S0-S0a	Sa-Sb	Sa-Sb	Sb-Sc	Sa-Sb	Sb	Sb
2255+1930S	Sb-Sc	Sa-Sc	Sa-Sc	Sb-Sc	S0-S0a	Sb	Sb
2256+2001	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
2257+1606	E	Sa	S0-Sa	Sb	E	S0	-
2257+2438	E	E	E	Sb	E	S0	S0

Tabla 4.5: Continuación.

Galaxia (1)	$B/T$ (2)	$c_{in} - \langle \mu_{24.5}^c \rangle$ (3)	$c_{31}$ (4)	$c_{42}$ (5)	$\langle \mu_e^c \rangle$ (6)	MphT ( $B$ ) (7)	MphT ( $r$ ) (8)
2258+1920	–	Sa-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sb	Sc+	Sc+
2300+2015	–	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
2302+2053E	S0-Sb	Sa-Sb	Sa-Sb	Sb-Sc	Sb-Sc	Sb	Sb
2302+2053W	E	Sa-Sb	S0-Sa	Sb-Sc	Sc+	Sb	Sb
2303+1702	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
2303+1856	–	Sa-Sb	S0-Sa	Sb	Sa-Sb	Sa	Sa
2304+1621	Sa	Sa-Sb	S0	E	Sc+	Sa	Sa
2304+1640	–	Sa-Sb	S0-Sa	Sb	Sb	BCD	BCD
2307+1947	S0-Sa	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
2310+1800	Sa	Sc+	Sa	Sb-Sc+	Sb	Sb	Sc+
2312+2204	E	S0-Sa	S0	Sb	Sb	Sa	–
2313+1841	–	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb
2313+2517	Sb-Sc+	Sa	S0	Sb	Sa	Sa	–
2315+1923	Sb-Sbc	Sa	Sa	Sb-Sbc	Sb-Sbc	Sb	Sa
2316+2028	–	S0-Sa	S0-Sa	Sb-Sbc	S0-S0a	Sa	Sc+
2316+2457	Sb-Sc+	Sa-Sb	S0	Sa	Sa	SBa	SBa
2316+2459	–	Sc+	Sa-Sb	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
2317+2356	Sb-Sbc	Sb	Sa-Sb	Sc+	Sa-Sab	Sa	Sa
2319+2234	Sc+	Sc+	S0	Sb-Sbc	Sb	Sb	Sc+
2319+2243	S0-Sa	S0-Sa	S0	S0-Sa	Sb	S0	S0
2320+2428	Sc+	S0-Sa	Sa	Sc+	Sb	Sa	Sa
2321+2149	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
2321+2506	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+
2322+2218	Sc+	Sb-Sc+	Sb-Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
2324+2448	Sc+	Sc+	Sa	Sb	Sb	Sb	Sc+
2325+2208	–	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+	SBC+	SBC+
2325+2318	–	S0-Sa	Sa-Sb	Sc+	S0-Sa	INTER	–
2326+2435	–	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sa
2327+2515N	Sb-Sc	Sa-Sb	Sa-Sb	Sc+	S0-S0a	Sb	Sb
2327+2515S	E-S0	Sa-Sb	S0-Sa	Sc+	E-S0	S0	S0
2329+2427	Sc+	Sb-Sc+	Sb	Sb-Sc+	Sc+	Sb	Sb
2329+2500	Sa	S0	E	E	S0	S0(r)	S0(r)
2329+2512	Sb	Sa-Sb	S0	Sa	Sb	Sa	Sa
2331+2214	Sb	Sa-Sb	Sab	Sb	Sc+	Sb	Sb
2333+2248	Sc+	Sb-Sc+	Sc	Sc+	Sc+	Sc+	Sc+
2333+2359	E	Sa	S0-Sa	Sb	Sb	S0a	S0
2348+2407	–	Sb-Sc+	Sa-Sb	Sb-Sc+	Sb-Sc	Sa	Sa
2351+2321	E	Sb	S0-Sa	Sc+	Sb	Sb	Sb

y Sc+(3 objetos). Estos resultados son consistentes con los encontrados en la literatura (véase, por ejemplo, Hunt & Malkan 1999).

Tabla 4.6: Número de galaxias y porcentaje del total por cada tipo de Hubble de acuerdo con las clasificaciones en los filtro  $B$  de Johnson y  $r$  de Gunn.

Filtro	S0	Sa	Sb	Sc+	Irr	BCD	INTER	Total
$B$	14	38	69	50	5	8	6	190
	7%	20%	36%	26%	3%	4%	3%	
$r$	12	41	43	46	5	8	–	155
	7%	27%	28%	30%	3%	5%		

#### 4.3.5. Correlaciones entre parámetros

En la última sección de este capítulo describiremos varias correlaciones entre los parámetros de fotometría superficial e integrada. Una vez establecida la clasificación morfológica de las galaxias UCM, uno de nuestros objetivos principales será construir diagramas de diagnóstico que puedan servir para tipificar otros objetos de naturaleza parecida a la de nuestras galaxias, es decir, objetos con formación estelar prominente. En este sentido algunas de estas correlaciones ya han sido usadas en clasificaciones de galaxias a desplazamientos al rojo intermedios (Pascual et al. 2003).

En la figura 4.11 se representan las relaciones entre la magnitud absoluta en  $B$  ( $M_B$ ) y el tamaño de las galaxias (diámetro de la isofota 24.5,  $D_{24.5}$ ) y también entre  $M_B$  y la distribución de luminosidad (a través del índice de concentración luminosa  $c_{31}$ ). En los dos diagramas se muestra información sobre la clasificación morfológica para cada galaxia.

En el primer gráfico de los anteriores se puede observar una clara correlación entre  $M_B$  y  $D_{24.5}$ , es decir, la luminosidad total de una galaxia está íntimamente ligada con su tamaño físico. Un ajuste por mínimos cuadrados proporciona la relación:

$$\log D_{24.5} = (-2.54 \pm 0.16) + (-0.190 \pm 0.008) M_B \quad (4.13)$$

La pendiente de la recta anterior es muy similar al valor esperado para una razón constante entre la luminosidad y el área ( $\log D = C - 0.2 M$ ). Por tanto, a pesar de la gran variedad de tipos morfológicos y espectroscópicos presentes en la muestra de galaxias, se observa una uniformidad en el brillo superficial medio, tanto en el filtro  $B$  como en el

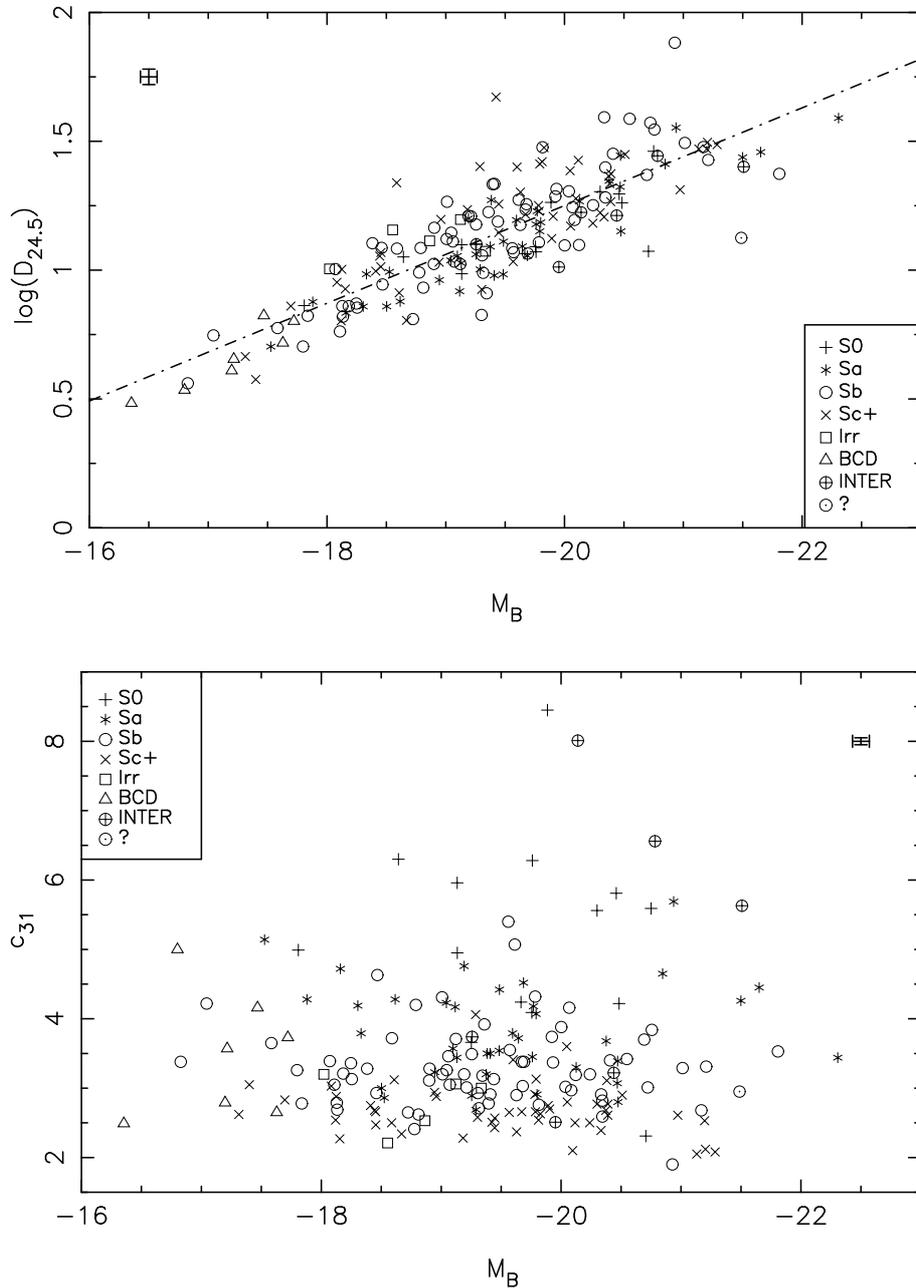


Figura 4.11: Arriba: correlación entre el tamaño de las galaxias UCM (representado por el diámetro de la isofota 24.5,  $D_{24.5}$ ) y la luminosidad total en B ( $M_B$ ). Se adjunta un ajuste lineal a los datos. Abajo: índice de concentración  $c_{31}$  frente a la magnitud absoluta  $M_B$ . En los dos paneles, los diferentes símbolos se refieren a distintos tipos morfológicos y se adjuntan las incertidumbres típicas.

$r$  (Vitores et al. 1996b calcularon una pendiente igual a  $-0.21 \pm 0.01$ ). El ajuste anterior proporciona un brillo superficial medio de  $-12.8 \text{ mag kpc}^{-2}$ .

En el panel inferior de la figura 4.11 se ha representado la magnitud absoluta en  $B$  frente al índice de concentración  $c_{31}$ , incluyendo también información acerca de los tipos morfológicos de cada galaxia. Queda patente una relación entre estos parámetros: las galaxias de tipos tempranos muestran magnitudes medias brillantes y altos índices de concentración, mientras que en las zonas de bajo índice de concentración nos encontramos con la secuencia de galaxias espirales, desde Sa hasta los tipos más tardíos. Finalmente, las BCD presentan valores de  $c_{31}$  típicos de espirales, aunque son más tenues.

Los dos paneles de la siguiente figura han sido contruidos a modo de diagramas de diagnóstico para la clasificación de galaxias por medio de parámetros de distribución de luminosidad. En ambos se han dibujado las medianas de cada parámetro para los diferentes tipos morfológicos con un círculo relleno (con el nombre de cada tipo) y las desviaciones típicas de cada submuestra en cada parámetro, que corresponden con los semiejes de las elipses. Estos valores se adjuntan en la tabla 4.7.

El panel superior de la figura 4.12 muestra la segregación en tipos morfológicos de un diagrama de índice de concentración  $c_{in}$  frente al parámetro de asimetría  $A$ . Hay una clara tendencia desde la izquierda (valores de  $c_{in}$  bajos) hacia la derecha ( $c_{in}$  altos) en tipo de Hubble decreciente. Las galaxias S0 se encuentran en la zona de alta simetría y alto índice de concentración. Las BCD también se revelan como objetos muy simétricos. Por otra parte, las galaxias irregulares quedan diferenciadas del resto por su alta asimetría, situándose en la zona superior-izquierda del gráfico; también las galaxias en interacción presentan altos índices de asimetría, pero con concentraciones de luminosidad mayores que las Irr. Finalmente, queda también patente una tendencia en la secuencia de espirales en cuanto a los valores de  $A$ : las galaxias de tipo más temprano son más simétricas que las de tipo más tardío (debido a la presencia de mayor número de regiones HII, por ejemplo).

La figura 4.9 mostró que hay una clara correlación entre los índices de concentración y el tipo de Hubble. Del mismo modo también se observa una tendencia con el coeficiente de asimetría. La tabla 4.7 presenta las estadísticas de todos los parámetros calculados en este capítulo en función del tipo de Hubble.

Por último, en el segundo panel de la figura 4.12 se representa el brillo superficial efectivo medio frente a la magnitud absoluta en  $B$ . Las galaxias de tipos tempranos aparecen como objetos luminosos y de alto brillo superficial. En cambio, los tipos más tardíos muestran valores de  $\langle \mu_e^c \rangle$  más pequeños, aunque no hay una clara diferencia-

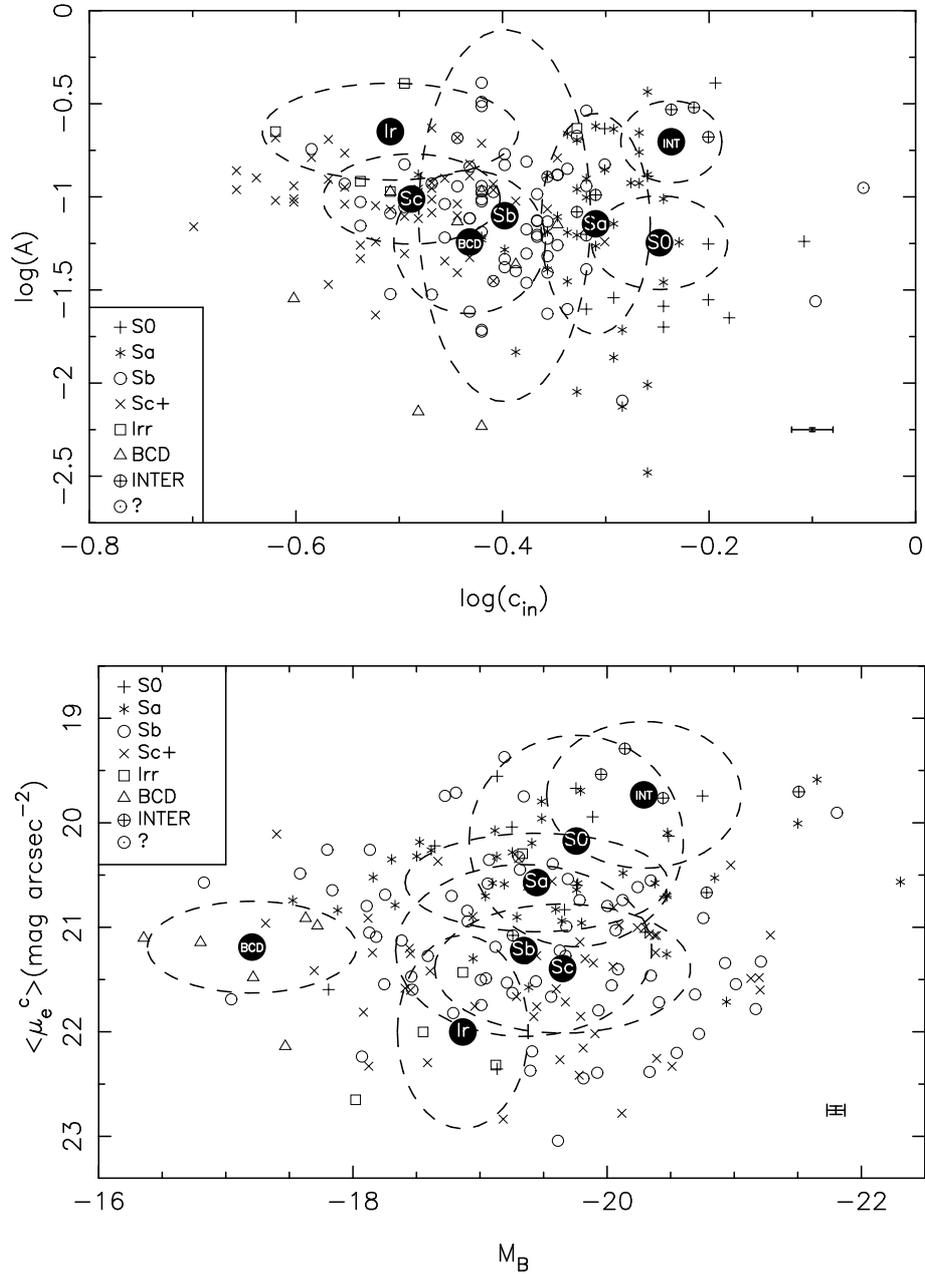


Figura 4.12: Panel superior: índice de concentración  $c_{in}$  frente a coeficiente de asimetría  $A$ . Los diferentes símbolos se refieren a distintos tipos morfológicos. Panel inferior: brillo superficial medio efectivo  $\langle \mu_e^c \rangle$  frente a magnitud absoluta  $M_B$ . Las elipses en ambos paneles muestran los valores medianos y las desviación típicas de cada parámetro para los diferentes tipos de Hubble, y se adjuntan los errores típicos de cada parámetro en la esquina inferior-derecha.

Tabla 4.7: Estadísticas de los parámetros fotométricos en el filtro  $B$  según el tipo morfológico para las galaxias de la Exploración UCM.

Parámetro	S0	Sa	Sb	Sc+	Irr	BCD	INTER
$B/T$	$0.45 \pm 0.29$ $0.40_{0.36}^{0.64}$	$0.39 \pm 0.26$ $0.38_{0.18}^{0.54}$	$0.17 \pm 0.18$ $0.10_{0.03}^{0.24}$	$0.03 \pm 0.04$ $0.02_{0.00}^{0.06}$	$0.07 \pm 0.12$ $0.00_{0.00}^{0.05}$	$0.41 \pm 0.36$ $0.57_{0.57}^{0.57}$	$0.30 \pm 0.12$ $0.28_{0.24}^{0.33}$
$D_{24.5}$	$15 \pm 6$ $12_{12}^{18}$	$15 \pm 8$ $12_{10}^{18}$	$17 \pm 11$ $13_{10}^{19}$	$18 \pm 9$ $17_{11}^{24}$	$13 \pm 2$ $13_{13}^{14}$	$4 \pm 2$ $4_3^5$	$18 \pm 7$ $17_{17}^{21}$
$R_e$	$2.1 \pm 0.8$ $2.2_{1.6}^{2.4}$	$2.2 \pm 1.4$ $1.8_{1.4}^{2.5}$	$2.8 \pm 1.7$ $2.3_{1.5}^{4.0}$	$3.3 \pm 1.7$ $3.1_{1.9}^{3.9}$	$2.8 \pm 1.0$ $2.4_{2.4}^{3.6}$	$1.0 \pm 0.6$ $1.0_{0.7}^{1.1}$	$2.3 \pm 0.9$ $2.1_{2.1}^{2.6}$
$\langle \mu_{24.5}^c \rangle$	$22.20 \pm 0.55$ $22.24_{22.20}^{22.36}$	$22.17 \pm 0.28$ $22.21_{21.99}^{22.37}$	$22.36 \pm 0.54$ $22.39_{22.16}^{22.71}$	$22.46 \pm 0.40$ $22.42_{22.23}^{22.75}$	$22.73 \pm 0.50$ $22.89_{22.89}^{23.14}$	$22.43 \pm 0.25$ $22.34_{22.25}^{22.55}$	$22.06 \pm 0.50$ $21.99_{21.99}^{22.31}$
$\langle \mu_e^c \rangle$	$20.32 \pm 1.01$ $20.17_{19.99}^{20.77}$	$20.53 \pm 0.47$ $20.57_{20.27}^{20.77}$	$21.12 \pm 0.82$ $21.22_{20.65}^{21.63}$	$21.45 \pm 0.62$ $21.40_{21.08}^{21.79}$	$21.74 \pm 0.92$ $22.00_{22.00}^{22.32}$	$21.36 \pm 0.44$ $21.19_{21.10}^{21.48}$	$20.01 \pm 0.70$ $19.73_{19.73}^{20.22}$
$c_{31}$	$5.2 \pm 1.5$ $5.3_{4.6}^{5.9}$	$3.8 \pm 0.7$ $3.7_{3.4}^{4.3}$	$3.3 \pm 0.6$ $3.2_{2.9}^{3.5}$	$2.7 \pm 0.4$ $2.7_{2.5}^{2.9}$	$2.8 \pm 0.4$ $3.0_{3.0}^{3.1}$	$3.4 \pm 0.9$ $3.2_{2.7}^{3.7}$	$4.9 \pm 2.1$ $4.7_{4.7}^{6.1}$
$c_{42}$	$4.3 \pm 0.7$ $4.4_{4.1}^{4.7}$	$3.6 \pm 0.5$ $3.5_{3.3}^{3.9}$	$3.2 \pm 0.5$ $3.2_{3.0}^{3.5}$	$2.7 \pm 0.3$ $2.7_{2.5}^{2.9}$	$2.8 \pm 0.4$ $3.0_{3.0}^{3.0}$	$3.3 \pm 0.8$ $3.1_{2.6}^{3.9}$	$4.0 \pm 1.1$ $4.1_{4.1}^{4.8}$
$c_{in}$	$0.58 \pm 0.09$ $0.56_{0.53}^{0.63}$	$0.49 \pm 0.06$ $0.49_{0.46}^{0.54}$	$0.40 \pm 0.08$ $0.40_{0.38}^{0.44}$	$0.32 \pm 0.06$ $0.32_{0.28}^{0.36}$	$0.33 \pm 0.09$ $0.31_{0.31}^{0.32}$	$0.36 \pm 0.06$ $0.37_{0.33}^{0.38}$	$0.56 \pm 0.07$ $0.58_{0.60}^{0.62}$
$A$	$0.088 \pm 0.109$ $0.057_{0.028}^{0.067}$	$0.099 \pm 0.082$ $0.072_{0.052}^{0.131}$	$0.101 \pm 0.078$ $0.079_{0.048}^{0.128}$	$0.105 \pm 0.049$ $0.097_{0.079}^{0.125}$	$0.219 \pm 0.120$ $0.224_{0.224}^{0.233}$	$0.055 \pm 0.041$ $0.057_{0.028}^{0.074}$	$0.196 \pm 0.092$ $0.198_{0.198}^{0.252}$

ción en  $M_B$ . Las galaxias enanas BCD quedan claramente segregadas debido a su baja luminosidad. Por otro lado, las irregulares y los sistemas en interacción revelan un brillo superficial distintivo, en ambos extremos del intervalo observado para toda la muestra.

#### 4.4. Sumario y conclusiones

El presente capítulo ha llevado a cabo un estudio morfológico de las galaxias de la Exploración UCM basándose en datos en la banda *B* de Johnson. Con dicho análisis se completa la caracterización de las principales propiedades de la emisión integrada y la distribución espacial de la luminosidad en el filtro *B* de las galaxias de nuestra muestra.

El estudio de la distribución de luz ha incluido el cálculo de parámetros de bulbo y disco, elipticidad, ángulos de posición, índices de concentración, radios, brillos superficiales medios y un coeficiente de asimetría. Toda la información anterior se usó para clasificar morfológicamente las galaxias de la Exploración UCM. Los principales resultados son:

- ✓ La muestra de galaxias de la Exploración UCM está dominada por espirales de tipo tardío, con un 65 % del total de tipo Sb o posterior. La clasificación basada en los datos en el filtro *B* presentados en esta memoria de tesis no ha deparado grandes diferencias con la efectuada a través de los datos en la banda *r* de Gunn (Vitores et al. 1996a,b), si bien hay casos particulares con tipificaciones distintas siempre de un tipo de Hubble a otro contiguo. Además, se ha conseguido clasificar un 15 % más de la muestra total con respecto al estudio en el filtro *r*.
- ✓ Nuestras galaxias presentan discos y tamaños totales menores que los de espirales normales. Este resultado se une a lo ya expuesto en el capítulo 3, revelando que los objetos UCM son más pequeños que las espirales normales quiescentes.
- ✓ Los valores de los índices de concentración de las galaxias UCM son marginalmente mayores en el filtro *B* que en el *r*. Este hecho puede ser debido a los brotes circumnucleares que están presentes en gran parte de la muestra (véase Gallego et al. 1996, y capítulo 5), cuyo efecto en la luminosidad total de la galaxia es más importante en la zona azul del espectro que en la roja.
- ✓ En contraposición al resultado anterior, las galaxias UCM presentan tamaños totales, medidos a partir de radios efectivos o de las isofotas más externas, más extensos en la banda *B* que en la *r*. Este hecho se relaciona con los colores más azules de las

poblaciones estelares para radios galácticos altos, comúnmente observados en galaxias espirales (véase, por ejemplo, de Jong 1996c, Jansen et al. 2000b).

- ✓ Se encontró una correlación entre el tamaño y la luminosidad. Por tanto, a pesar de la gran variedad de tipos morfológicos y espectroscópicos presentes en la Exploración UCM, se observa una uniformidad en el brillo superficial medio, tanto en el filtro  $B$  como en el filtro  $r$ .
- ✓ Finalmente, hemos presentado varios diagramas de diagnóstico que pueden utilizarse para clasificar morfológicamente y de una manera objetiva galaxias de naturaleza parecida a los objetos UCM. Estos gráficos combinan información acerca de luminosidad, concentración de luz y asimetría en la emisión.



# CAPÍTULO 5

## Análisis espacial de la emisión $H\alpha$ de las galaxias UCM

En este capítulo nos ocuparemos del análisis de la distribución espacial y de la intensidad de la formación estelar en las galaxias de la Exploración UCM, usando para esta caracterización observaciones fotométricas en la región de la línea de emisión nebular  $H\alpha$ . La memoria de este trabajo comenzará con la exposición de los objetivos fundamentales del proyecto, seguido de una descripción detallada de las observaciones y de las técnicas de reducción y calibración de los datos. Posteriormente se presentarán e interpretarán los resultados.

### 5.1. Objetivos del estudio

De manera paralela a la caracterización de la muestra de galaxias con formación estelar de la Exploración UCM en filtros anchos en el ámbito del óptico e infrarrojo cercano, se llevó a cabo un análisis detallado de los brotes de formación estelar a través de imágenes de banda estrecha en la zona de la línea nebular  $H\alpha$ , desplazada hacia el rojo en cada objeto de acuerdo a su valor de  $z$ . Dado que la principal característica de nuestra muestra es la formación estelar atípicamente alta en comparación con galaxias normales locales,

el estudio de la localización e intensidad de las regiones de formación estelar surge de forma natural como el siguiente paso en la caracterización de las galaxias UCM.

Las observaciones fotométricas en la línea de emisión H $\alpha$ , junto con observaciones fotométricas y espectroscópicas complementarias en un amplio rango de longitudes de onda, son esenciales para estudiar en profundidad los parámetros involucrados en la formación estelar en galaxias, tema clave en el análisis de la evolución temporal de estructuras en el Universo, y que toma especial relevancia para galaxias a alto desplazamiento al rojo, dominadas en su mayoría por una formación estelar violenta. Este objetivo resulta más fácil de acometer en galaxias cercanas donde se pueden obtener imágenes de mayor resolución espacial y con un coste en tiempo de observación menor que el necesario para galaxias distantes (Gallego 1998, Conselice et al. 2000a).

Como se mencionó en la introducción de la presente memoria de tesis, el estudio de las propiedades estructurales de la formación estelar reciente en galaxias comenzó, de una manera sistemática y extendida, con el trabajo de Kennicutt (1983). En este artículo se hizo uso de la emisión nebulosa de la línea de recombinación H $\alpha$  (contaminada de [NII]) como trazador de una población de estrellas jóvenes y calientes responsables del calentamiento e ionización del gas. Este estudio, llevado a cabo con galaxias espirales cercanas y más o menos relajadas, ha sido complementado por otros autores para muestras de naturaleza variada (Gavazzi et al. 1998, Iglesias-Páramo & Vílchez 1999, Hameed & Devereux 1999, Conselice et al. 2000b, Chitre & Joshi 2001). En el presente proyecto se ha llevado a cabo, por primera vez en la literatura, un estudio de la emisión H $\alpha$  de una muestra completa de galaxias con formación estelar seleccionadas por su emisión en dicha línea de recombinación.

Los principales objetivos del trabajo descrito en este capítulo son:

- Complementar las observaciones espectroscópicas de la muestra UCM (Gallego et al. 1996), que facilitaron información acerca de la zona abarcada por las rendijas, cuyo tamaño es muy limitado e impide obtener resultados con resolución espacial. Extrapolar los resultados espectroscópicos obtenidos con una apertura finita a toda la galaxia exige correcciones de apertura muy poco fiables. En efecto, algunas de las observaciones espectroscópicas pueden estar dominadas por emisión nuclear<sup>1</sup> y/o haber perdido grandes regiones HII en el disco. Además, un núcleo muy brillante puede derivar en la sobrestimación de la emisión integrada de la galaxia (si

---

<sup>1</sup>En este capítulo nos referiremos a los brotes localizados en las zonas más internas de la galaxia como nucleares (sin ninguna relación con actividad nuclear, AGN).

se efectúa una corrección de apertura).

- Obtener información acerca de la localización de los brotes de formación estelar dentro de cada objeto, así como de su intensidad. Este estudio nos ayudará a comprender los factores involucrados en la formación de estrellas en galaxias, lo que permite hacer una comparación directa con galaxias a desplazamientos al rojo mayores, muchas de ellas dominadas por brotes de formación estelar.
- Analizar la relación de dichos brotes con las propiedades de la población estelar más evolucionada presente en la galaxia, es decir, estudiar la historia de la formación estelar de cada objeto y su posible influencia en las propiedades del brote de formación estelar más reciente, que es el que hemos detectado gracias a la línea de emisión nebular  $H\alpha$ .
- Estudiar la naturaleza de la emisión  $H\alpha$ , delimitando las propiedades del *gas difuso ionizado* (DIG) en las galaxias UCM. Esta componente del gas interestelar fue inicialmente estudiada por Reynolds (1990), y su caracterización es esencial para comprender los procesos de transporte y absorción de fotones ionizantes en regiones HII (véase, por ejemplo, Wang et al. 1997, Hoopes et al. 2001).
- Comparar las propiedades de la población estelar más joven dentro de las galaxias UCM derivadas a partir de distintos estimadores de la formación estelar, cubriendo distintas zonas del espectro, desde el radio hasta el infrarrojo lejano. Con ello podemos evaluar el efecto del polvo en la formación estelar de nuestras galaxias.

## 5.2. La muestra de galaxias

El estudio de la distribución espacial de la emisión  $H\alpha$  que describiremos en este capítulo fue llevado a cabo para una submuestra de galaxias escogida de las Listas I y II de la Exploración UCM (Zamorano et al. 1994, 1996). Las exigentes necesidades de tiempo de observación que implicaba este proyecto obligó a una selección cuidadosa de galaxias de entre los 191 objetos (176 si excluimos las AGN) que conforman las dos primeras listas de la UCM.

La selección se efectuó siguiendo dos criterios bien definidos:

- Todos los tipos espectroscópicos estudiados en Gallego et al. (1996) debían estar representados en la misma proporción que en la muestra total. De esta clasificación excluimos las AGN puesto que no era posible separar la componente de actividad

nuclear de la emisión por parte de brotes de formación estelar (que suelen convivir en este tipo de galaxias con el núcleo activo). El tipo espectroscópico está correlacionado con otras propiedades, tanto observacionales (anchura equivalente de  $H\alpha$ ) como derivadas (extinción o metalicidad), por lo que la inclusión de todos los tipos aseguraba la posibilidad de analizar diferentes ambientes de formación estelar.

- La distribución en luminosidad  $H\alpha$  de las galaxias seleccionadas en este estudio debía ser equivalente a la de la muestra UCM completa. Esto permitía seguir considerando la submuestra como estadísticamente representativa y poder aplicar correcciones de completitud para calcular una función de luminosidad basada en imágenes  $H\alpha$ . En este sentido cabían dos posibilidades: (1) seleccionar las galaxias más brillantes de modo que la submuestra sigue siendo completa pero con una magnitud límite más brillante; (2) seleccionar galaxias de todas las luminosidades en igual proporción que en la muestra completa, estudiando la completitud de la submuestra con respecto a la exploración completa en intervalos de luminosidad. Esta última fue la forma de selección de galaxias elegida.

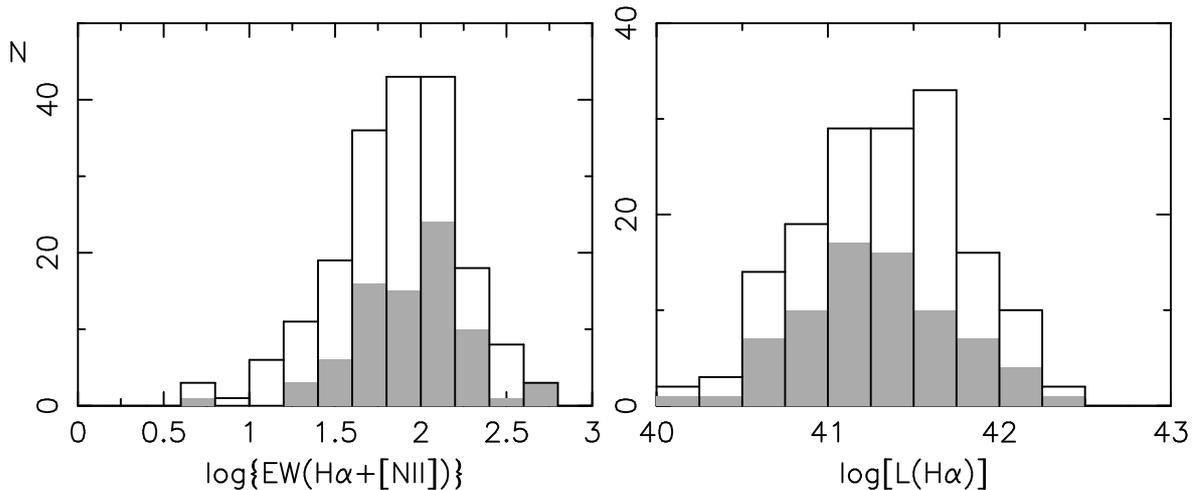


Figura 5.1: Comparación de las distribuciones de  $EW(H\alpha+[NII])$  y  $L(H\alpha)$  de la muestra observada en imagen  $H\alpha$  (en gris) con respecto al total de la muestra UCM, Listas I y II (en negro). Las anchuras equivalentes están en  $\text{\AA}$  y las luminosidades en  $\text{erg s}^{-1}$ .

Siguiendo los dos criterios mencionados se construyeron tres submuestras de  $\sim 40$ ,  $\sim 80$  y  $\sim 100$  objetos, cada una de ellas con un grado de completitud mayor que la precedente. Finalmente se lograron observar 87 galaxias, 79 de ellas con calibración en flujo, lo que supone un  $\sim 45\%$  de la muestra total de 176 galaxias (excluyendo los 15 AGNs).

La figura 5.1 muestra las distribuciones en anchura equivalente de las líneas  $H\alpha$

y  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548,6584 \text{ EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])$ , y en luminosidad  $\text{H}\alpha$  [ $L(\text{H}\alpha)$ ] de la submuestra observada en imagen  $\text{H}\alpha$  y el total de galaxias UCM. Usando un test de Kolmogorov-Smirnov sobre los datos de  $\text{EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])$  se estimó la probabilidad de que la submuestra de 79 objetos sea representativa de toda la Exploración UCM, obteniendo un valor del 82 %. La  $\text{EW}(\text{H}\alpha + [\text{NII}])$  está íntimamente ligada con la clasificación espectroscópica (Gallego et al. 1997), por lo que esta probabilidad asegura el buen muestreo de nuestra galaxias en el primer criterio mencionado. El mismo test, esta vez aplicado sobre las luminosidades  $\text{H}\alpha$ , proporciona una probabilidad del 98 %.

Además de la lista de 79 objetos también se observaron 9 objetos más, aunque no se ha conseguido calibración en flujo hasta la fecha. Por completitud, mostraremos sus imágenes  $\text{H}\alpha$  en las fichas del final de esta memoria, aunque no se han tenido en cuenta en las discusiones sobre resultados entabladas en este capítulo.

### 5.3. Observaciones

La muestra seleccionada de 79 galaxias fue observada en 3 campañas de observación y 2 noches de servicio en el *Nordic Optical Telescope* (NOT) del Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, España (ORM) y 2 campañas en el telescopio de 2.2 metros del Observatorio Hipano-Alemán de Calar Alto, en Almería, España. (CAHA), sumando un total de 20 noches de observación (en 2 de las cuales no se obtuvieron imágenes debido al mal tiempo). Los datos principales de cada una de las campañas se facilitan en la tabla 5.1.

Tabla 5.1: Diario de las observaciones  $\text{H}\alpha$  de las galaxias UCM. Las columnas detallan: (1) Nombre del telescopio. (2) Fechas de las observaciones. (3) Instrumento utilizado (todos equipados con un detector CCD Loral 2k×2k). (4) Escala de la cámara (en arcsec  $\text{pixel}^{-1}$ ). (5) Número de galaxias observadas (o calibradas) en la campaña. (6) Condiciones atmosféricas.

Telesc./Observ.	Fechas		Instrumento	Escala	No. gal	Condiciones
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(6)
NOT (servicio)	13	Jul 1999	HiRAC	0.110	2	fotométrico
2.2m CAHA	27–28	Dic 1999	CAFOS	0.313	0	cubierto
NOT	22–25	Sep 2000	ALFOSC	0.189	36	1 noche fotométrica
NOT (servicio)	16	Sep 2000	ALFOSC	0.189	16	fotométrico
2.2m CAHA	10–13	May 2001	CAFOS	0.313	10	no fotométrico
NOT	22–26	Jun 2001	ALFOSC	0.189	23	fotométrico
NOT	19–21	Abr 2002	ALFOSC	0.189	16	2 noches fotométricas

Las observaciones fueron realizadas con filtros estrechos (NB), de unos 50 Å de anchura, situados en la longitud de onda correspondiente a la línea  $H\alpha$  a los desplazamientos al rojo de cada galaxia, y un filtro ancho (BB), el  $R_C$  de Cousins (Cousins 1978) o  $R_J$  de Johnson (Johnson 1965), para sustraer el continuo espectral. El uso de un filtro ancho para este propósito permite usar tiempos de exposición relativamente cortos, en comparación con el necesario si se usan filtros estrechos desplazados a ambos lados de la línea de emisión.

Las exposiciones integradas típicas fueron de 2700 s en el filtro NB y 900 s en el BB, siendo divididas en imágenes más cortas para evitar el saturado del detector, eliminar rayos cósmicos en el proceso de reducción y borrar las posibles imperfecciones del detector. Entre cada exposición se llevó a cabo un pequeño desplazamiento del telescopio (en inglés, *dithering*) de entre 10'' y 20''. Los tiempos de exposición utilizados permitieron detectar intensidades de la línea  $H\alpha$  de  $\sim 5 \times 10^{-17} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{arcsec}^{-2}$  a  $2\sigma$  por encima del nivel de cielo. Las condiciones de *seeing* fueron excepcionales, sobre todo en las campañas del NOT, contando un 90 % de las imágenes con un *seeing* inferior a 1'' 0.

En cada noche de observación se tomaron imágenes de calibración (*bias, flat fields*), así como exposiciones en todos los filtros de estrellas estándar, tanto fotométricas (del catálogo de Landolt 1992) como espectroscópicas (Oke 1990, Hamuy et al. 1992). Además se observaron 2–3 objetos en común en todas las campañas con el objetivo de controlar posibles errores sistemáticos en el proceso de calibración. En el caso de noches no fotométricas, la calibración se llevó a cabo a partir de exposiciones cortas en el filtro BB tomadas en otras noches de condiciones atmosféricas mejores, o con imágenes en el filtro  $r$  de Gunn de Vitores et al. (1996a), como explicaremos en la siguiente sección.

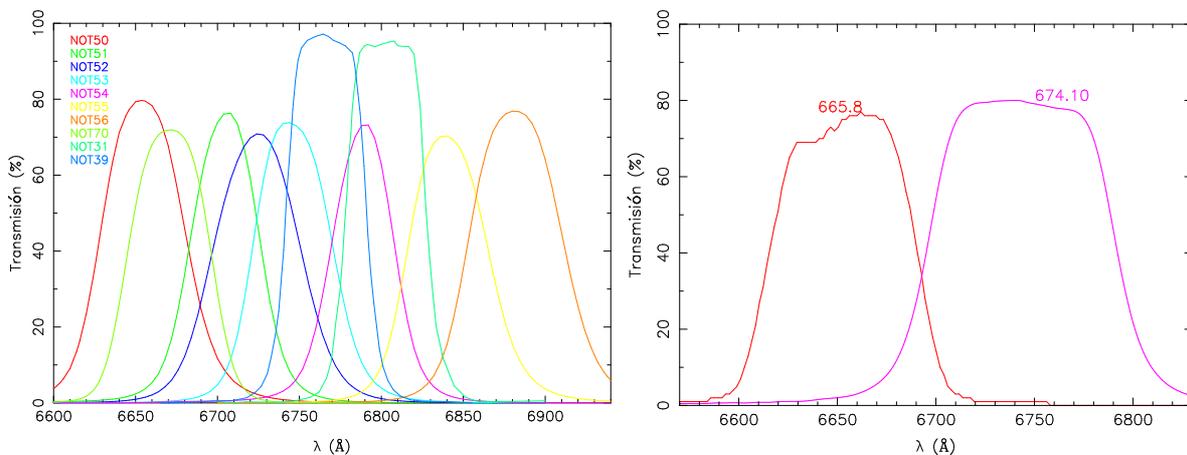


Figura 5.2: Curvas de transmisión de los filtros utilizados en las observaciones  $H\alpha$  de las galaxias UCM en los telescopios NOT del ORM (izquierda) y 2.2m de CAHA (derecha).

En este tipo de estudios de la emisión  $H\alpha$  en galaxias es importante conocer con detalle las curvas de transmisión de los filtros utilizados en las observaciones. Estas curvas fueron obtenidas directamente de los observatorios que, en todos los casos, habían caracterizado de manera precisa los filtros. La anchura típica de los filtros NB era 50 Å, y la transmisión máxima alcanzada de  $\sim 70\%$ . Para cada galaxia se eligió el filtro NB óptimo de manera que la transmisión a la longitud de onda de  $H\alpha$ , debidamente desplazada hacia el rojo según la velocidad de recesión del objeto, fuera superior al 50%. En la figura 5.2 y la tabla 5.2 se muestran las curvas de transmisión y los datos esenciales de cada uno de los filtros utilizados.

Tabla 5.2: Datos principales de los filtros utilizados en las observaciones  $H\alpha$ . Las columnas detallan: (1) Nombre del filtro (telescopio). (2) Anchura del filtro. (3) Longitud de onda efectiva del filtro. (4) Transmisión máxima del filtro.

Filtro (telescopio)	$\Delta\lambda$ (Å)	$\lambda_{\text{eff}}$ (Å)	$T_{\text{max}}$ (%)
(1)	(2)	(3)	(4)
# 31 (IAC-NOT)	53	6803	95
# 39 (IAC-NOT)	52	6766	97
# 50 (NOT)	60	6656	80
# 51 (NOT)	50	6704	76
# 52 (NOT)	62	6724	71
# 53 (NOT)	56	6746	74
# 54 (NOT)	46	6788	73
# 55 (NOT)	58	6842	70
# 56 (NOT)	66	6882	77
# 70 (NOT)	55	6671	72
$R_C$ (NOT)	1281	6332	81
665/8 (2.2m)	76	6653	77
674/10 (2.2m)	103	6742	80
$R_J$ (2.2m)	1636	6399	61

En la tabla 5.2 las anchuras ( $\Delta\lambda$ ) han sido calculadas a partir de la curva de transmisión  $T(\lambda)$  y la transmisión máxima de cada filtro, de acuerdo con la fórmula:

$$\Delta\lambda = \frac{\int_0^\infty T(\lambda) d\lambda}{T_{\text{max}}} \quad (5.1)$$

La longitud de onda efectiva ( $\lambda_{\text{eff}}$ ) se ha calculado a partir de los datos anteriormente citados y del espectro de Vega [ $S_{\text{Vega}}(\lambda)$ ], que ha sido extraído del trabajo de Colina et al. (1996):

$$\lambda_{\text{eff}} = \frac{\int_0^{\infty} S_{\text{Vega}}(\lambda) T(\lambda) d\lambda}{T_{\text{max}}} \quad (5.2)$$

## 5.4. Reducción y calibración

La reducción y calibración de las imágenes obtenidas en las campañas descritas en la sección anterior se realizó siguiendo las técnicas estándar de tratamiento de datos CCD (véase el capítulo 3). Sin embargo, en las observaciones asociadas a este proyecto se dividieron las imágenes en exposiciones cortas (de 300–900 segundos), por lo que el proceso de reducción tuvo que tener en cuenta la combinación de estas imágenes para recuperar el total del tiempo de integración de cada galaxia. El procedimiento de combinación fue desarrollado cuidadosamente con el fin de mantener la estadística poissoniana de las imágenes finales y poder, de esta manera, estimar los errores según lo descrito en la sección 3.4.2 del capítulo 3. Pasamos a explicar el procedimiento de reducción a continuación.

### 5.4.1. Bias, flat-field y fringing

Después de restar el *bias* (teniendo en cuenta el *overscan*) y corregir de *flat field* todas las imágenes (usando la tarea *ccdproc* de IRAF), algunas de las imágenes de banda ancha presentaban un patrón suave de *fringing* (en torno a 1 cuenta cada 1000). Para su eliminación se combinaron todas las imágenes de una misma noche con la tarea *imcombine* de IRAF, utilizando para ello un algoritmo de rechazo que eliminara todos los objetos de cada imagen. El proceso de corrección de *fringing* conlleva los siguientes pasos:

- El recortado de las imágenes en un número de cuentas, por encima y por debajo del nivel de cielo, en torno a 40 veces la desviación típica del cielo. Con ello se eliminaron las zonas más brillantes de la galaxia estudiada y de los objetos del campo, así como los píxeles calientes y fríos (si existían).
- La combinación de estas imágenes usando un filtro de mediana para obtener una imagen patrón del *fringing*, en la que a cada píxel se le adjudicaba el valor de la mediana de todos los píxeles equivalentes de las imágenes individuales.
- La comparación de los patrones de cada noche para formar, si la forma del *fringing* era igual, una patrón maestro para toda la campaña. Este patrón fue normalizado restándole el valor mediano de toda la imagen para mantener así el número de cuentas de los objetos y la calibración en flujo.

- La aplicación del patrón maestro a cada imagen individual, seleccionando de manera interactiva el factor de escala del patrón hasta conseguir el mejor resultado de eliminación de *fringing*.

### 5.4.2. Alineado y combinación

Una vez totalmente reducidas, se procedió al alineado de las imágenes de un mismo objeto que, típicamente, eran 3 exposiciones en el filtro NB y 3 en el BB. El alineado se realizó con las tareas *geomap* y *gregister* de IRAF a través de la determinación de las posiciones de  $\sim 10$  estrellas de campo. Los movimientos permitidos fueron giros, escalados globales de la imagen y desplazamientos lineales, tanto horizontales como verticales. El proceso se llevó a cabo de manera que se mantuviese constante el flujo de los objetos (con variaciones en los brillos de las estrellas de campo menores que la centésima de magnitud). Los alineados consiguieron, en todos los casos, resultados mejores que una desviación típica de  $\sigma = 0.3$  píxeles.

Después del alineado sólo falta la combinación de las imágenes de un mismo filtro. Primero se restó el valor de cielo, asumido como la mediana de todos los píxeles de cada imagen ya que las galaxias ocupan sólo una fracción mínima del campo. Posteriormente se corrigió cada exposición de la extinción atmosférica, que habíamos determinado por medio de la recta de Bouguer para cada noche de manera análoga a lo realizado para las imágenes en el filtro *B* (véase el capítulo 3). Para ello se multiplicó cada imagen por un factor  $10^{K_R \sec(z)}$ , donde  $K_R$  es la extinción en magnitudes en el filtro BB y  $\sec(z)$  es la masa de aire. En este paso se asumió que las extinciones en el filtro BB y en el NB eran iguales, dada la proximidad de las longitudes de onda centrales de ambos filtros. En el caso de noches no fotométricas, las intensidades de cada imagen se igualaron a una intensidad media de todas las exposiciones de un mismo filtro; la intensidad media fue calculada a partir de las estrellas de campo utilizadas en la alineación. Este paso de igualado de intensidades es el punto clave para que se mantenga la estadística poissoniana en el número de cuentas de cada imagen. A continuación se combinaron todas las exposiciones de un mismo filtro usando *imcombine* y un filtro de media sin pesos. Para finalizar se sumó el valor mediano del cielo que se había restado al principio y se multiplicó la imagen por el número de exposiciones combinadas. De esta manera se obtuvieron dos imágenes finales de cada galaxia, una correspondiente al filtro BB y otra al NB.

### 5.4.3. Resta del continuo estelar

Las imágenes NB son el resultado de la suma de los flujos (escalados con la transmisión del filtro a cada longitud de onda) de las líneas de emisión  $H\alpha$ ,  $[\text{NII}]\lambda 6548$  y  $[\text{NII}]\lambda 6584$ , y del flujo asociado al continuo estelar, que puede ser calculado como la intensidad del continuo  $I_c$  por la anchura del filtro  $\Delta\lambda$ . Por tanto, para obtener las imágenes de emisión  $H\alpha$  pura hay que sustraer el continuo estelar y tener en cuenta la contaminación de la emisión de  $[\text{NII}]$ .

El restado del continuo se realizó a partir de la comparación de los flujos de no menos de 10 estrellas de campo en los filtros BB y NB. En la imagen final de líneas de emisión nebulosa pura ( $H\alpha + [\text{NII}]$ ) el flujo de todas las estrellas debe ser nulo, por lo que se calculó un factor de escala como el cociente de los flujos de las estrellas en los dos filtros, se multiplicó la imagen BB por este factor y se le restó a la imagen NB. El espectro de una estrella de campo en particular no tiene por qué ser igual al de la galaxia estudiada, pero el uso de bastantes estrellas asegura el mejor resultado posible en la sustracción del continuo. Comparando los factores calculados de la manera explicada con factores análogos obtenidos a partir de la integración de los espectros de estrellas estándar típicas convolucionados con las transmisiones del sistema de observación, estimamos el error cometido en este proceso en, como máximo, un 5 % en el flujo de la línea. En la figura 5.3 se muestra un ejemplo de la sustracción del continuo de una galaxia (UCM1537+2506NS). Tras la sustracción del continuo estelar las imágenes de línea de emisión presentaban un valor de cielo residual, que fue sustraído antes de la medida de observables.

### 5.4.4. Descontaminación de $[\text{NII}]$ y corrección de extinción

Las anchuras de los filtros NB, facilitadas en la tabla 5.2, no son lo suficientemente pequeñas para evitar la contaminación de  $[\text{NII}]$  en las imágenes de líneas de emisión puras. Sin embargo, las transmisiones en las longitudes de onda de las líneas de  $[\text{NII}]$  fueron a menudo pequeñas en comparación con la transmisión en la longitud de onda de  $H\alpha$ , del orden de un 30 % menores (véase la tabla 5.3). Para obtener imágenes  $H\alpha$  puras se utilizaron los cocientes de intensidad de las líneas de  $[\text{NII}]\lambda 6548$  y  $[\text{NII}]\lambda 6584$  frente a  $H\alpha$  obtenidos en el estudio espectroscópico de Gallego et al. (1996), así como las transmisiones de los filtros NB a las longitudes de onda correspondientes (debidamente desplazadas hacia el rojo), facilitadas en la tabla 5.3 (normalizadas por medio de la transmisión máxima del filtro). De igual manera, se utilizaron los decrementos de Balmer espectroscópicos para corregir los flujos  $H\alpha$  de extinción por polvo de la propia galaxia (y de la Vía Láctea). Los valores de Gallego et al. (1996) fueron corregidos de absorción estelar, según lo explicado en el capítulo 2.

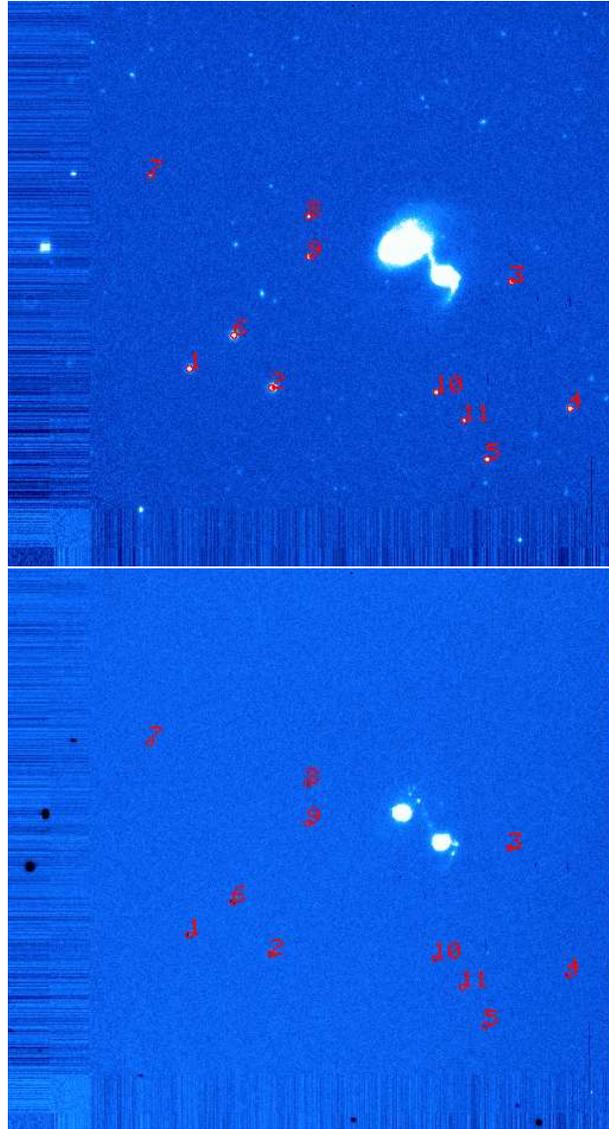


Figura 5.3: Ejemplo de la sustracción del continuo espectral en el caso de la galaxia UCM1537+2506NS, de la campaña del NOT de Septiembre de 2000. El panel superior muestra la imagen NB en la que se observan múltiples estrellas de campo; las marcadas con un número fueron las elegidas para llevar a cabo el alineado y la comparación de flujos para calcular el factor de escala BB/NB. En el panel inferior se muestra la imagen final, en la que se puede observar cómo han desaparecido las estrellas de campo, y ha quedado la emisión nebular  $H\alpha+[NII]$ . Es interesante reseñar que UCM1537+2506N y UCM1537+2506S están al mismo desplazamiento al rojo (queda comprobado al ver que las dos muestran emisión en el mismo filtro NB) e incluso se observa un puente de materia con algunas nodos de formación estelar entre ambos objetos.

Tabla 5.3: Datos de las observaciones  $H\alpha$  de las galaxias UCM. Las columnas detallan: (1) Nombre UCM. (2) Filtro NB. (3) Transmisión del filtro NB en la línea  $H\alpha$ . (4) Transmisión del filtro NB en la línea  $[NII]\lambda 6548$ . (5) Transmisión del filtro NB en la línea  $[NII]\lambda 6584$ . (6) Transmisión del filtro BB en la línea  $H\alpha$ . (7) Factor de flujos entre la imagen NB y la BB medido por medio de estrellas de fondo. (8) Factor de flujos entre la imagen NB y la BB medido teóricamente (ver texto).

Galaxia (1)	Filtro (2)	$T_{NB}(H\alpha)$ (3)	$T_{NB}(6548)$ (4)	$T_{NB}(6584)$ (5)	$T_{BB}(H\alpha)$ (6)	$fact_{imag}$ (7)	$fact_{conv}$ (8)
0013+1942	NOT53	99.8	73.0	77.6	61.9	0.038600	0.043534
0014+1748	NOT70	94.2	99.4	27.9	65.7	0.044400	0.042865
0014+1829	NOT70	94.2	99.4	27.9	65.7	0.060000	0.042865
0015+2212	NOT51	84.4	37.2	91.9	65.0	0.034700	0.038863
0017+1942	NOT53	92.7	43.6	93.0	62.5	0.041400	0.043534
0047+2413	NOT54	99.9	75.4	40.5	58.7	0.030600	0.036155
0047+2414	NOT54	99.9	75.4	40.5	58.7	0.031200	0.036155
0056+0043	NOT70	85.6	99.8	15.8	65.4	0.039000	0.042865
0056+0044	NOT70	93.2	99.6	25.9	65.6	0.039000	0.042865
0141+2220	NOT70	98.7	96.5	46.0	66.0	0.036300	0.042865
0147+2309	NOT51	77.4	29.8	96.7	65.2	0.037500	0.038863
0148+2124	NOT70	99.7	92.6	58.4	66.2	0.044800	0.042865
0159+2326	NOT70	96.7	98.2	36.2	65.8	0.039800	0.042865
1246+2727	NOT51	85.8	39.2	90.6	85.8	0.034100	0.038863
1247+2701	CAHA674.10	97.0	64.9	99.9	75.6	0.075500	0.062905
1248+2912	NOT51	99.8	77.4	52.8	99.8	0.035000	0.038863
1253+2756	NOT70	99.8	87.7	68.3	99.8	0.037900	0.042865
1254+2740	NOT70	99.7	82.0	77.3	99.7	0.036800	0.042865
1255+2819	NOT53	99.8	75.3	76.0	99.8	0.042200	0.043534
1255+3125	CAHA674.10	99.8	98.2	98.4	74.8	0.087300	0.062905
1256+2701	CAHA674.10	99.3	92.4	99.3	75.2	0.077000	0.062905
1256+2722	CAHA674.10	98.8	99.9	95.5	73.9	0.074800	0.062905
1256+2910	NOT53	99.5	86.8	64.5	99.5	0.040800	0.043534
1257+2808	NOT70	99.4	94.4	53.5	99.4	0.038200	0.042865
1258+2754	NOT52	99.1	92.0	57.8	99.1	0.042700	0.048745
1300+2907	NOT51	99.9	81.1	48.0	99.9	0.016100	0.038863
1301+2904	NOT53	97.8	58.5	86.7	97.8	0.051400	0.043534
1302+2853	NOT52	97.1	72.5	84.2	97.1	0.046800	0.048745
1303+2908	NOT52	94.3	97.6	43.7	94.3	0.040900	0.048745
1304+2808	NOT51	97.2	63.2	69.5	97.2	0.035400	0.038863
1304+2818	CAHA674.10	99.2	89.0	99.6	75.2	0.071700	0.062905
1304+2830	NOT51	99.8	77.4	52.8	99.8	0.034100	0.038863
1306+2938	NOT51	96.7	61.1	71.9	96.7	0.035300	0.038863
1306+3111	CAHA665.8	97.4	98.7	36.0	77.5	0.059500	0.046655
1308+2950	CAHA674.10	99.2	86.4	99.8	75.3	0.071000	0.062905
1308+2958	NOT51	98.2	67.5	64.8	98.2	0.034800	0.038863
1314+2827	NOT52	99.1	92.0	57.8	99.1	0.044400	0.048745
1324+2651	CAHA674.10	99.4	94.2	99.1	75.1	0.074200	0.062905

Tabla 5.3: Continuación.

Galaxia (1)	Filtro (2)	$T_{NB}(H\alpha)$ (3)	$T_{NB}(6548)$ (4)	$T_{NB}(6584)$ (5)	$T_{BB}(H\alpha)$ (6)	$fact_{imag}$ (7)	$fact_{conv}$ (8)
1324+2926	CAHA665.8	94.3	99.1	27.0	77.4	0.043400	0.046655
1331+2900	NOT54	94.2	90.5	23.5	94.2	0.030400	0.036155
1431+2854	CAHA674.10	97.1	98.8	64.1	73.2	0.073100	0.062905
1431+2947	NOT51	99.9	81.1	48.0	99.9	0.035000	0.038863
1432+2645	NOT39	100.0	92.4	82.4	100.0	0.046800	0.040306
1440+2521N	NOT39	98.7	98.0	48.7	98.7	0.049400	0.040306
1440+2521S	NOT39	99.0	97.6	54.0	99.0	0.049400	0.040306
1443+2548	NOT54	91.1	92.8	20.3	91.1	0.031900	0.036155
1444+2923	NOT53	99.1	90.4	60.3	99.1	0.038400	0.043534
1513+2012	NOT31	99.8	98.7	55.4	99.8	0.047000	0.041072
1537+2506N	NOT51	94.4	93.9	27.7	63.8	0.034200	0.038863
1537+2506S	NOT51	94.4	93.9	27.7	63.8	0.034200	0.038863
1612+1308	NOT50	83.6	37.2	98.6	83.6	0.044500	0.047132
1646+2725	NOT54	97.0	58.2	60.2	59.1	0.026600	0.036155
1647+2727	NOT54	68.8	99.9	9.7	57.7	0.030500	0.036155
1647+2729	NOT54	75.8	99.4	11.8	57.9	0.030500	0.036155
1647+2950	NOT53	95.3	98.1	42.0	61.2	0.040900	0.043534
1648+2855	NOT39	99.9	93.8	79.8	99.9	0.045100	0.040306
1656+2744	NOT54	86.8	38.6	81.6	59.4	0.029300	0.036155
1657+2901	NOT54	61.2	17.7	99.1	60.0	0.031600	0.036155
2238+2308	NOT52	96.5	70.9	85.5	96.5	0.043300	0.048745
2249+2149	NOT56	89.6	47.7	98.5	89.6	0.043300	0.051285
2250+2427	NOT55	99.9	82.4	68.7	99.9	0.038400	0.045295
2251+2352	NOT53	98.2	61.0	85.6	62.2	0.039200	0.043534
2253+2219	NOT52	99.1	79.7	76.9	99.1	0.042600	0.048745
2255+1654	NOT31	98.0	99.4	10.3	98.0	0.045200	0.041072
2255+1926	NOT70	78.7	99.6	11.2	65.2	0.035300	0.042865
2255+1930N	NOT51	67.6	21.8	99.6	65.4	0.037800	0.038863
2255+1930S	NOT51	73.7	26.5	97.9	65.2	0.037800	0.038863
2258+1920	NOT51	99.9	83.0	45.8	64.1	0.038900	0.038863
2304+1640	NOT70	96.1	98.6	33.8	65.8	0.036500	0.042865
2307+1947	NOT53	99.7	70.7	79.2	62.0	0.038400	0.043534
2313+2517	NOT39	54.5	4.6	99.9	63.0	0.066300	0.045071
2315+1923	NOT31	98.5	99.1	12.6	98.5	0.045900	0.041072
2316+2457	NOT53	99.8	83.3	68.4	61.7	0.037500	0.043534
2316+2459	NOT53	99.9	77.5	74.2	61.9	0.037500	0.043534
2325+2318	NOT50	83.6	37.2	98.6	83.6	0.046100	0.047132
2326+2435	NOT70	98.7	96.5	46.0	66.0	0.037400	0.042865
2327+2515N	NOT51	94.0	54.5	78.6	64.7	0.034800	0.038863
2327+2515S	NOT51	94.0	54.5	78.6	64.7	0.034800	0.038863
2329+2427	NOT51	87.2	41.2	89.4	64.9	0.035700	0.038863

### 5.4.5. Calibración

De manera análoga a lo explicado en el capítulo 3 para el caso de las observaciones de las galaxias UCM en el filtro  $B$  de Johnson, la calibración de las imágenes de banda ancha se realizó por medio de la determinación de la recta de Bouguer con estrellas estándar de Landolt (1992) observadas a distintas masas de aire. En este caso también se tuvo en cuenta un término de color, en concreto,  $B - R_C$  (o  $B - R_J$ , aunque la diferencia entre  $R_C$  y  $R_J$  es menor que  $0.1^m$  según Fukugita et al. 1995).

Para un total de 25 galaxias observadas en condiciones no fotométricas se realizaron exposiciones cortas (de entre 3 y 5 minutos) en otras noches con condiciones atmosféricas mejores. La calibración se llevó a cabo a través de la medida del flujo de entre 5 y 10 estrellas comunes entre la imagen calibrada y la sin calibrar.

Además de los objetos anteriormente reseñados, para 12 galaxias fue imposible conseguir una imagen de calibración en el filtro BB, pero contaban con observaciones realizadas en el filtro  $r$  de Gunn por Vitores et al. (1996a), y se pudieron calibrar a través de la comparación de estos dos filtros. Este procedimiento consistió en el cálculo de una correlación entre los flujos de las galaxias en los filtros BB y  $r$  para las galaxias observadas en condiciones fotométricas en ambos filtros. Utilizando aperturas circulares de  $5''$  y aproximando la pendiente del espectro de la galaxia por medio del color  $B - r$ , obtuvimos la relación siguiente (usando un total de 67 objetos):

$$R_C - r = (-0.238 \pm 0.038) + (0.011 \pm 0.047) (B - r) \quad (5.3)$$

Una vez calibradas las imágenes BB, se puede obtener la relación entre el flujo absoluto y el número de cuentas en las imágenes  $H\alpha$  por medio del cociente de flujos de estrellas espectrofotométricas en las imágenes BB y NB. Expondremos las ecuaciones implicadas a continuación. El flujo medido en la imagen de líneas de emisión puras, una vez restada la imagen BB debidamente escalada, se puede expresar como:

$$F_{NB} = F_{\alpha} \tau_{\alpha}^{\alpha} + F_{N6548} \tau_{\alpha}^{6548} + F_{N6584} \tau_{\alpha}^{6584} + \Delta\lambda_{NB} f_{BB} \quad (5.4)$$

$$f_{BB} = \frac{F_{BB} - F_{\alpha} \tau_{BB}^{\alpha} - F_{N6548} \tau_{BB}^{6548} - F_{N6584} \tau_{BB}^{6584}}{\Delta\lambda_{BB}} \quad (5.5)$$

donde  $F_{NB}$  es el flujo medido en la imagen de banda estrecha,  $F_{\alpha}$ ,  $F_{N6548}$  y  $F_{N6584}$  los

flujos de las líneas  $H\alpha$ ,  $[\text{NII}]\lambda 6548$  y  $[\text{NII}]\lambda 6584$  (todos en  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ ),  $\Delta\lambda_{NB}$  y  $\Delta\lambda_{BB}$  las anchuras de los filtros estrecho y ancho (en  $\text{Å}$ ),  $f_{BB}$  el nivel de continuo (en unidades de  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ ),  $F_{BB}$  el flujo medido en la imagen BB y  $\tau_{BB}^\alpha$  la transmisión del filtro ancho a la altura de la línea  $H\alpha$  en relación al máximo. Transmisiones análogas se han tenido en cuenta en el caso del filtro estrecho ( $\tau_\alpha$ ) para cada línea implicada. Se ha asumido que las transmisiones del filtro BB para la línea  $H\alpha$  y para las de  $[\text{NII}]$  son iguales.

Los flujos de las líneas de  $[\text{NII}]$  pueden escribirse en función de la intensidad de la línea  $H\alpha$  o  $H\beta$ . Los cocientes de intensidades de todas las líneas con respecto a  $H\beta$ , por ejemplo  $I_{6584,\beta}$ , fueron estudiados en el seguimiento espectroscópico de la muestra UCM realizado por Gallego et al. (1996). Como ejemplo damos el caso de la línea  $[\text{NII}]\lambda 6584$ :

$$F_{N6584} = \frac{I_{6584,\beta}}{I_{\alpha,\beta}} F_\alpha = I_{84,\alpha} F_\alpha \quad (5.6)$$

Combinando las 3 expresiones anteriores y operando llegamos a la ecuación:

$$F_\alpha = \frac{F_{NB} - \delta F_{BB}}{\Gamma} \quad (5.7)$$

donde  $\delta \equiv \Delta\lambda_{NB}/\Delta\lambda_{BB}$  y el denominador se ha redefinido como:

$$\Gamma \equiv \tau_\alpha^\alpha + I_{84,\alpha} \tau_\alpha^{84} + 0.333 I_{84,\alpha} \tau_\alpha^{48} - \delta \tau_{BB} - \delta \tau_{BB} I_{84,\alpha} - 0.333 \delta \tau_{BB} I_{84,\alpha} \quad (5.8)$$

Ahora bien, las estrellas de campo no deben tener emisión nebulosa, por lo que para ellas se puede escribir:

$$\frac{F_{NB}}{F_{BB}} = \frac{\Delta\lambda_{NB}}{\Delta\lambda_{BB}} = \delta \quad (5.9)$$

La ecuación 5.7 se puede reescribir en función de las constantes  $K_{BB}$  y  $K_{NB}$  de paso de cuentas (teniendo en cuenta los tiempos de exposición  $t_{NB}$  y  $t_{BB}$ ) a flujo absoluto ( $F_i$ ) para obtener el flujo en la línea  $H\alpha$ :

$$\frac{F_\alpha \Gamma t_{NB}}{K_{NB}} = N_{NB} - \frac{K_{BB} \delta t_{NB}}{K_{NB} t_{BB}} N_{BB} \quad (5.10)$$

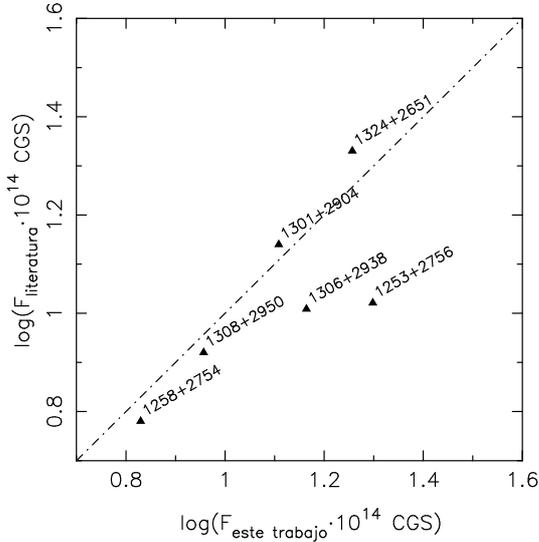


Figura 5.4: Comparación de los flujos  $H\alpha$  calculados en este trabajo con los encontrados en la literatura (Kennicutt et al. 1984, Gavazzi et al. 1990, 1998). Los errores típicos en el cálculo de flujos son del orden del 10 %.

La constante  $K_{BB}$  se obtiene de la calibración de la banda ancha anteriormente explicada. Para las estrellas de campo  $F_\alpha = 0$  y podemos relacionar las dos constantes de calibración por medio del factor de escala entre los flujos en los filtros BB y NB (véase tabla 5.3):

$$fact_{imag} = \frac{(K_{BB}\delta)}{K_{NB}} \quad (5.11)$$

Finalmente se puede calcular el flujo de la línea  $H\alpha$  a partir de la ecuación 5.10:

$$F(H\alpha) = \frac{K_{NB} n_{pura}}{\Gamma} \quad (5.12)$$

donde  $n_{pura}$  es el número de cuentas por segundo en la imagen de línea de emisión  $H\alpha$  pura.

Para comprobar el método de calibración utilizado, en 2 noches también se tomaron imágenes en los filtros NB y BB de estrellas espectrofotométricas (Oke 1990, Hamuy et al. 1992) a distintas masas de aire, con el objetivo de construir una recta de Bouguer para las imágenes NB. Como ejemplo damos los resultados para la primera noche de la campaña de Junio de 2001 en el NOT. La calibración por medio de la recta de Bouguer en el filtro #52 proporciona una constante  $-2.5 \log(K_{NB}) = 39.15$ , frente al valor 39.16 calculado con el método explicado anteriormente para la galaxia UCM1612+1308.

Una nueva comprobación de nuestra calibración se puede establecer a partir de la

comparación de los flujos  $H\alpha$  presentados en esta memoria de tesis con los encontrados en la literatura para 6 galaxias (Kennicutt et al. 1984, Gavazzi et al. 1990, 1998). La figura 5.4 muestra el alto grado de acuerdo entre nuestros datos y los de otros autores, dado que los errores típicos en los flujos  $H\alpha$  se sitúan en  $\sim 10\%$  para nuestro caso, siendo mayores en los datos bibliográficos (algunos obtenidos con detectores fotoeléctricos).

La figura 5.5 muestra algunas imágenes de galaxias ejemplo en los filtros BB y  $H\alpha$  puras. Figuras análogas para toda la muestra observada en este proyecto se pueden encontrar en las fichas del final de esta memoria.

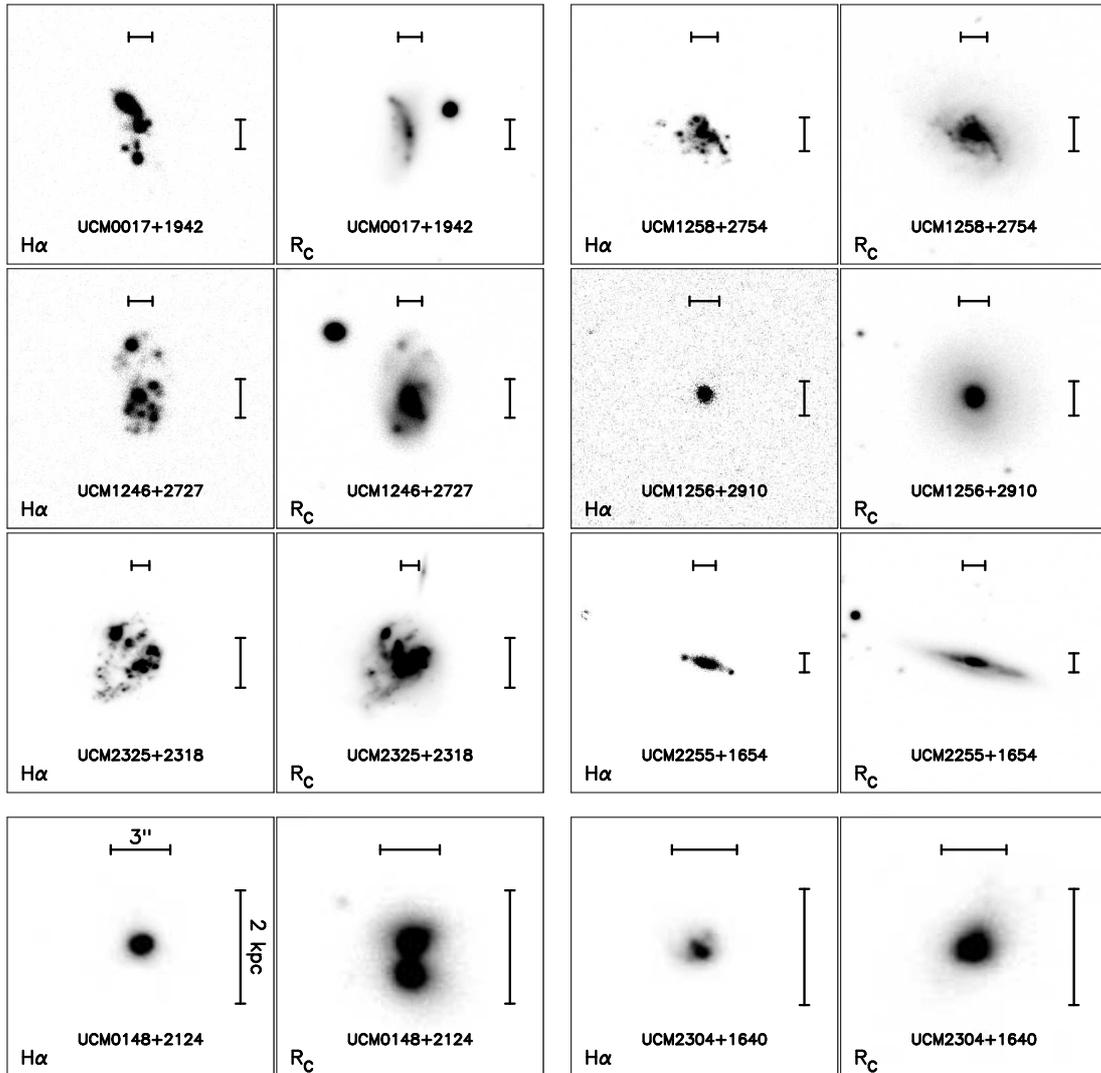


Figura 5.5: Representación en escala de grises de algunas de las galaxias observadas en el proyecto descrito en este capítulo, en el filtro ancho BB y estrecho (imagen  $H\alpha$  pura). Las tres primeras filas contienen las imágenes de galaxias tipo HII (izquierda) y tipo disco (derecha). Las dos figuras de abajo muestran dos BCDs. En cada imagen se detalla el tamaño correspondiente a  $3''$  (segmento horizontal) y 2 kpc (segmento vertical).

## 5.5. Resultados

En esta sección presentaremos los principales resultados alcanzados en el estudio de la distribución espacial de la formación estelar en las galaxias de la Exploración UCM, realizado a través de observaciones fotométricas de la emisión nebular  $H\alpha$ . Estos resultados se refieren a la comparación de los datos provenientes de imágenes en banda estrecha con los obtenidos en las observaciones espectroscópicas, al análisis de las propiedades de concentración, tamaño, localización e intensidad de los brotes de formación estelar, a la relación de éstos con la población subyacente más evolucionada, y a la caracterización de la emisión  $H\alpha$  del DIG. Asimismo, estudiaremos las implicaciones de este trabajo detallado sobre la formación estelar en las investigaciones sobre galaxias a desplazamientos al rojo intermedios y altos. El análisis de una consecuencia directa del presente estudio espacial de la emisión nebular, como es la posibilidad de recalcular la función de luminosidad  $H\alpha$  y la densidad de tasa de formación estelar de las galaxias con formación estelar en el Universo Local, se pospondrá hasta el capítulo 8, donde se presentará junto con las funciones de luminosidad en todas las bandas observadas para las galaxias UCM.

### 5.5.1. Comparación con datos espectroscópicos

El presente estudio de la distribución espacial de la emisión  $H\alpha$  de las galaxias UCM debe ser considerado como un complemento esencial de las observaciones espectroscópicas (Gallego 1995, Gallego et al. 1996, 1997), que arroja luz sobre ciertos aspectos que estas observaciones no pudieron abordar.

Efectivamente, el método espectroscópico de rendija larga conlleva una pérdida de información espacial, es decir, no sirve para analizar la distribución espacial de la emisión, salvo en la franja, muy limitada en nuestras galaxias, ocupada por la rendija. Además, las rendijas se centraron en el máximo de intensidad en banda ancha (observada en la cámara de televisión del dispositivo de autoguiado del telescopio) y se orientaron con el mejor ángulo posible para muestrear toda la galaxia. Sin embargo, es posible (y lo comprobaremos más adelante) que la rendija se centrara en la emisión nuclear de la galaxia, muy común en la muestra UCM, y perdiera regiones HII del disco galáctico que pueden albergar una formación tan o más intensa que el propio núcleo. Incluso, el centro elegido en banda ancha para posicionar la rendija puede no corresponder al brote de formación estelar principal. Por el contrario, para otras galaxias con una emisión nuclear (no necesariamente relacionada con actividad AGN) muy potente, el estudio espectroscópico pudo sobrestimar la emisión total del objeto, al llevarse a cabo correcciones de apertura sobre los flujos obtenidos con las rendijas. En el mejor de los casos, el tamaño de la ga-

laxia era lo suficientemente pequeño como para que la rendija englobara todo el brote (e incluso todo el objeto).

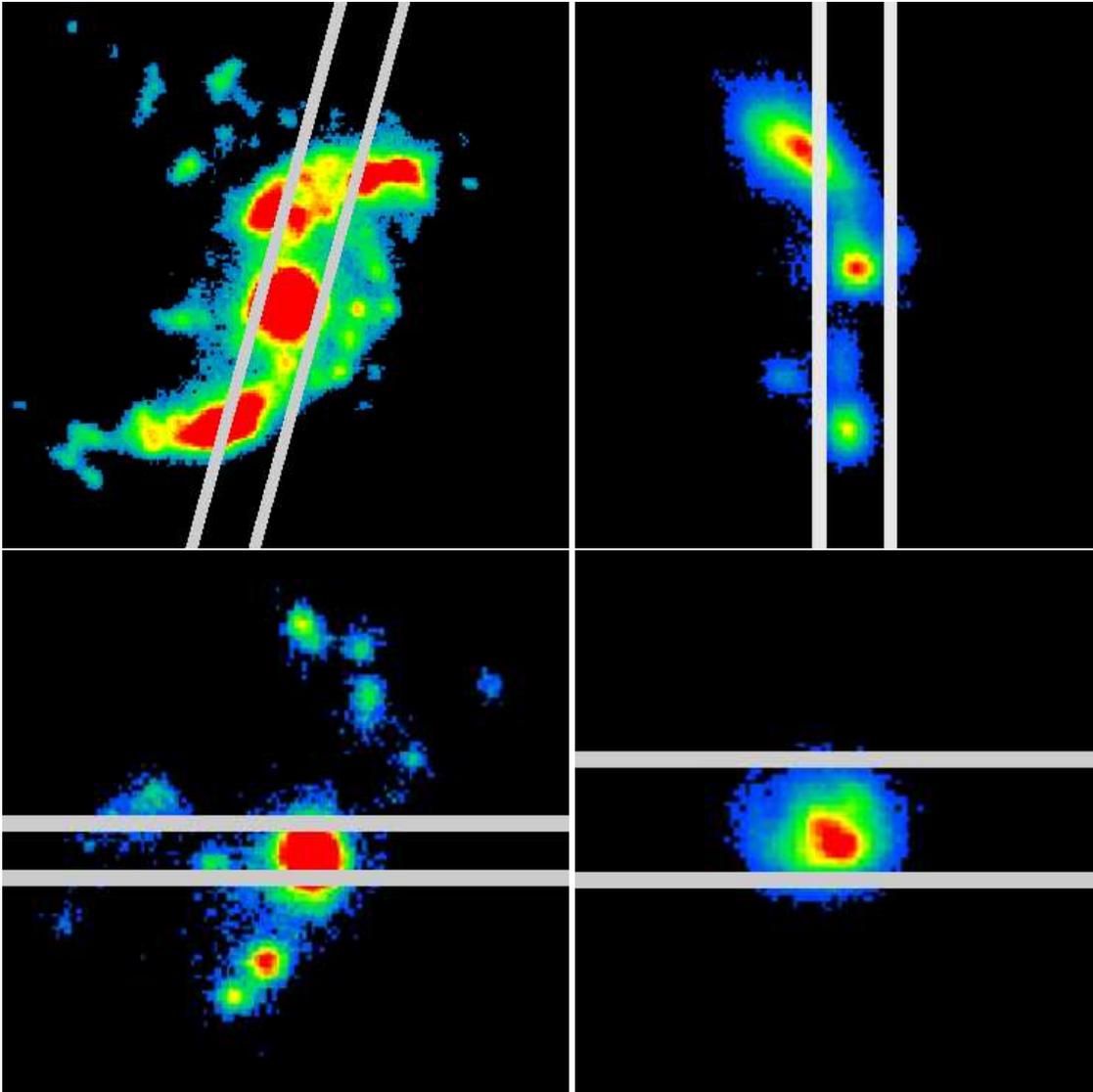


Figura 5.6: Ejemplos significativos de la posición de la rendija (dibujada en gris y en todos los paneles de un tamaño de  $3''$ ) de las observaciones espectroscópicas de las galaxias UCM (véase texto para más detalles).

La figura 5.6 ejemplifica los casos expuestos. El panel superior-izquierdo muestra la galaxia UCM2316+2457, en la que la rendija espectroscópica se centró en el núcleo de la galaxia, muy brillante, perdiendo parte de la emisión en los brazos espirales. La galaxia en el panel superior-derecho es UCM0017+1942, y en este caso la rendija no detectó la emisión del brote al NE, que precisamente es el más intenso. En la galaxia UCM0056+0044 (panel inferior-izquierdo) la rendija se centró en el núcleo galáctico y, aunque existen regiones HII en el disco, éstas son muy poco brillantes en comparación

con la formación estelar central. Finalmente, el panel inferior-derecho muestra la BCD UCM2304+1640, que entró en su totalidad dentro de la rendija espectroscópica.

De forma complementaria, las observaciones espectroscópicas permiten estudiar intensidades relativas de líneas, como las de  $[\text{NII}]\lambda 6848$  y  $[\text{NII}]\lambda 6884$ , muy cercanas a  $\text{H}\alpha$  y necesarias para descontaminar las imágenes de banda estrecha, como se vio en la sección anterior. Otro aspecto importante que se puede obtener fácilmente de los espectros es el cociente de Balmer, directamente relacionado con la extinción. La pérdida de información espacial asociada a los datos espectroscópicos no es preocupante en nuestro estudio en el caso de las líneas de  $[\text{NII}]$ , puesto que las transmisiones de los filtros de banda estrecha son, de forma frecuente, menores para estas líneas que para  $\text{H}\alpha$ , y las variaciones espaciales del cociente  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$  no deben ser muy grandes, dado que tampoco lo son de unas galaxias a otras. Sin embargo, el cociente de Balmer sí puede tener variaciones importantes de unas zonas a otras de la misma galaxia, siendo ésta una información aún no disponible para nuestras galaxias.

Teniendo como objetivo comprobar la validez de nuestro proceso de reducción y calibración de las imágenes  $\text{H}\alpha$ , se procedió a la medida de los flujos obtenidos en el estudio espectroscópico de las galaxias UCM por medio de la simulación de las rendijas en las imágenes presentadas en esta memoria de tesis. Para ello se utilizaron los datos del tamaño y ángulo de posición de las rendijas utilizadas por Gallego (1995), centrándose éstas en el máximo de la emisión en banda ancha, de manera análoga a lo que se efectuó en las observaciones espectroscópicas. Las rendijas simuladas fueron consideradas como infinitas en longitud, obteniéndose el flujo total por medio de la integración dentro de los límites totales de la galaxia. Dado que el proceso de colocación de la rendija en el telescopio no es muy preciso y puede haber variaciones significativas en la posición elegida, se obtuvieron los flujos para entre 8 y 10 rendijas simuladas con pequeñas variaciones aleatorias del centro y el ángulo de posición, promediando posteriormente estos valores.

Los resultados de esta comprobación se muestran en la figura 5.7, donde se comparan los flujos de  $\text{H}\alpha + [\text{NII}]$  de las rendijas reales y las simuladas. Los errores típicos en las observaciones espectroscópicas no se muestran, aunque se pueden estimar en  $\sim 20\%$  (Gallego, comunicación privada). Los errores en los flujos de las imágenes se han obtenido de forma análoga a lo explicado en el capítulo 3. Nuestros flujos muestran un buen acuerdo con los espectroscópicos. Las mayores diferencias son de un factor 10 y corresponden a objetos donde las observaciones espectroscópicas, habiéndose centrado en el máximo de emisión en el filtro BB, perdieron brotes intensos (como el caso de UCM0017+1942 expuesto en el panel superior-derecho de la figura 5.6). En media (me-

diana), la diferencia entre ambos flujos es del 0.1 % (5 %). La buena correlación observada en la figura 5.7 demuestra nuestra afirmación sobre la fiabilidad de la descontaminación de [NII].

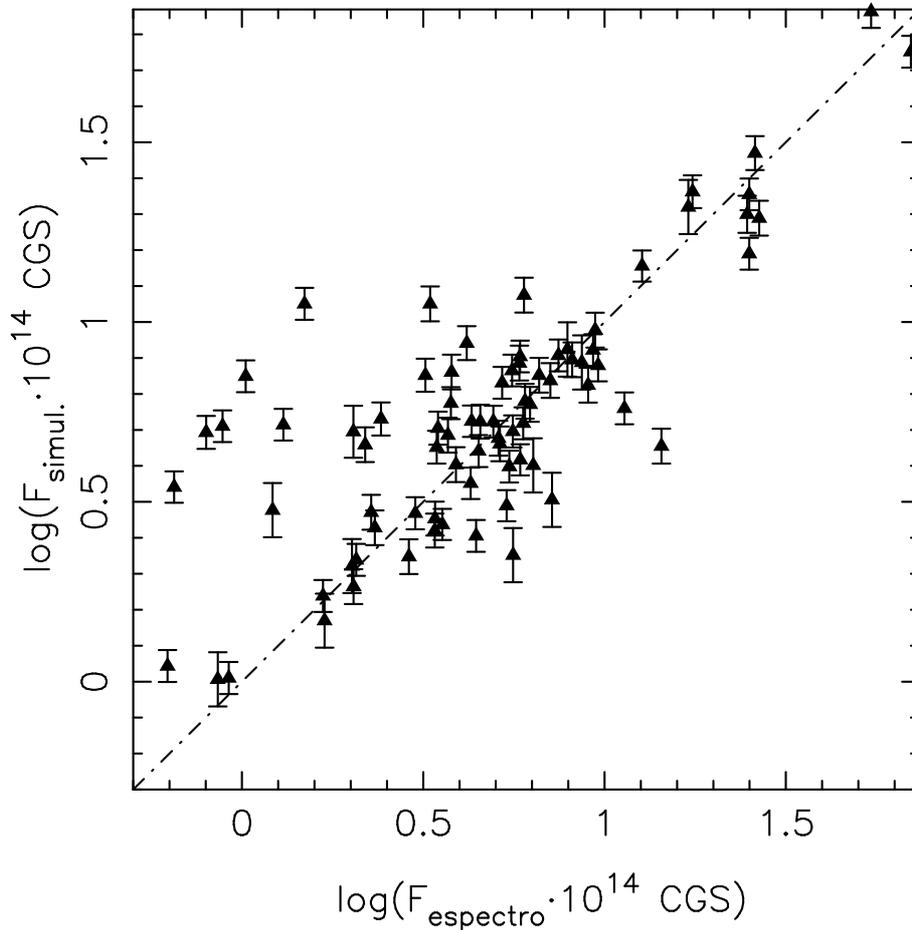


Figura 5.7: Comparación de los flujos  $H\alpha$  (en  $\text{erg s}^{-1}$ ) obtenidos en el estudio espectroscópico de Gallego et al. (1996) y los medidos en la simulación de la rendija en las imágenes  $H\alpha$  presentadas en este capítulo.

Como hemos explicado al principio de esta sección, el tamaño limitado de las rendijas lleva asociada una posible pérdida de información acerca de las regiones de formación estelar que pueden existir fuera de los límites de la rendija. La figura 5.8 muestra la comparación de los flujos totales de  $H\alpha$  obtenidos de nuestras imágenes (a partir de aperturas poligonales y de un estudio de la curva de crecimiento de la emisión  $H\alpha$ , de manera análoga a lo descrito en el capítulo 3 para el filtro  $B$ ) y los espectroscópicos. Se han marcado las líneas que delimitan las zonas donde el flujo de imagen es 2, 4 y 6 veces el de la rendija. Como cabía esperar, las imágenes revelan la presencia de una formación estelar no detectada en la espectroscopía. En media, el estudio espectroscópico de las galaxias UCM se dejó un 67 % (la mediana es del 50 %) del flujo  $H\alpha$  total del objeto. Es clara

la relación entre el cociente de los flujos de imagen y rendija y el tamaño de la galaxia, representado en la figura 5.8 por el radio de la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  en  $B$ . Este resultado tiene una consecuencia inmediata en el cálculo de la función de luminosidad en  $H\alpha$  y de la densidad de SFR del Universo Local (Gallego et al. 1995), que describiremos en el capítulo 8.

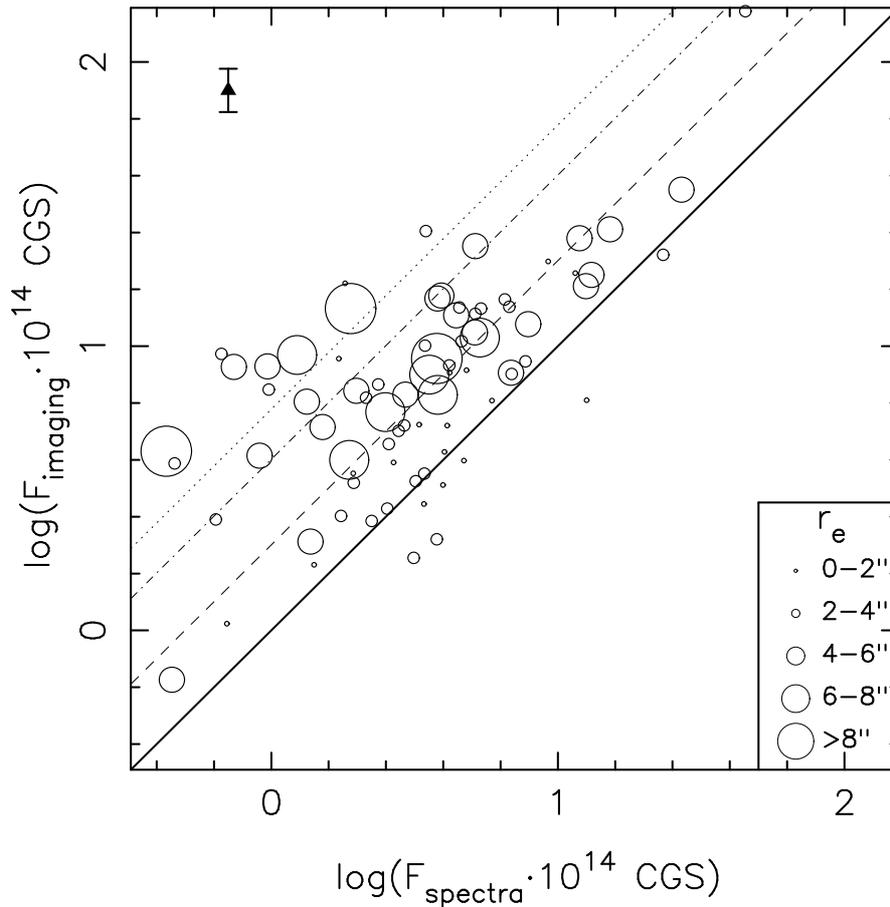


Figura 5.8: Comparación de los flujos  $H\alpha$  integrados obtenidos en el estudio espectroscópico de Gallego et al. (1996) y los medidos en las imágenes  $H\alpha$ .

También resulta interesante estudiar la relación existente entre la población estelar recientemente formada y las estrellas más evolucionadas. Un parámetro fácilmente medible que describe esta relación es la anchura equivalente de  $H\alpha$ , que debe ser grande para galaxias con brotes intensos e importantes en comparación con el contenido total de estrellas. Como hemos mencionado, las observaciones espectroscópicas se centraron en los brotes más intensos dentro de las galaxias UCM, estando un alto porcentaje de ellos localizado en la zona nuclear de las galaxias (Gallego et al. 1996). Por tanto, sería lógico pensar que los valores de  $EW(H\alpha)$  medidos en los espectros son mayores que los

integrados para toda la galaxia (excepto si la rendija se colocó en el centro de emisión en banda ancha y perdió regiones HII brillantes del disco). Efectivamente, los resultados obtenidos en el presente estudio fotométrico apuntan a que los valores integrados de  $EW(H\alpha)$  medidos en las imágenes (a partir de los datos de las aperturas circulares más externas, donde la curva de crecimiento de la emisión  $H\alpha$  es plana) son, en media,  $1.8 \pm 1.2$  veces menores que los obtenidos a través de observaciones espectroscópicas, cociente que está dentro del orden encontrado por otros autores (Kennicutt & Kent 1983). Esta relación se muestra en la figura 5.9, donde se observa que el cociente entre ambas anchuras equivalentes es independiente del tipo espectroscópico.

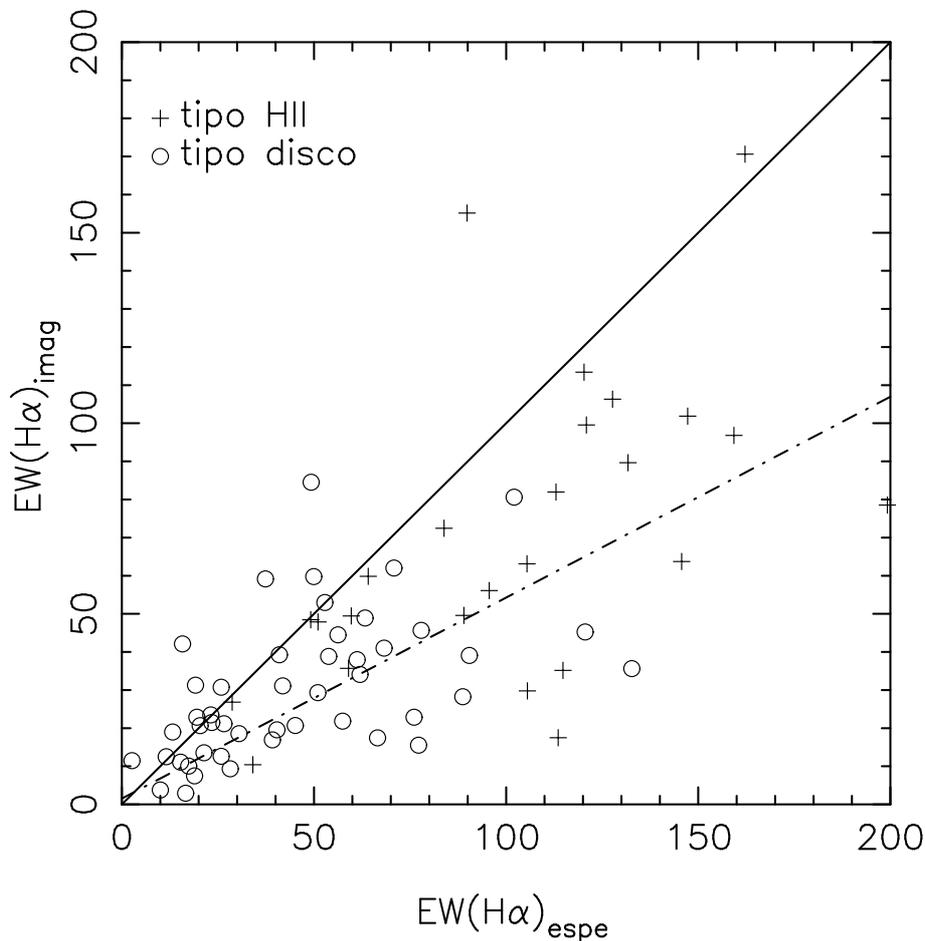


Figura 5.9: Comparación de los valores de la  $EW(H\alpha)$  obtenidos en los espectros y las imágenes  $H\alpha$  (ambas cantidades en  $\text{\AA}$ ). La recta punto-rayita corresponde al mejor ajuste:

$$EW(H\alpha)_{\text{imag}} = (1.53 \pm 0.98) + (0.527 \pm 0.023) \times EW(H\alpha)_{\text{espe}}.$$

### 5.5.2. Concentración y tamaño de las regiones de formación estelar

Los objetos de la Exploración UCM presentan una formación estelar más intensa que las galaxias espirales (o lenticulares) normales quiescentes (Gil de Paz et al. 2000a, véase también el capítulo 7 de esta memoria de tesis). La formación estelar masiva puede activarse debido, por ejemplo, a la existencia de fuerzas de marea derivadas de interacciones entre galaxias, colisiones o fusiones de galaxias (*mergers*), vientos de supernova procedentes de otras regiones de formación estelar, etc... Estos procesos son más eficientes en las zonas centrales (nucleares) de las galaxias, donde el pozo de potencial gravitatorio es más profundo y existen mayores densidades de gas (véase, por ejemplo, Kennicutt 1998a, Combes 2001, y referencias allí citadas). Los criterios de estabilidad de nubes de gas también indican una mayor probabilidad de desencadenamiento de brotes violentos a pequeñas distancias radiales (Quirk 1972, Kennicutt 1989). Consecuentemente, no sorprende que el 57% de la muestra UCM fuera espectroscópicamente clasificada como SBN. Estos objetos estarían experimentando un brote masivo caracterizado por una alta metalicidad y una baja excitación (Gallego et al. 1996), y localizado en las zonas más interiores de la galaxia. Otra fracción (32%) de galaxias UCM fueron clasificadas como tipo HII, basándose en su baja metalicidad y alta excitación. La formación estelar en este caso sería más extendida y/o no se localizaría en las zonas nucleares.

En esta sección y la siguiente estudiaremos la localización de los brotes de formación estelar en las galaxias UCM, con el objetivo de comprobar las suposiciones expuestas en el párrafo anterior. En primer lugar nos centraremos en las propiedades de concentración de la emisión  $H\alpha$  a través del cálculo de los índices de concentración  $c_{31}$  de la emisión  $H\alpha$  (pura) para todos los objetos de la muestra UCM. Este parámetro se determinó a partir de los perfiles radiales de flujo integrado, de manera análoga a lo explicado en el capítulo 4. Las aperturas utilizadas fueron las correspondientes a las isofotas de las imágenes en banda ancha (aunque se mide en la imagen  $H\alpha$ ), centradas, por tanto, en el máximo de emisión del continuo estelar. En la figura 5.10 se muestra el histograma de  $c_{31}$  para toda la muestra observada en este proyecto, junto con los valores de los cuartiles. En esta figura se observa un amplio rango de concentraciones, que presentan un pico de frecuencia en  $c_{31} \sim 2 - 3$ , valores típicos de objetos dominados por un disco, según revelan las clasificaciones morfológicas basadas en índices de concentración de la emisión en filtros anchos (véase, por ejemplo, Gavazzi et al. 1990, Vitores et al. 1996b, y capítulo 4). En la muestra UCM también existen objetos de alta concentración, con valores de  $c_{31}$  mayores que 10.

Debe ponerse especial cuidado a la hora de interpretar los valores de los índices de concentración en las imágenes  $H\alpha$  en términos de la localización de la formación estelar

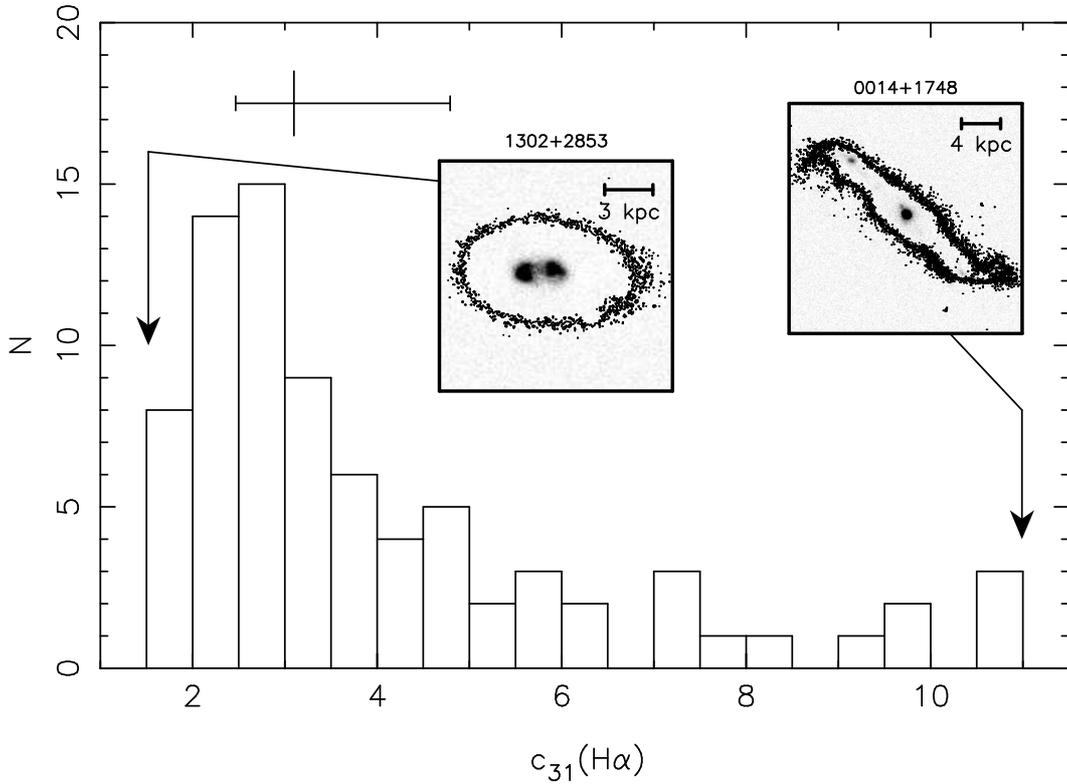


Figura 5.10: Distribución del parámetro de concentración  $c_{31}$  referente a la emisión  $H\alpha$  para las galaxias UCM. En este histograma y los siguientes mostraremos los valores de los cuartiles de la distribución. Además, adjuntaremos las imágenes  $H\alpha$  de algunas galaxias prototipo en los extremos de las distribuciones de los parámetros en estudio. En ellas se observará la emisión  $H\alpha$  y los píxeles correspondientes a una brillo superficial de  $23.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  en la banda ancha.

en el disco o en las zonas nucleares. Efectivamente, se pueden medir altas concentraciones en galaxias sin núcleo o bulbo, pero con un brote muy intenso (por ejemplo, en el caso de las BCD). Por el contrario, un brote nuclear aislado que ocupe todo el bulbo y con un perfil de brillo superficial plano podría presentar un valor del índice  $c_{31}$  muy pequeño. Por tanto, el estudio de la localización de la formación estelar debe basarse en un parámetro más robusto, como veremos en la sección 5.5.3.

Otra característica importante acerca de la formación estelar es su tamaño. En la figura 5.11 se muestra la distribución de radios efectivos de la emisión  $H\alpha$  para las galaxias UCM. El radio efectivo típico de las galaxias UCM es  $\sim 1 \text{ kpc}$ , presentando más de tres cuartos de la muestra valores menores que  $3 \text{ kpc}$ . El tamaño mediano es prácticamente idéntico a lo medido por Lehnert & Heckman (1996) para una muestra de galaxias *starburst* de cara y con emisión prominente en el FIR (nuestro valor es un 4 % mayor). En comparación con otra muestra de galaxias *starburst* del catálogo de Markarian (Chitre &

Joshi 2001), los radios efectivos de las UCM serían un 15 % mayores.

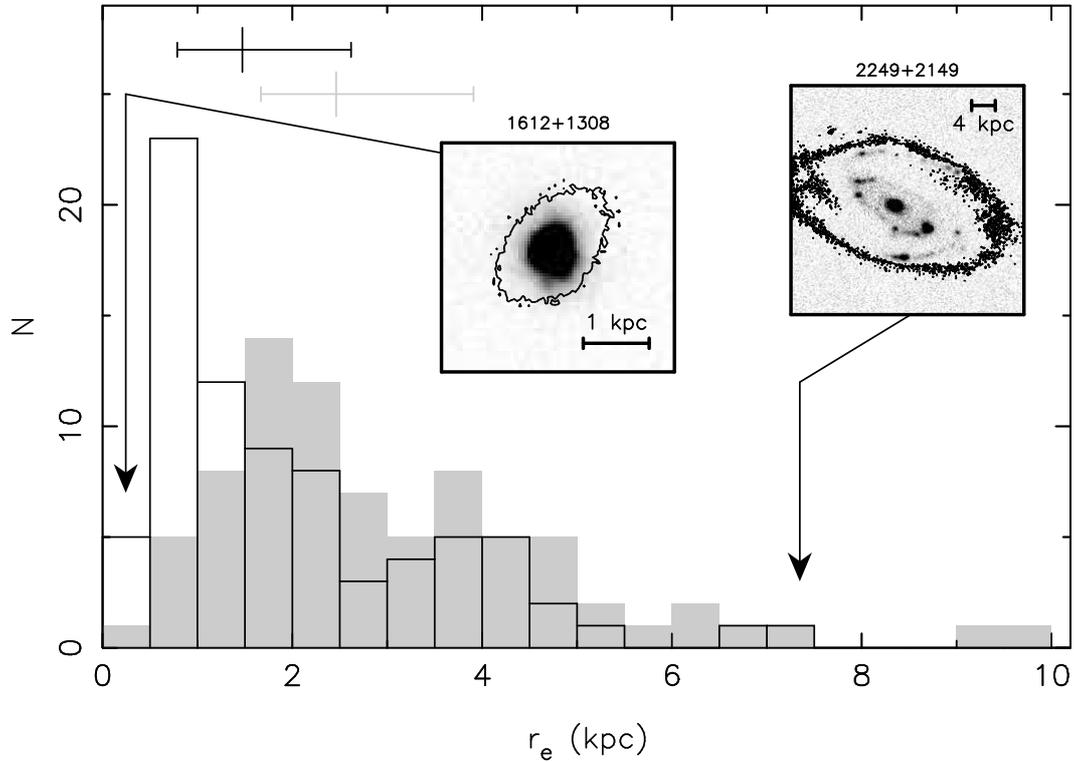


Figura 5.11: Distribución del parámetro del radio efectivo  $r_e$  referente a la emisión  $H\alpha$  para las galaxias UCM. En gris se dan los datos relativos a la emisión en el filtro BB.

La distribución de los radios efectivos en el filtro BB también se muestran en la figura 5.11 (en gris). La mediana del histograma es  $\sim 2.5$  kpc, que también coincide con los valores dados en Lehnert & Heckman (1996). Estos autores encuentran una relación entre el tamaño y la luminosidad  $H\alpha$  de las galaxias con formación estelar activa. En nuestro caso existe una tendencia parecida aunque la dispersión es muy alta (el coeficiente de correlación de Spearman es 0.51 y el nivel de significación de su desviación de 0 es  $2 \times 10^{-6}$ ). Todos los valores de tamaño descritos anteriormente coinciden en calificar la formación estelar de las galaxias UCM como bastante concentrada, en comparación con la localización de la población estelar más evolucionada.

El tamaño de la región de formación estelar en las galaxias UCM está correlacionado con el tipo morfológico: los tipos de Hubble más tardíos presentan una formación estelar más extendida que los tipos tempranos, llegando a existir brotes en zonas muy distantes del centro galáctico. Los valores medianos del radio efectivo son: 0.51 kpc para S0, 0.82 kpc para Sa, 1.38 kpc para Sb, 1.91 kpc para Sc+ y 2.12 kpc en irregulares. Las

BCDs presentan un valor medio de 0.53 kpc. La segregación en tamaño también es patente en función del tipo espectroscópico: las galaxias tipo disco presentan radios efectivos mayores (en mediana, 1.51 kpc) que las HII (0.62 kpc), aunque también hay que tener en cuenta que los primeros son, en general, sistemas más grandes.

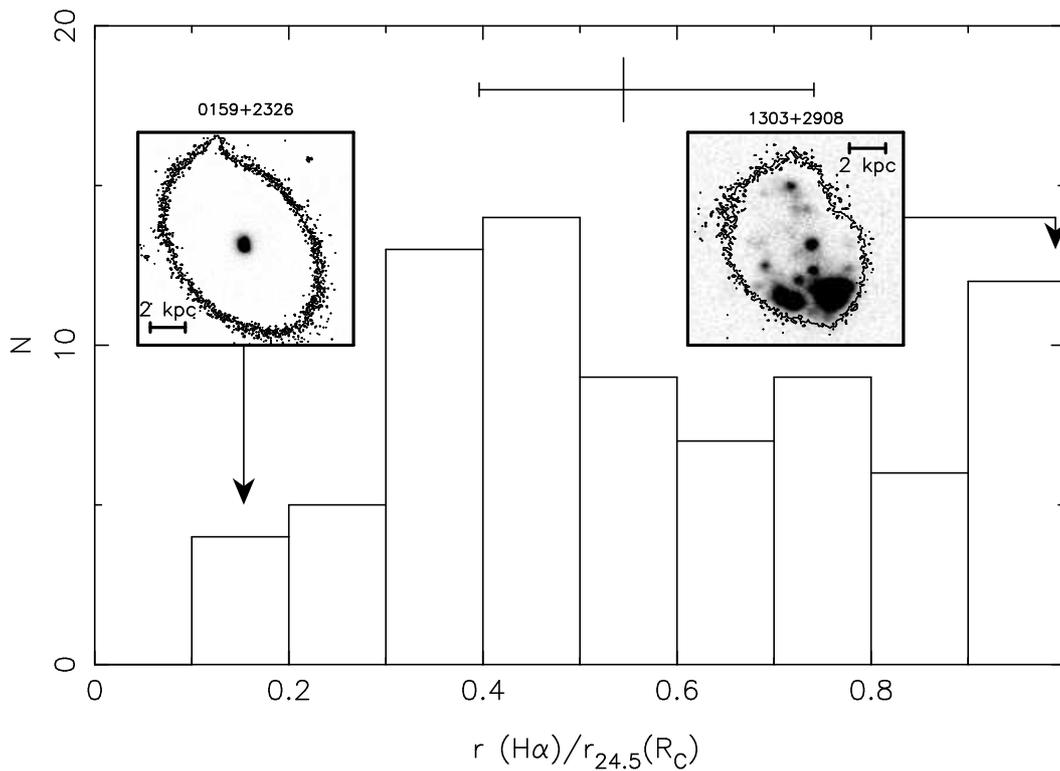


Figura 5.12: Distribución del cociente entre los radios de las aperturas que contiene el 80% del flujo total  $H\alpha$  y la correspondiente a la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  medida en la imagen BB.

La comparación directa entre los tamaños del brote de formación estelar y la extensión total de la galaxia se muestra en la figura 5.12. En esta figura se observa la distribución del cociente entre los radios de las aperturas que contienen el 80% del flujo  $H\alpha$  y la correspondiente al radio equivalente de la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  en el filtro BB. Estas aperturas estaban centradas en el máximo de emisión del filtro BB, lo que implica que el cociente entre ambos radios puede verse afectado por la anisotropía de la formación estelar, aunque sirve para comprobar si existen brotes en las zonas más exteriores de la galaxia. El valor mediano del parámetro es 0.5, es decir, que típicamente la formación estelar afecta a las zonas más interiores que la mitad del tamaño total de la galaxia. Los valores se encuentran en toda la escala posible, desde objetos donde incluso las zonas más exteriores presentan brotes (por ejemplo, UCM1303+2908 o UCM1444+2923) hasta galaxias con un brote muy localizado en el centro de la galaxia (UCM0159+2328 o UCM1256+2910).

Los primeros se asocian con galaxias espirales de tipo de Hubble tardío o irregulares: los valores medianos son  $r(\text{H}\alpha)/r_{24.5}(R_C) = 0.5$  para S0/Sa y  $r(\text{H}\alpha)/r_{24.5}(R_C) = 0.8$  para Sc+/Irr, BCDs y sistemas en interacción. No se observan grandes diferencias, en cambio, entre galaxias tipo disco y tipo HII.

Los tamaños relativos entre la región de formación estelar y la extensión total de la galaxia pueden ser también estudiados a partir de la comparación entre las áreas de la región con emisión H $\alpha$  y del objeto completo. Este parámetro no está afectado de la posible anisotropía de la formación estelar, como en el caso de  $r(\text{H}\alpha)/r_{24.5}(R_C)$ . El área de la región de formación estelar fue calculada a partir del método que explicaremos en la sección 5.5.5, y se identificó la extensión de la galaxia con el área dentro de la isofota de 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup> en la imagen BB. La distribución de este parámetro para la muestra UCM es prácticamente plana, con el valor mediano en 0.5 y los cuartiles en 0.3 y 0.9. De nuevo encontramos una correlación con el tipo morfológico, siendo los objetos con una formación estelar más extensa los de tipo más tardío; las medianas son: 0.3 para S0/Sa, 0.7 para Sc+/Irr y 1.0 para BCDs. En media, las galaxias de tipo disco albergan un brote de formación estelar que ocupa aproximadamente un 40 % del objeto, por un  $\sim 70$  % en el caso de galaxias HII.

La aparición de exploraciones de gran campo o del cielo completo, por ejemplo el *Two Micron All Sky Survey* (2MASS), descrito en Jarrett et al. (2000), o el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), descrito en Stoughton et al. (2002), ha revolucionado el conocimiento general sobre las galaxias a todos los desplazamientos al rojo. Algunos de estas exploraciones combinan observaciones fotométricas con espectroscópicas. Sin embargo, las necesidades de cobertura de un campo amplio llevan a la utilización de técnicas espectroscópicas multi-objeto basadas en el empleo de máscaras con rendijas o de fibras ópticas. Estas fibras o rendijas tienen un tamaño finito, entre 3'' y 5'' comúnmente, por lo que pueden existir efectos de apertura, como los descritos para las observaciones de rendija larga de las galaxias UCM en la sección 5.5.1, que hacen necesarias correcciones. En la figura 5.13 mostramos la fracción del flujo H $\alpha$  que detectarían las fibras del SDSS, de 3'' de diámetro, en las observaciones de las galaxias de la muestra UCM. Las fibras del SDSS cubren de forma variada nuestros objetos. En mediana, el seguimiento espectroscópico del SDSS pierde un 40 % del total de la emisión H $\alpha$ . Este porcentaje sube a más de la mitad del flujo para aproximadamente un 40 % del número total de galaxias en nuestra muestra. El diagrama de la esquina superior-izquierda de la figura 5.13 muestra la evolución de este cociente en función del desplazamiento al rojo. Posponemos la discusión sobre esta figura interna hasta la sección 5.5.6 de este capítulo.

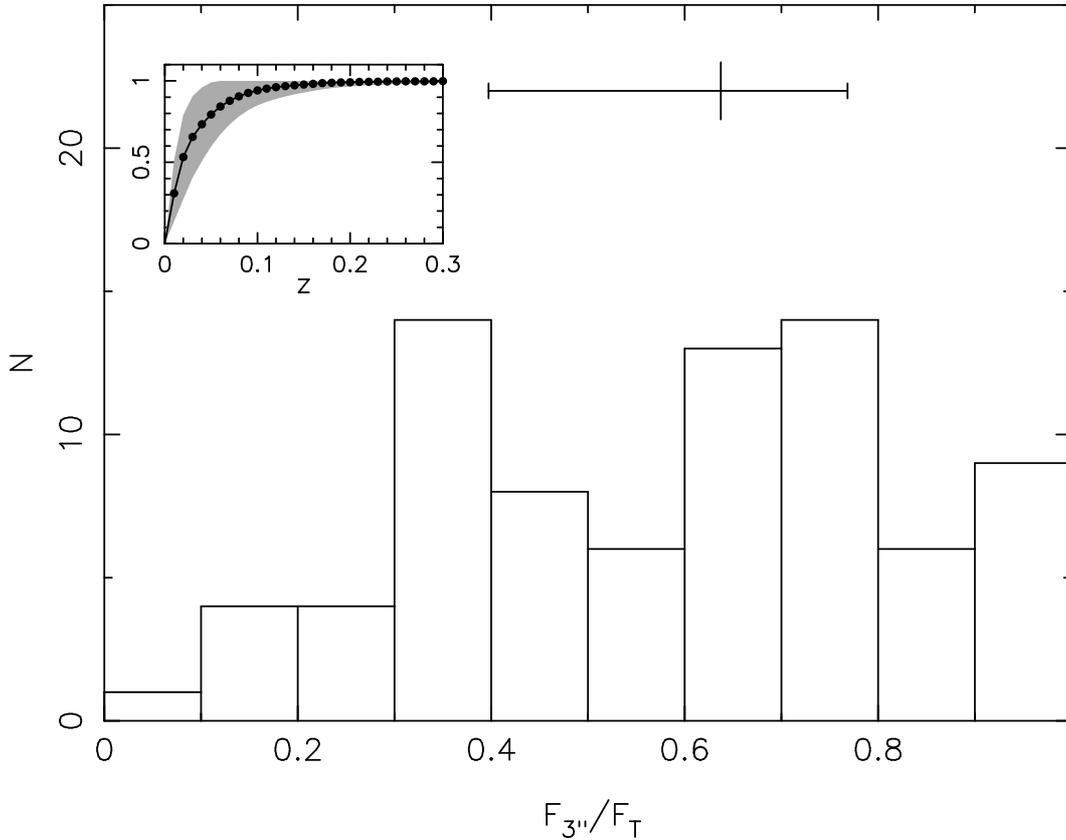


Figura 5.13: Comparación de los flujos  $H\alpha$  contenidos en aperturas circulares de  $3''$  de diámetro frente a la emisión integrada. El diagrama de la esquina superior-izquierda muestra la evolución con el desplazamiento al rojo de la media y la desviación típica (área sombreada) de la razón mencionada para las galaxias UCM. Los valores para cada  $z$  han sido ajustados con un polinomio de Chebyshev de orden 7.

### 5.5.3. Localización de la formación estelar

En la sección anterior argumentamos la necesidad de basar la discusión sobre la localización de los brotes de formación estelar en parámetros más robustos que un índice de concentración o el radio efectivo. La caracterización de las distintas estructuras presentes en una galaxia se puede realizar a través de la descomposición bulbo-disco, tal y como se efectuó para las imágenes en banda  $B$  en el capítulo 4. Si identificamos la formación estelar nuclear con la localizada en el bulbo, podemos hacer uso del análisis de componentes llevado a cabo en banda ancha para estudiar la emisión  $H\alpha$  del disco y del núcleo. En concreto, usaremos la descomposición bulbo-disco realizada en la banda  $r$  de Gunn (Vitores et al. 1996a), que engloba la emisión  $H\alpha$ .

El flujo total en la línea  $H\alpha$ ,  $F_T^\alpha$ , se puede dividir en los flujos provenientes del bulbo y del disco,  $F_{\text{bulbo}}^\alpha$  y  $F_{\text{disco}}^\alpha$ :

$$F_T^\alpha = F_{bulbo}^\alpha + F_{disco}^\alpha = \frac{\int_0^\infty F^\alpha(r) I^r(r) r dr}{\int_0^\infty I^r(r) r dr} \quad (5.13)$$

donde  $F^\alpha(r)$  es el gradiente radial del flujo H $\alpha$ ,  $I^r(r) = I_{bulbo}^r + I_{disco}^r$  es la intensidad de brillo en el filtro  $r$  de Gunn, dividida en las componentes del bulbo y del disco, y la integral se extiende a todos los radios.

Como hemos mencionado, si identificamos la formación estelar nuclear como la que se localiza en el bulbo, el flujo H $\alpha$  total de la componente nuclear se puede escribir como:

$$F_{bulbo}^\alpha = \frac{2\pi}{L_T^r} \int_0^\infty F^\alpha(r) I_{bulbo}^r(r) r dr \quad (5.14)$$

donde  $L_T^r$  es la luminosidad integrada en el filtro  $r$ . De la misma manera se puede calcular el flujo H $\alpha$  proveniente del disco:

$$F_{disco}^\alpha = \frac{2\pi}{L_T^r} \int_0^\infty F^\alpha(r) I_{disco}^r(r) r dr \quad (5.15)$$

Las intensidades de brillo de las componentes de bulbo y disco fueron ajustadas por Vitores et al. (1996a) con un perfil  $r^{1/4}$  (de Vaucouleurs 1948) y una exponencial (Freeman 1970), respectivamente. El gradiente radial del flujo H $\alpha$  se puede calcular ajustando un polinomio de Chebyshev a la curva que describe el brillo integrado en función del radio. La derivada de dicho polinomio nos proporciona directamente el gradiente necesario para calcular las integrales de las ecuaciones 5.14 y 5.15, que fueron halladas por medio de una cuadratura de Gauss-Laguerre.

Este método fue utilizado para calcular el cociente entre las luminosidades H $\alpha$  del bulbo y del total de la galaxia, (B/T)(H $\alpha$ ). Con el objetivo de comprobar la técnica empleada se realizó un análisis interactivo de las imágenes, intentando segregar la formación estelar concentrada en el bulbo y la más extendida correspondiente al disco. La comparación entre los resultados del método analítico y el interactivo se muestra en la figura 5.14. La diferencia media entre el parámetro calculado analíticamente y el obtenido interactivamente es de  $0.03 \pm 0.17$ .

El histograma de (B/T)(H $\alpha$ ) para toda la muestra de galaxias UCM se adjunta en el panel inferior de la figura 5.15. La mediana y la desviación típica de los datos es

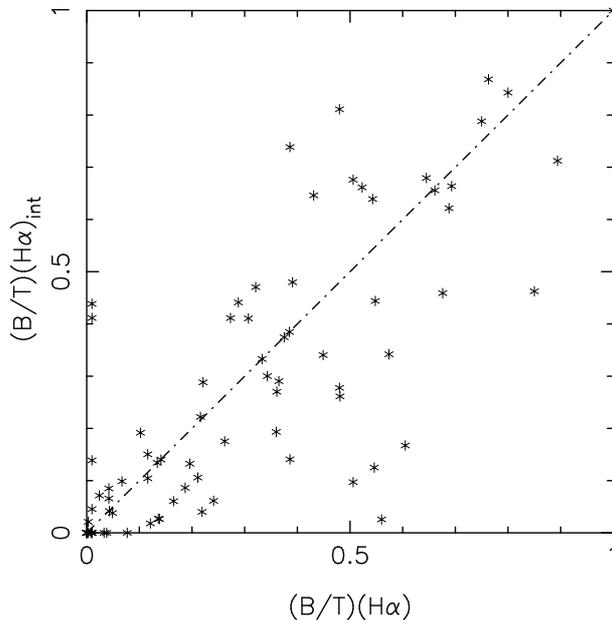


Figura 5.14: Comparación de los cocientes entre las luminosidades  $H\alpha$  provenientes del bulbo y la integrada para toda la galaxia, calculadas de forma interactiva por inspección visual de las imágenes y analítica (véase el texto).

$0.26 \pm 0.26$ , es decir, una galaxia típica de la Exploración UCM está experimentando un episodio de formación estelar con aproximadamente un 30 % de componente nuclear. La distribución está dominada por valores de  $(B/T)(H\alpha)$  menores que 0.5. Por lo tanto, el estudio basado en imágenes  $H\alpha$  concluye que, a pesar de que las observaciones espectroscópicas revelaron que la muestra UCM estaba dominada por galaxias tipo SBN, en un alto porcentaje de objetos existe una importante formación estelar en el disco, tanto o más intensa que la localizada en la zona nuclear.

Como cabía esperar, los valores de  $(B/T)(H\alpha)$  están correlacionados con el tipo espectral, presentando las galaxias tipo disco una mayor componente de formación estelar nuclear (en mediana,  $0.33 \pm 0.26$ ) que los objetos HII ( $0.15 \pm 0.26$ ).

La clasificación espectroscópica de Gallego et al. (1996) conlleva una dicotomía en las propiedades de las galaxias UCM en lo que se refiere a dos parámetros, la excitación y la metalicidad, ambos íntimamente relacionados con la extinción. Intuitivamente, los brotes nucleares deberían presentar mayores metalicidades y extinciones que los brotes localizados en el disco. Estos dos parámetros se comparan con  $(B/T)(H\alpha)$  en los dos paneles superiores de la figura 5.15. Las metalicidades se han calculado a partir de las relaciones entre intensidades de líneas  $[NII]\lambda 6584/H\alpha$  y  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  (véase Melbourne & Salzer 2002).

El panel superior de la figura 5.15 muestra la relación entre la localización de la formación estelar y la metalicidad del gas. En primer lugar, se observa una distinción

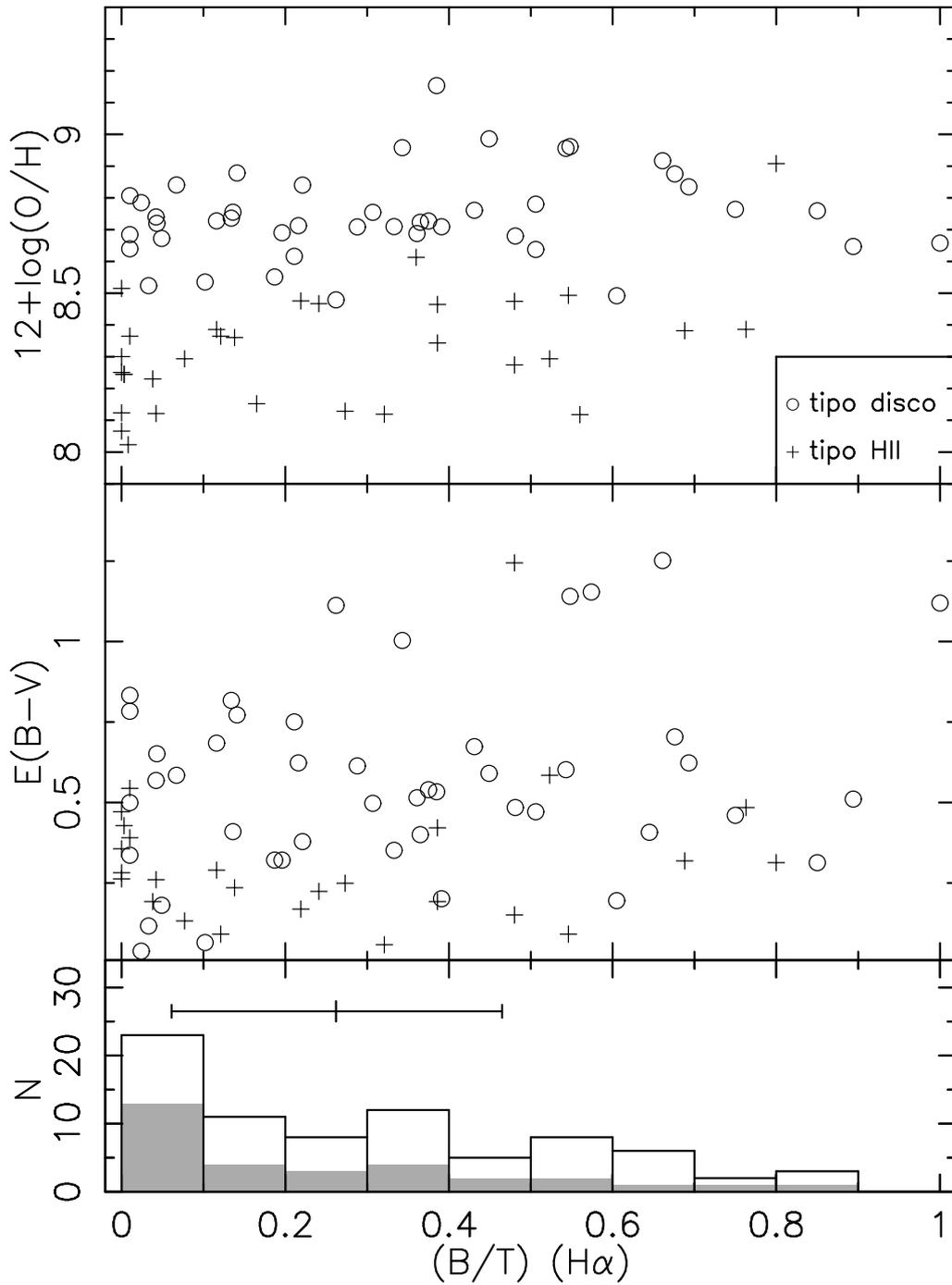


Figura 5.15: Caracterización de la localización de la formación estelar en las galaxias UCM. Los dos paneles superiores comparan la razón de luminosidades  $(B/T)(H\alpha)$  con la metalicidad y la extinción del gas ionizado. En ambos casos los distintos símbolos separan las galaxias tipo disco de las tipo HII. En el panel inferior se muestra la distribución del parámetro  $(B/T)(H\alpha)$  para toda la muestra (en gris para el caso de las galaxias HII).

clara en metalicidad entre las galaxias tipo disco, con metalicidades más altas, y las HII. Aunque la dispersión es muy grande, se puede intuir una ligera tendencia en los objetos dominados por un brote nuclear a tener una metalicidad más alta. En el otro extremo, los brotes menos metálicos se encuentran en las galaxias HII, con una formación estelar más extendida.

En el caso de la extinción (panel central de la figura 5.15), y sorprendentemente, no se observa una correlación con  $(B/T)(H\alpha)$ , aunque sí existe una ausencia de galaxias con formación estelar nuclear dominante y baja extinción.

Finalmente, la figura 5.16 muestra la correlación entre  $(B/T)(H\alpha)$  y el tipo morfológico, ya encontrada por otros autores (Kennicutt 1983, 1998a, Lehnert & Heckman 1996). Los valores medios son: 0.43 para lenticulares, 0.45 para Sa, 0.36 para Sb y 0.05 para los tipos más tardíos (Sc+/Irr/INTER) y las BCDs.

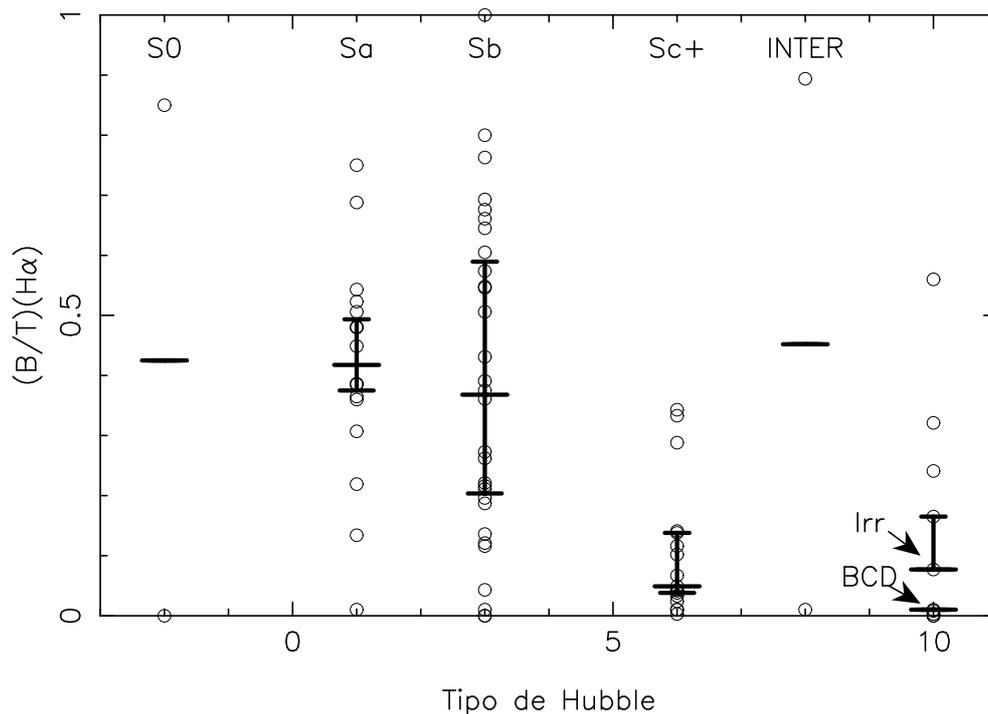


Figura 5.16: Correlación entre  $(B/T)(H\alpha)$  y el tipo de Hubble. Para cada tipo se muestra el valor mediano y los cuartiles (cuando hay más de 3 galaxias de la misma clase). Las BCDs han sido incluidas en el tipo  $T = 10$ , junto con las irregulares (la mediana de los datos de irregulares es la superior), mientras que los sistemas en interacción se encuentran en el tipo  $T = 8$ .

#### 5.5.4. Anchura equivalente y luminosidad

En la sección 5.5.1 se argumentó la posibilidad de estudiar la relación existente entre la población estelar recientemente formada y las estrellas más evolucionadas a través de  $EW(H\alpha)$ . En efecto, las espirales de tipos tardíos se identifican comúnmente con galaxias donde existe un porcentaje más alto de estrellas jóvenes (en comparación con el contenido estelar total) que en los primeros tipos de Hubble, por lo que presentan valores de la  $EW(H\alpha)$  mayores (Kennicutt & Kent 1983, Sauvage & Thuan 1994, Gavazzi et al. 1998). Esta correlación entre  $EW(H\alpha)$  y el tipo morfológico no se observa en las galaxias de la Exploración UCM, en la que todas las espirales tienen anchuras equivalentes en torno a  $40 - 50 \text{ \AA}$ . Por encima de estos valores se encontrarían los sistemas en interacción (la mediana es  $60 \text{ \AA}$ ), las irregulares ( $70 \text{ \AA}$ ) y las BCDs ( $110 \text{ \AA}$ ). La ausencia de esta correlación, comúnmente observada para galaxias normales, es consecuencia de la actividad de formación estelar atípicamente alta que tienen los objetos UCM, actividad que está fuertemente ligada al proceso de selección de la muestra, sesgado hacia la detección de galaxias con anchuras equivalentes mayores que  $20 \text{ \AA}$  (Gallego 1995).

En cuanto a la clasificación espectroscópica, las galaxias tipo disco presentan valores de la  $EW(H\alpha)$  considerablemente menores que las galaxias HII (valores medianos de  $24 \text{ \AA}$  frente a  $75 \text{ \AA}$ ). Esta distinción es equivalente a lo que se comentará en el capítulo 7 y ha sido publicado en Gil de Paz et al. (2000a) y Pérez-González et al. (2003b), donde se concluye que los objetos HII están caracterizados por albergar un brote de formación estelar más intenso e importante en comparación con el contenido estelar total de la galaxia que los objetos tipo disco. Este comportamiento resulta a la postre en valores más altos de la SFR por unidad de masa estelar integrada en el caso de las galaxias HII.

La emisión  $H\alpha$  integrada parece estar correlacionada con los colores ópticos totales de las galaxias espirales (Kennicutt & Kent 1983, Kennicutt et al. 1984, Davidge 1992). Esto significa que las estrellas recientemente formadas, aunque no contribuyen demasiado a la masa total de la galaxia (véase el capítulo 7), tienen un efecto patente en la luminosidad y los colores ópticos. Este efecto no es sorprendente y ya fue mencionado en el capítulo 3, en el que comprobamos cómo las luminosidades  $B$  de las galaxias UCM son del mismo orden que las de espirales normales de gran diseño, a pesar de la menor masa de las primeras.

La correlación entre la  $EW(H\alpha)$  integrada en la imagen y el color óptico  $B - r$  se muestra en el panel superior de la figura 5.17 para las galaxias de la muestra UCM y otras dos muestras de comparación, una de galaxias BCD (Gil de Paz et al. 2003) y otra de galaxias cercanas, el NFGS (Jansen et al. 2000a,b), con el que ya comparamos

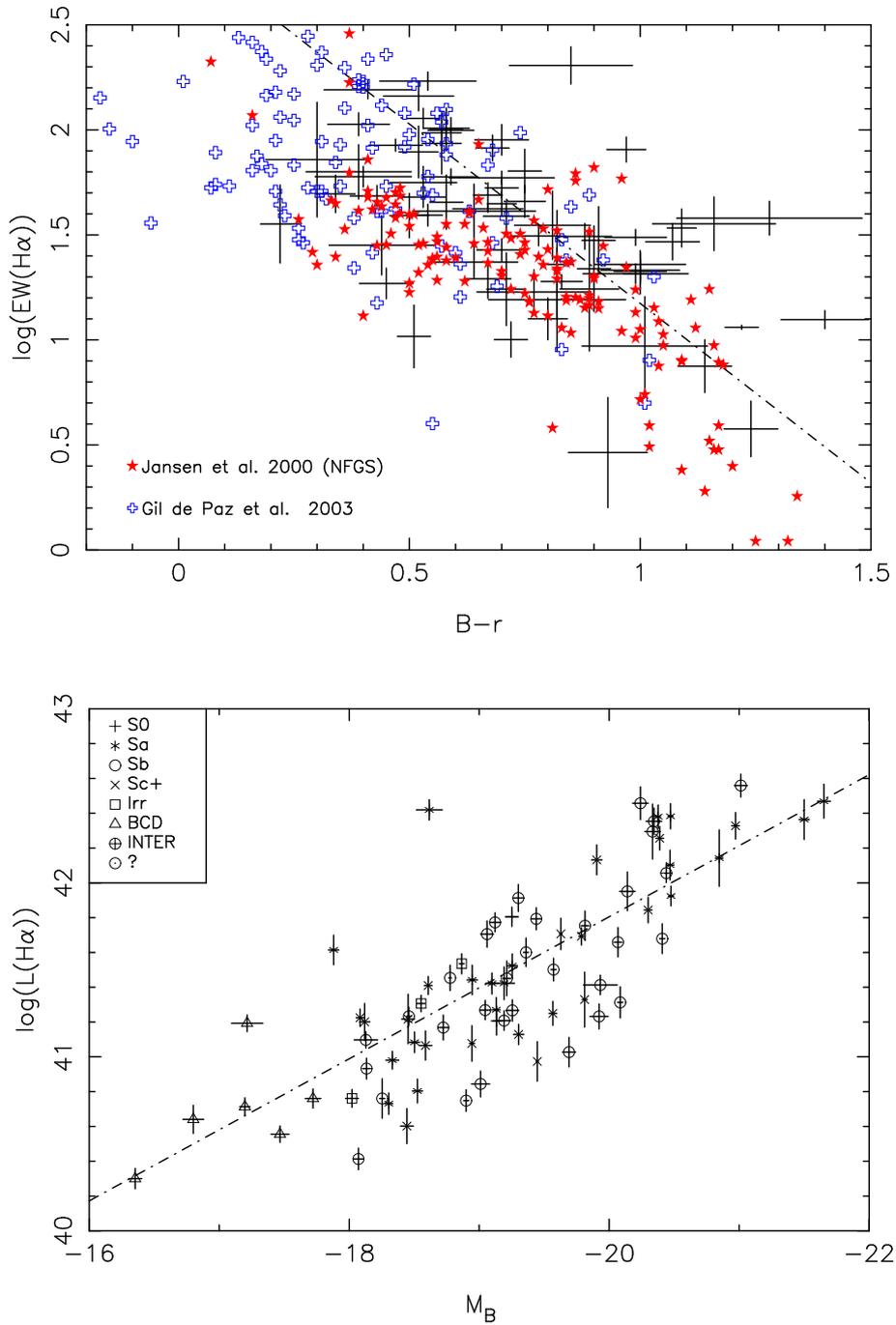


Figura 5.17: Correlación entre la emisión procedente de las estrellas jóvenes, representada por la anchura equivalente integrada medida en las imágenes (en  $\text{\AA}$ ) y la luminosidad de  $H\alpha$  (en  $\text{erg s}^{-1}$ ), y las propiedades integradas de la galaxia: el color óptico (panel superior) y la luminosidad en  $B$  (panel inferior). Los datos para la muestra UCM se muestran en negro en ambos diagramas (con errores) y se ajustan a una recta por mínimos cuadrados (tendiendo en cuenta los errores). En el panel superior se han incluido dos muestras de comparación: una, en azul, de galaxias BCD (Gil de Paz et al. 2003) y otra, en rojo, de galaxias cercanas en el NFGS (Jansen et al. 2000b).

algunas propiedades en el capítulo 3. La correlación explicada entre la emisión  $H\alpha$  y la luminosidad en  $B$  queda patente en el panel inferior de la figura 5.17.

Aunque la dispersión de los datos es grande en ambos paneles, las relaciones entre la emisión procedente de las estrellas jóvenes y la propiedades integradas de la galaxia en el óptico (color y luminosidad) son claras. En el caso del diagrama superior, también se observa cómo otras muestras de galaxias complementarias de la nuestra mantienen la correlación entre  $B - r$  y  $EW(H\alpha)$ . En el caso, por ejemplo, del NFGS se observa que sus galaxias presentan colores y anchuras equivalentes muy parecidas a los de las galaxias UCM, si bien existen dos zonas del diagrama no pobladas por nuestros objetos y sí por los NFGS: la correspondiente a colores muy rojos y  $EW(H\alpha)$  muy bajas (lo que probablemente son galaxias elípticas), y la que muestra colores intermedios ( $B - r \sim 0.4$ ) pero anchuras equivalentes menores que lo detectado por la Exploración UCM. Los datos de las galaxias UCM han sido ajustados a sendas rectas (teniendo en cuenta los errores):

$$\log[EW(H\alpha)] = (-1.707 \pm 0.091) (B - r) + (+2.881 \pm 0.066) \quad (5.16)$$

$$\log[L(H\alpha)] = (-0.408 \pm 0.007) M_B + (+33.64 \pm 0.13) \quad (5.17)$$

Las luminosidades  $H\alpha$  pueden utilizarse para calcular la SFR usando un factor de conversión ampliamente estudiado en la literatura (véase, por ejemplo, Kennicutt 1998a). En nuestro caso utilizaremos el factor dado en Sullivan et al. (2001) para comparar directamente con sus resultados, aunque la diferencia con el de Kennicutt (1998a) es de sólo un 3%:

$$SFR = \frac{L(H\alpha)(erg\ s^{-1})}{1.22 \times 10^{41}} \mathcal{M}_{\odot}\ a^{-1} \quad (5.18)$$

La figura 5.18 muestra la correlación entre la atenuación y la SFR, que ya queda patente antes de corregir las luminosidades  $H\alpha$  de extinción. Los brotes más intensos son también los más oscurecidos. Este comportamiento también será observado en el estudio de síntesis de poblaciones que describiremos en el capítulo 7, donde no sólo se demostrará que las galaxias con mayores  $E(B - V)$  presentan mayores fuerzas de brote (relación entre la masa estelar del brote y la total de la galaxia), sino también que los objetos muy oscurecidos parecen seguir diferentes leyes de extinción que los poco atenuados.

Los datos en la figura 5.18 han sido ajustados a una recta teniendo en cuenta los errores asociados. El coeficiente de correlación de Spearman entre ambos parámetros es

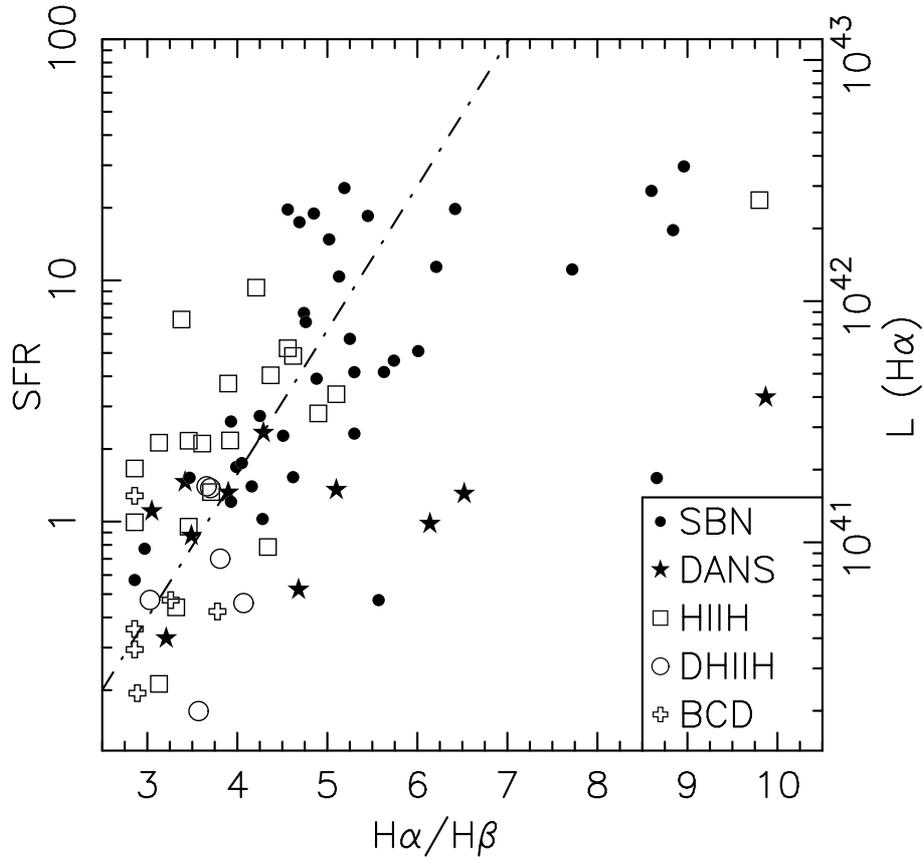


Figura 5.18: Correlación entre la SFR (en  $M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ ) o la luminosidad  $H\alpha$  (en  $\text{erg s}^{-1}$ ) y la extinción, representada por el decremento de Balmer  $H\alpha/H\beta$ . También se detalla el tipo espectroscópico de cada galaxia. Los símbolos rellenos corresponden a galaxias de tipo disco y los huecos a las de tipo HII.

0.67, con un valor para el nivel de confianza del desvío de la hipótesis nula de  $2 \times 10^{-11}$ . El resultado del ajuste es el siguiente:

$$\log(SFR) = (0.597 \pm 0.021) \times \frac{H\alpha}{H\beta} + (-2.191 \pm 0.086) \quad (5.19)$$

La correlación entre la SFR y la extinción ha sido observada por otros autores en otras muestras de galaxias, como por ejemplo Hopkins et al. (2001) y Sullivan et al. (2001). Sin embargo, la pendiente observada en nuestro caso es bastante mayor que las encontradas por los autores anteriores. En la figura 5.18 se observa que la correlación parece romperse para objetos muy extinguidos ( $H\alpha/H\beta \simeq 7 \Rightarrow E(B-V) \gtrsim 0.9$ ) y las SFRs dejan de crecer con  $H\alpha/H\beta$ . Este efecto no está presente en el trabajo de Sullivan et al. (2001) ya que su muestra está formada por galaxias seleccionadas en el UV y no presentan valores

tan altos de la extinción como algunos objetos de la UCM.

En efecto, si eliminamos de nuestra muestra las galaxias con un valor de  $H\alpha/H\beta$  mayor que 5.5, el ajuste pasa a ser (en orden inverso al de la ecuación 5.19 para facilitar la comparación con la bibliografía):

$$\frac{H\alpha}{H\beta} = (0.83 \pm 0.14) \times \log(SFR) + (3.672 \pm 0.073) \quad (5.20)$$

En este caso la pendiente es prácticamente idéntica a la encontrada por Hopkins et al. (2001) y Sullivan et al. (2001) ( $\sim 0.80$  en ambos casos) y la ordenada en el origen, corregida a la misma cosmología de estos artículos, está entre los valores encontrados por ambos autores con una dispersión de  $\sim 0.2$  dex.

Todos los objetos que se separan de la correlación en la gráfica 5.18 son de tipo disco (excepto UCM0014+1829). Entre ellos, las galaxias DANS se diferencian claramente del resto, presentando SFR bajas (del orden de  $1 M_{\odot} a^{-1}$ ) para todo el rango de extinciones. La ruptura de la relación SFR-extinción puede deberse a que los indicadores clásicos de la atenuación (decremento de Balmer, pendiente del continuo UV) no son válidos en escenarios muy extinguidos por polvo (Bell 2002, véase también el capítulo 7). En este sentido, ya hay trabajos en la literatura acerca de galaxias ULIRGs en las que la pendiente del continuo UV proporciona un valor de la extinción menor que el derivado del cociente entre las SFR calculadas en el UV y en el FIR (Goldader et al. 2002). Para las galaxias UCM que quedan fuera de la correlación 5.19 podríamos estar observando las zonas de los brotes con una menor extinción (dentro siempre de valores bastante altos), estando otras partes de los brotes o incluso brotes enteros (probablemente con una intensa formación estelar) totalmente oscurecidos, resultando indetectables en  $H\alpha$ . Este resultado podría comprobarse por medio de observaciones en el FIR de las galaxias UCM.

### 5.5.5. Brotes de formación estelar y componente difusa

Un tema importante dentro del estudio de la formación estelar en galaxias es la física involucrada en los procesos que rigen el comportamiento de los brotes de formación y del medio gaseoso circundante. En este contexto, un parámetro relevante es el número de fotones ionizantes creados por las estrellas del brote y su interacción con la región HII. En lo que se refiere al número de fotones creados por las estrellas, existen en la literatura una gran cantidad de modelos de evolución estelar capaces de estimar este parámetro con mayor o menor precisión y acierto. Sin embargo, existe aún discusión acerca del

número de los fotones creados en las estrellas que interacciona con el gas en la región HII (dando lugar a líneas de recombinación), y la fracción que es capaz de escapar al medio interestelar (si es que no es nula).

Posiblemente relacionado con la mencionada fracción de fotones ionizantes que escapan de las regiones HII, nos encontramos con el estudio de una componente del medio interestelar, el *gas difuso ionizado* (DIG), presentado por primera vez por Reynolds (1990). La caracterización del DIG ha comenzado a llevarse a cabo de una manera sistemática en los últimos años a través, principalmente, de estudios de galaxias cercanas donde es posible contar con una gran resolución angular (véase, por ejemplo, Lehnert & Heckman 1994, Hoopes et al. 2001, Zurita et al. 2002). Aunque los primeros y principales candidatos para explicar la ionización de una parte del medio interestelar con un carácter extenso son los fotones que logran escapar de las regiones HII, hay otros posibles causantes, como son los remanentes de supernova, capas de mezcla turbulenta o, incluso, el campo de radiación extragaláctico. Para una discusión detallada sobre estos factores, véase Wang et al. (1997).

Si la relación entre la ionización del DIG y los fotones provenientes de regiones HII se confirma, los modelos que estudian la formación estelar en galaxias deberían actualizarse para contar con una fracción extra, más o menos importante, de fotones Lyman que deben ser creados y que no ionizan el gas de la región HII, pudiendo incluso llegar a escapar de la propia galaxia y alcanzar el medio intergaláctico. Esto supondría, en resumen, que los cálculos actuales de la SFR podrían estar subestimados, dado que los factores típicos de transformación entre luminosidades en el UV,  $H\alpha$ , o el FIR asumen que todos los fotones Lyman son absorbidos en la región HII (véase Kennicutt 1998a, y referencias allí citadas).

En esta sección abordaremos la caracterización de los distintos brotes o nudos de formación estelar presentes en cada galaxia de nuestra muestra, así como un estudio de la componente de DIG en estos objetos. En primer lugar, describiremos el método de análisis de las imágenes  $H\alpha$  seguido para tratar los temas mencionados, para después presentar los resultados principales.

### Método de análisis

La detección y segregación entre las zonas de la emisión  $H\alpha$  pertenecientes a distintos brotes de formación estelar dentro de una misma galaxia, así como de los píxeles identificados con el DIG, fueron llevadas a cabo con un método similar al utilizado por

Rozas et al. (1996) y Zurita (2001) para detectar regiones HII individuales y estudiar su distribución de luminosidades en galaxias espirales cercanas. Sin embargo, hay que recalcar que estos dos trabajos se basan en observaciones de objetos donde es posible contar con una resolución angular bastante alta, dado que analizan galaxias muy cercanas cuyos tamaños totales superan los  $10'$ . En contraste, las galaxias de la Exploración UCM tienen un tamaño angular medio de  $\sim 30''$ , siendo el diámetro del objeto más grande de la muestra ligeramente superior a  $1'$ . La resolución máxima de las observaciones presentadas en esta memoria de tesis es de  $\sim 0.5$  kpc, contando con un *seeing* típico de  $1''$ . Este valor es muy similar al diámetro de las mayores regiones HII detectadas en galaxias cercanas ( $\sim 400$  pc, de acuerdo con Youngblood & Hunter 1999, Zurita 2001). Por lo tanto, las regiones detectadas en nuestras galaxias no son regiones HII propiamente dichas, sino más bien grandes complejos de formación estelar. Además, el hecho de que las galaxias UCM tengan una formación estelar más intensa que las galaxias normales quiescentes del Universo Local también influye en los tamaños y luminosidades de los brotes.

El método de detección de las distintas regiones de formación estelar dentro de una misma galaxia (y la localización del DIG) debe dar cuenta de 4 aspectos:

- Establecer un criterio de detección de cualquier estructura en la imagen  $H\alpha$ . En nuestro caso utilizamos todos los píxeles cuya intensidad era superior a dos veces el valor de la desviación típica de los píxeles de cielo. El cielo se midió en una apertura cuadrada (de unos  $100 \times 100$  píxeles) cercana a la galaxia en cuestión y libre de objetos (véase la figura 5.19).
- Establecer un criterio para distinguir una región individual de otra. Se consideró como una región individual todo máximo local en el que los píxeles de alrededor en un diámetro equivalente al valor del *seeing*, es decir, de  $\sim 1''$  (aproximadamente 5 píxeles), tenían una intensidad menor. Uno de los grandes problemas en este tipo de estudios es el solapamiento de las regiones, y la única forma de abordarlo es la elección de un criterio basado en la resolución angular máxima que se alcanza en las observaciones. En este sentido, Zurita (2001) demuestra que el mayor efecto de esta elección se produce en el extremo débil de la función de luminosidad de las regiones HII. En nuestro caso no estamos tan interesados en dicha función de luminosidad sino en la localización global de los grandes complejos de formación estelar, por lo que esta elección no es preocupante.
- Desarrollar una técnica para decidir qué píxeles pertenecen a cada región detectada por medio del criterio descrito en el punto anterior. Para ello se dividió la imagen

en distintos niveles de intensidad (1000, en concreto) y, empezando por el nivel más brillante, se fue muestreando la zona circundante a los píxeles ya adjudicados a una determinada región. Si cada uno de los píxeles de esta zona circundante tenía una intensidad menor a la correspondiente al nivel inmediatamente superior, se consideraba perteneciente a la región estudiada. En caso contrario, se desechaba y se marcaban los píxeles colindantes ya pertenecientes a la región para que ésta no “creciera” en esa dirección en la siguiente iteración. Terminados los píxeles correspondientes a un nivel se pasaba al inmediatamente inferior. El proceso para una región terminaba según lo explicado en el siguiente punto, pasando después a repetir todo el proceso para otra región (de las detectadas en el segundo punto). El método es muy parecido al utilizado por SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) para separar objetos en un campo.

- Crear un límite de intensidad para establecer las fronteras más débiles de una región determinada. Esta cantidad también coincide con el brillo superficial máximo asumido para el DIG, y se impuso en  $1.32 \times 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$ . En los estudios del DIG se suele expresar el brillo superficial en función de la llamada medida de emisión  $EM$ , cuyas unidades son  $\text{pc cm}^{-6}$ , y se define como:

$$EM = \int_0^d N_e^2 ds \quad (5.21)$$

donde  $N_e$  es la densidad electrónica y la integral se extiende a todo el camino óptico. Para una temperatura típica de  $T = 10^4 \text{ K}$  y en el caso B de recombinación (Osterbrock 1989), la integral anterior queda (Spitzer 1978):

$$EM = 4.908 \times 10^{17} I(H\alpha) \quad (5.22)$$

donde  $I(H\alpha)$  es la intensidad de la emisión  $H\alpha$  en  $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$ .

Usando la cantidad  $EM$ , el límite superior de intensidad del DIG corresponde a  $EM = 65 \text{ pc cm}^{-6}$ . Este valor es un valor intermedio entre los encontrados en la literatura para estudios de galaxias espirales cercanas como, por ejemplo, Ferguson et al. (1996a,b), que utilizan un valor de corte de  $80 \text{ pc cm}^{-6}$ , o Hoopes et al. (1996), que usan  $50 \text{ pc cm}^{-6}$ .

El método descrito utiliza un valor constante para la intensidad máxima del DIG, lo que supone una primera y simple aproximación al problema. Efectivamente, las propiedades del DIG pueden variar de unas zonas a otras de la misma galaxia y no cabe esperar

la misma intensidad de la emisión de este gas cerca de las regiones HII que a gran distancia de ellas (suponiendo que la ionización del DIG tiene su origen en los nodos de formación estelar). Además, las propiedades del DIG podrían variar de unas galaxias a otras (Wang et al. 1999). Un tratamiento más apropiado, preciso y elaborado del problema debe tener en cuenta las propiedades intrínsecas del DIG, entre las que destaca la naturaleza difusa, es decir, de brillo tenue y con una morfología extendida.

Siguiendo el método de Zurita (2001), construimos también mapas del gradiente de intensidades  $H\alpha$  para seleccionar las zonas donde este gradiente es constante y próximo a cero (promediado en una zona lo suficientemente grande), lo cual las identifica como DIG frente a las regiones HII, donde el gradiente crece rápidamente. Los gradientes para cada píxel fueron calculados como el valor medio de las diferencias absolutas entre las intensidades del píxel considerado y los 4 píxeles contiguos en las direcciones "X" e "Y". La identificación de un píxel como perteneciente al DIG conlleva el análisis interactivo del mapa de gradiente para cada galaxia, con el objetivo de seleccionar el valor frontera de dicho gradiente para las zonas donde éste permanece constante. El valor medio del gradiente frontera para toda la muestra UCM es  $45 \text{ pc cm}^{-6} \text{ arcsec}^{-1}$ , muy parecido al usado por Zurita (2001), que es  $44 \text{ pc cm}^{-6} \text{ arcsec}^{-1}$ . Discutiremos los resultados sobre las propiedades del DIG en breve.

### Propiedades de los brotes

Usando el método explicado en la subsección anterior se detectaron 816 regiones de formación estelar distintas en las 79 galaxias observadas en este proyecto. El rango de frecuencias oscila entre un solo nodo de formación estelar en toda la galaxia (en las BCDs, por ejemplo) hasta 87 nodos diferentes en un solo objeto (UCM2325+2318, una galaxia luminosa en el FIR, de acuerdo con Calzetti et al. 2000). El valor mediano es de  $\sim 8$  regiones/galaxia, con los cuartiles en 2 y 14 regiones/galaxia.

Sería lógico suponer que el número de regiones de formación estelar detectadas en una galaxia depende de la distancia a ésta. Efectivamente, el tamaño angular de objetos muy lejanos es menor y el efecto combinado del *seeing*, de la limitación en el tamaño del detector y de la atenuación de la intensidad puede conllevar la detección de un menor número de regiones. Sin embargo, el panel izquierdo de la figura 5.20 demuestra que la distancia no ha influido en la detección de regiones en el caso de la Exploración UCM. El coeficiente de correlación de Spearman entre el número de regiones detectadas y el desplazamiento al rojo es de 0.2, con un nivel de significación de los datos separándose de la hipótesis nula de  $4 \times 10^{-2}$ . Por el contrario, el panel derecho de la misma figura

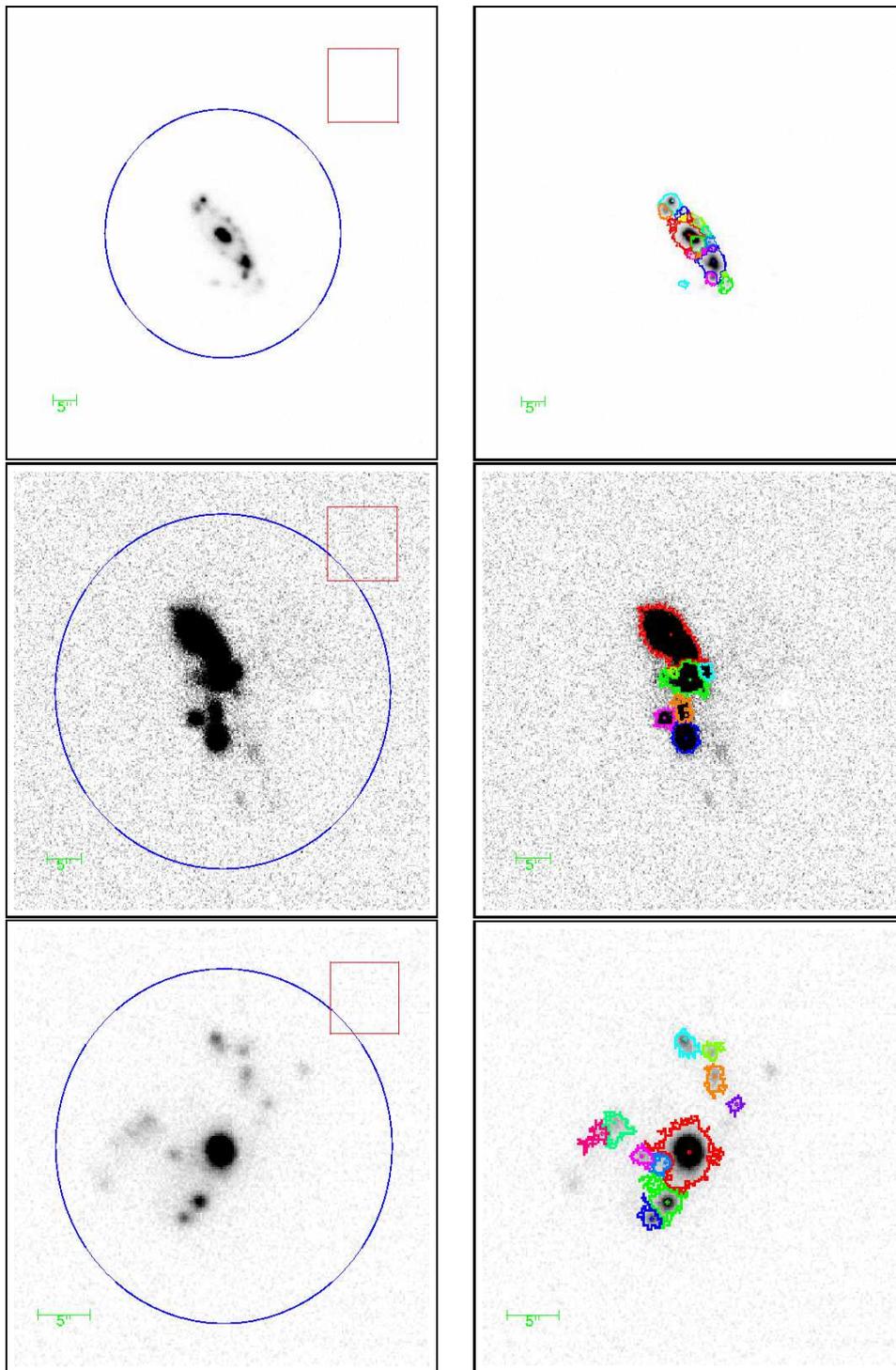


Figura 5.19: Ejemplos de la detección de regiones de formación estelar en las galaxias UCM. Para cada objeto se muestran dos imágenes, una donde se ha marcado el círculo que delimita el tamaño de la galaxia y el cuadrado donde se midió el valor de la desviación típica del cielo, y otra con los límites de cada una de las regiones detectadas.

prueba la correlación entre la frecuencia de los nodos y el tamaño angular de la galaxia, representado por el radio de la isofota de 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup>: las galaxias más grandes presentan más nodos de formación estelar. El coeficiente de correlación es esta vez de 0.48, con un nivel de significación de  $7 \times 10^{-6}$ . A la anterior correlación se une el hecho de que las galaxias con más nodos de formación estelar son, a la postre, las galaxias con una mayor luminosidad en H $\alpha$ , como veremos más adelante.

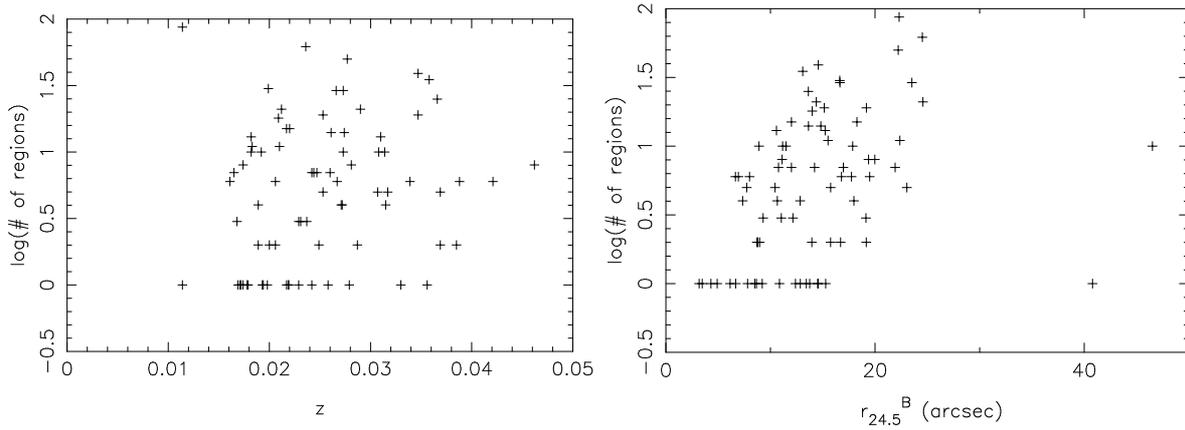


Figura 5.20: Estudio de la correlación entre el número de nodos de formación estelar detectados en una galaxia y el desplazamiento al rojo (izquierda) y el tamaño angular total, definido como el radio de la isofota de 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup> en  $B$  (derecha).

Morfológicamente, las galaxias de tipos de Hubble tardíos y las galaxias en interacción presentan más regiones de formación estelar (en mediana, 12 regiones en galaxias Sc+, 18 en Irr y 45 en interacciones) que los tipos tempranos (5–8 en S0/Sb) y las BCDs (1 nodo).

En lo que respecta al tamaño de los nodos, el radio mediano de éstos es de 0.5 kpc. Los valores van desde nodos de tamaño parecido a las regiones HII individuales en galaxias cercanas,  $\sim 100$  pc, hasta grandes complejos de formación estelar muy intensa de  $\sim 4$  kpc de radio (los casos más extremos son los de UCM1513+2012 y UCM2250+2427, dos galaxias muy perturbadas y con un brote nuclear). El panel (a) de la figura 5.21 muestra en gris la distribución de áreas de los brotes individuales de formación estelar en las galaxias UCM. Estas áreas alcanzan valores desde los 0.05 kpc<sup>2</sup> hasta los 50 kpc<sup>2</sup>, localizándose el máximo de frecuencia en torno a  $\sim 1$  kpc<sup>2</sup> (la mediana es 0.9 kpc<sup>2</sup>).

Se calcularon tasas de formación estelar globales (SFR<sub>T</sub>) y densidades superficiales de SFR medias ( $\Sigma_{\text{SFR}}$ ) y máximas ( $\Sigma_{\text{SFR}}^{\text{max}}$ ), es decir, la densidad de SFR correspondiente al píxel más brillante de la región, para cada nodo de formación estelar. El factor de conversión entre luminosidades H $\alpha$  y SFRs es el de la ecuación 5.18.

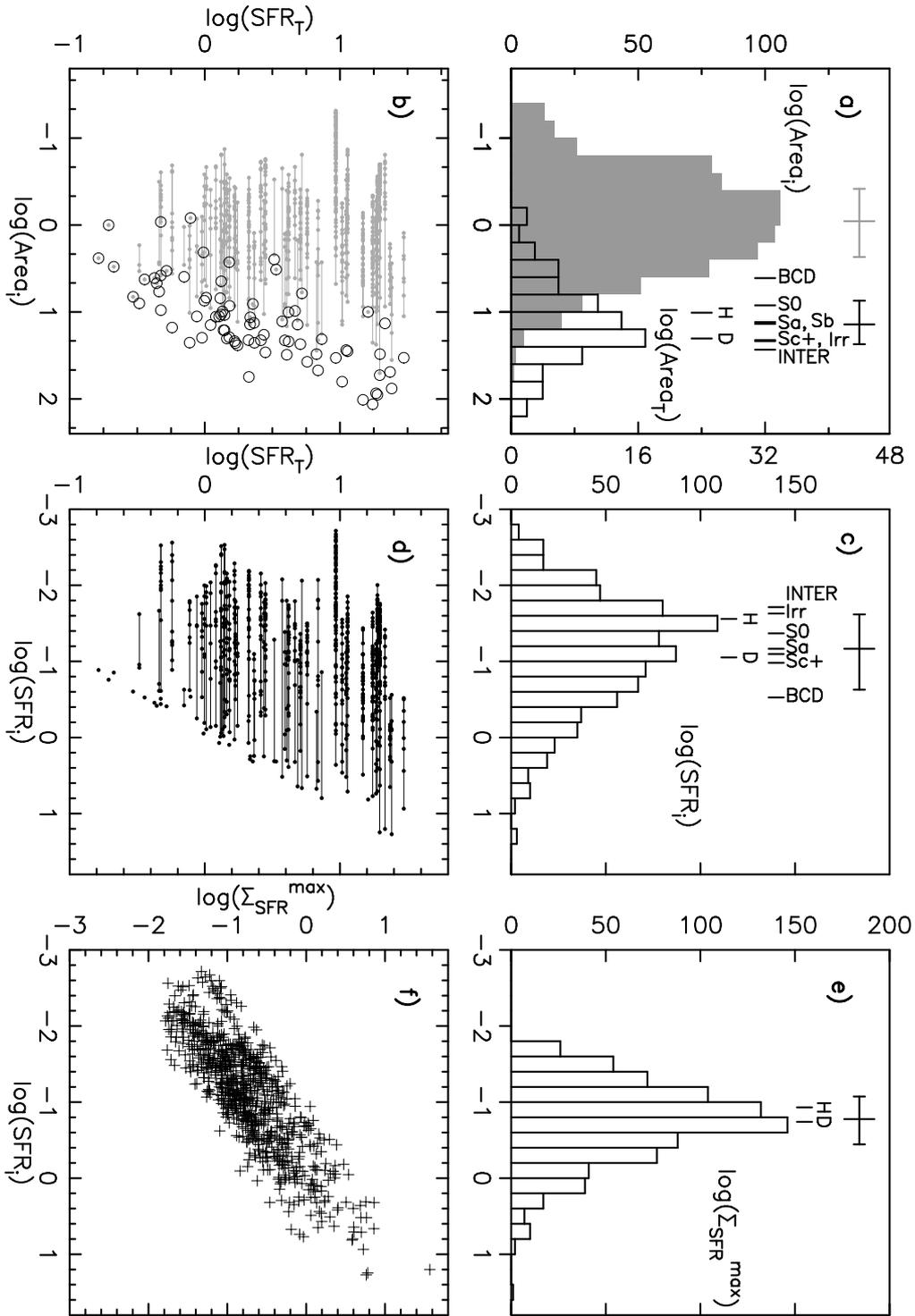


Figura 5.21: Distribución y correlación de propiedades de los nodos de formación estelar en las galaxias UCM. Véase el texto para conocer los detalles. Las SFRs se dan en  $\mathcal{M}_{\odot} \text{ a}^{-1}$ , las densidades de SFR en  $\mathcal{M}_{\odot} \text{ a}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$  y las áreas en  $\text{kpc}^2$ . En los histogramas se adjuntan los valores medianos para los distintos tipos morfológicos y/o espectroscópicos.

La figura 5.21 presenta las distribuciones y correlaciones entre los parámetros mencionados en el párrafo anterior. El panel (b) de este gráfico muestra en gris la correlación entre el área de las regiones individuales de formación estelar y la  $SFR_T$  de la galaxia. Los datos para un mismo objeto están unidos por una línea horizontal. En negro se representan los datos correspondientes al área integrada de la emisión de cada objeto (usado en la sección 5.5.2). Claramente, las galaxias más luminosas en  $H\alpha$  presentan los nodos más extensos, aún existiendo otras regiones secundarias de menor tamaño. La correlación mencionada anteriormente entre la  $SFR_T$  y el tamaño de la región emisora queda ahora demostrada (puntos negros).

En el panel inmediatamente superior al anterior, marcado como (a), se muestran los histogramas de las áreas de los nodos individuales (en gris) y del total de la zona de formación estelar de cada galaxia UCM (en negro). El área total presenta un pico pronunciado (suavizado en la escala logarítmica) en torno a  $14 \text{ kpc}^2$ . En esta figura se observa una tendencia en los tipos morfológicos más tardíos a presentar un brote de mayor extensión. Como cabía esperar debido a su naturaleza de enanas, la BCDs se caracterizan por su pequeño brote de formación estelar. En el otro extremo, los objetos que fueron clasificados como sistemas en interacción muestran las extensiones más grandes (la mediana para el tipo es de  $27 \text{ kpc}^2$ ). Desde el punto de vista espectroscópico, las galaxias de tipo disco presentan brotes de una extensión que prácticamente dobla la de las galaxias HII.

Los paneles centrales de la figura 5.21, (c) y (d), muestran la distribución de las SFRs de los nodos individuales de formación estelar y su correlación con la SFR global de la galaxia. Un incremento en la luminosidad  $H\alpha$  total produce también la posible aparición de brotes más brillantes que pueden incluso dominar la emisión global. Los casos más extremos alcanzan valores de SFR tan altos como  $40 \mathcal{M}_\odot \text{ a}^{-1}$ . En el gráfico superior de nuevo se observa una correlación con el tipo morfológico, de tal manera que los brotes individuales más violentos se localizan en galaxias de los últimos tipos y en BCDs. Este es el caso también de las galaxias tipo disco.

Finalmente, el panel (f) de la figura 5.21 muestra la relación entre la SFR y la  $\Sigma_{SFR}^{\max}$  de los brotes individuales, existiendo un comportamiento similar con respecto a la  $\Sigma_{SFR}$  media (aunque con más dispersión). El rango de  $\Sigma_{SFR}^{\max}$  queda por debajo del valor límite observado para galaxias *starburst* por Meurer et al. (1997). No se observa correlación con el tipo morfológico.

Resumiendo la información de la figura 5.21, en las galaxias UCM los nodos de formación estelar más intensos presentan las densidades de SFR más altas y los mayores tamaños. Estas propiedades resultan finalmente en una luminosidad más alta de toda la

galaxia. Otros autores han encontrado resultados análogos a través de estudios de alta resolución, en el sentido de que la SFR global de una galaxia depende de la masa y el número de brotes individuales (véase Kennicutt 1998a, y referencias allí citadas).

### Distribución de intensidades de la formación estelar: el medio difuso ionizado

En todas las galaxias de la muestra excepto 5 se detectó emisión  $H\alpha$  difusa por debajo del corte mencionado de  $65 \text{ pc cm}^{-6}$ . La intensidad mediana de toda la muestra es  $46 \text{ pc cm}^{-6}$ , valor típico de la componente más brillante del DIG observado en galaxias cercanas (3–5 veces mayor que los promedios medidos por Hoopes et al. 1996 y Zurita 2001).

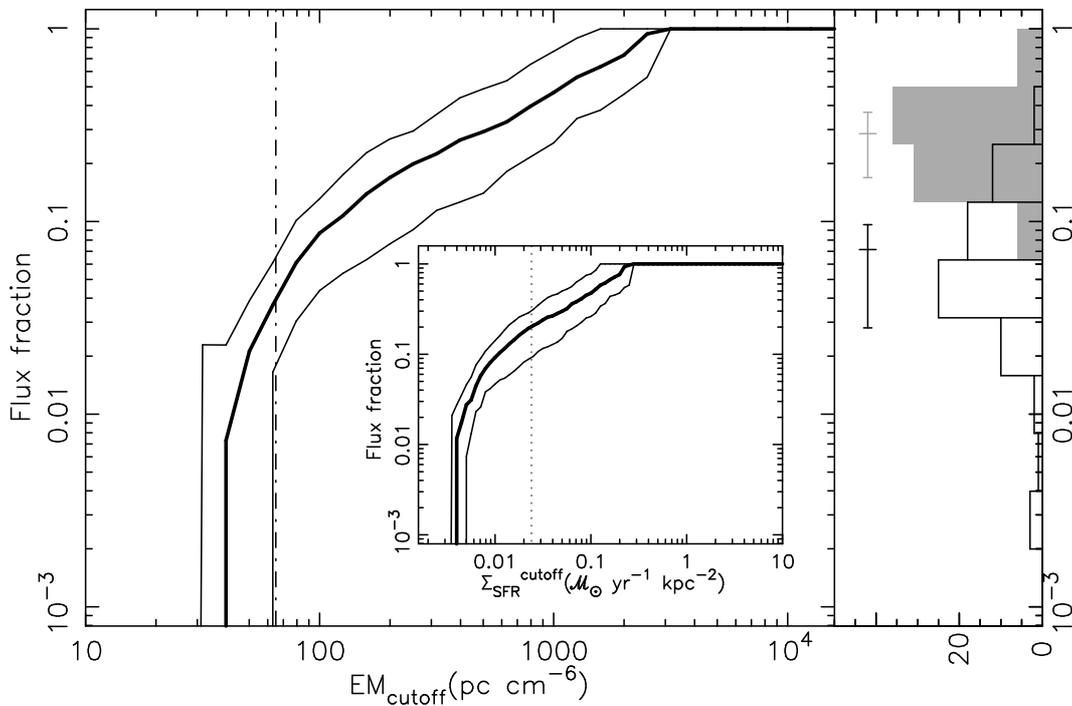


Figura 5.22: Contribución mediana de los distintos niveles de intensidad de la emisión  $H\alpha$  al flujo total de las galaxias de la Exploración UCM (panel izquierdo). La fracción de flujo (eje vertical) se refiere a la contribución a la emisión total de los píxeles con una intensidad igual o menor que un brillo superficial determinado, dibujado en el eje horizontal de la figura. Se han dibujado los valores medianos y cuartiles de toda la muestra estudiada. La línea vertical muestra el valor de corte de  $65 \text{ pc cm}^{-6}$ . El panel interior muestra la misma figura pero sustituyendo los valores de intensidad por densidades superficiales de SFR. Como ejemplo de lo explicado en el texto se ha marcado con una línea punteada el límite de detección de la exploración de galaxias a  $z \sim 0.24$  de Pascual et al. (2001). El panel de la derecha muestra en negro el histograma de la fracción de luminosidad total asociada con el DIG para una intensidad de corte de  $65 \text{ pc cm}^{-6}$ . El histograma gris se refiere a la misma fracción pero corregida del flujo proveniente del DIG superpuesto en los nodos de formación estelar.

La caracterización del DIG en las galaxias UCM incluye el estudio de la distribución de intensidades  $H\alpha$  del gas y la contribución al flujo total de la línea de emisión. En este trabajo medimos la fracción de la luminosidad  $H\alpha$  total asociada con los píxeles cuya intensidad está por debajo de un valor de corte determinado. La figura 5.22 muestra esa fracción con respecto a la intensidad límite, representando el valor mediano y los cuartiles para los datos de las 79 galaxias, habiéndose marcado la intensidad correspondiente a  $65 \text{ pc cm}^{-6}$  con una línea vertical punto-guión. Además, en el panel de la derecha se adjunta el histograma de la fracción de luminosidad  $H\alpha$  proveniente del DIG para el mencionado corte de intensidad (en negro).

En media, un 8 % del flujo total  $H\alpha$  de una galaxia UCM está asociado con el DIG cuya intensidad es menor a  $65 \text{ pc cm}^{-6}$ . Los valores para cada galaxia individual están comprendidos entre el 0 % y el 34 % (UCM1308+2950).

En el caso del método de detección del DIG basado en la medida del gradiente de emisión  $H\alpha$  obtenemos un resultado medio para toda la muestra muy parecido al ya mencionado: 9 %. Estos porcentajes son consistentes con los encontrados en otros trabajos sobre el DIG de galaxias cercanas y de tamaño angular extenso (por ejemplo, Hoopes et al. 1996, Wang et al. 1999, Zurita 2001) y con la fracción de fotones Lyman ionizantes que escapan de las regiones HII, estimada por Oey & Kennicutt (1997).

Los resultados descritos hasta ahora, y dispuestos en el panel izquierdo de la figura 5.22, no han tenido en cuenta varios efectos importantes en este tipo de estudios. Las correcciones a las fracciones expuestas hasta ahora basadas en estos efectos se describen a continuación:

- Dado que estamos estudiando una fuente de luminosidad difusa y extendida, la luz dispersada por el polvo de la propia galaxia en estudio o la difuminada por la óptica del telescopio pueden tener un efecto importante. La corrección por estos dos fenómenos ha sido estimada en un 5–15 % del flujo difuso por Hoopes et al. (1996).
- Otro efecto, bastante más influyente en los resultados que el anterior, es el derivado del flujo proveniente del DIG que está localizado en la línea de observación de los nodos de formación estelar. Aún cuando la presencia de estos nodos puede provocar un menor espesor de la capa de DIG en comparación con líneas de observación que no intersectan regiones de formación estelar, dicha presencia también debe tener una influencia directa en la intensidad de la emisión del gas ionizado, que debe ser más brillante que la de zonas más alejadas de las fuentes de ionización (Zuri-

ta 2001). Hemos estimado el flujo proveniente del DIG superpuesto a las regiones de formación estelar multiplicando la intensidad media de la componente difusa detectada con los métodos mencionados por el área ocupada por los brotes. Esta corrección aumenta los porcentajes de emisión del DIG con respecto a la luminosidad total en un factor  $\sim 2$ . El histograma de las fracciones de emisión corregidas de los factores explicados se adjunta en el panel de la derecha de la figura 5.22, en gris. Estos resultados son muy parecidos a los encontrados por Hoopes et al. (1996).

Morfológicamente, no se encuentran diferencias significativas en la intensidad y fracción del flujo total procedente del DIG. Sin embargo, podemos reseñar que las galaxias Sa presentan una fracción en torno al 10 %, lo que resulta ligeramente inferior a lo observado para el resto de galaxias espirales, que están en torno al 20 %. Los sistemas en interacción y las BCDs presentan valores menores. Espectroscópicamente, las galaxias tipo disco cuentan con fracciones mayores (en media,  $\sim 20$  %) que los objetos HII (menos del 10 %).

Todos los parámetros introducidos en este capítulo se han compilado en la tabla 5.4.

### 5.5.6. Implicaciones para estudios a desplazamientos al rojo mayores

El estudio detallado de la distribución espacial e intensidad de la formación estelar en galaxias *starburst* locales tiene amplias implicaciones en análisis de poblaciones de galaxias más lejanas que las de la muestra UCM. Si asumimos que estas galaxias tienen propiedades parecidas a los objetos del Universo Local, podemos estudiar los sesgos observacionales de las exploraciones de galaxias con formación estelar a  $z$  intermedio y alto emplazando artificialmente nuestras galaxias a esas distancias cosmológicas. A pesar de que la evolución de las galaxias puede tener un papel influyente, algunos parámetros pueden ser todavía comparables y fácilmente medibles. En este sentido, son muchos los trabajos que encuentran similitudes entre las galaxias cercanas con formación estelar y objetos a un  $z$  mayor. Estas similitudes se encuentran en propiedades como el tamaño (Pérez-González et al. 2001), intensidad del episodio de formación estelar (Meurer et al. 1997), relación entre las estrellas pertenecientes al brote y la población más evolucionada (Papovich et al. 2001, Pérez-González et al. 2003b), masas estelares (Kauffmann et al. 2002), etc... Además, también existen trabajos acerca de contrapartidas cercanas para objetos del Universo lejano como, por ejemplo, las galaxias compactas azules en Guzmán et al. (1997), o las galaxias *starburst* brillantes en el UV en Conselice et al. (2000b).

La primera implicación del trabajo descrito en este capítulo para observaciones de

galaxias distantes se presentó en la sección 5.5.2, concretamente en el diagrama interior de la figura 5.13. Este gráfico mostraba la evolución con el desplazamiento al rojo del flujo  $H\alpha$  detectado para objetos parecidos a los de la Exploración UCM con una fibra de espectroscopía de  $3''$  (tamaño típico de las usadas en exploraciones de gran campo como el SDSS) con respecto al total. Para construir este diagrama posicionamos artificialmente las galaxias UCM a desplazamientos al rojo en el intervalo  $z = 0 - 1$  y medimos los flujos detectados por una fibra de  $3''$  (los resultados son también aplicables a rendijas del mismo tamaño). Los puntos de la figura corresponden a los valores medianos para toda la muestra, habiéndose ajustado a un polinomio de Chebyshev de orden 7:

$$\begin{aligned} \frac{F_{3''}}{F_T} = & 1.7914 + 0.1911 T_1 - 0.1489 T_2 + 0.1016 T_3 - 0.0626 T_4 \\ & + 0.0355 T_5 - 0.0183 T_6 + 0.0076 T_7 \end{aligned} \quad (5.23)$$

El diagrama interior de la figura 5.13 revela que sólo para desplazamientos al rojo mayores que 0.1 la fibra del SDSS logra detectar más del 95 % del flujo  $H\alpha$  total de las galaxias UCM. Para valores de  $z$  menores, la corrección de apertura no es despreciable.

El gráfico interior de la figura 5.22 muestra el efecto de la profundidad de las observaciones en la estimación de los flujos  $H\alpha$  totales. Se calculó la razón entre la luminosidad correspondiente a las regiones con una densidad superficial de SFR menor que un cierto valor de corte y la luminosidad integrada del objeto, es decir, la contribución de los distintos niveles de  $\Sigma_{\text{SFR}}$  a la SFR total de cada galaxia.

Las exploraciones de galaxias a desplazamientos al rojo intermedios y altos son capaces de detectar objetos con líneas de emisión ( $H\alpha$  u otras) hasta un cierto flujo límite (que puede ser expresado en unidades de densidad superficial de SFR:  $\mathcal{M}_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ ). Esto no sólo significa que no se detectan los objetos más débiles que el mencionado flujo límite, sino también que para las galaxias detectadas una parte de la luminosidad total puede estar por debajo de dicho límite.

Se puede calcular la fracción de flujo no detectado para cada objeto asumiendo que: (1) el flujo total de estos objetos se mide sumando el flujo de los píxeles individuales cuya intensidad está por encima del límite de detección; y (2) que las intensidades de formación estelar de los objetos locales de nuestra muestra son comparables a los de galaxias lejanas. El panel interior de la figura 5.22 muestra esta corrección en función del límite de detección en unidades de  $\Sigma_{\text{SFR}}$ .

Como ejemplo nos referimos a la exploración de galaxias a  $z \sim 0.24$  llevada a cabo

Tabla 5.4: Resultados del estudio fotométrico en H $\alpha$ . Las columnas detallan: (1) Nombre de la galaxia. (2) Flujo H $\alpha$  corregido de [NII] en  $10^{-14}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$ . El error mediano es del 16%. (3) Índice de concentración  $c_{31}$ . El error mediano es del 8%. (4) Radio efectivo en arcosegundos. El error mediano es del 7%. (5) Razón entre los tamaños de la región emisora en H $\alpha$  (radio de la apertura circular que contiene el 80% de la emisión total en H $\alpha$ ) y el total de la galaxia (radio de la isofota de 24.5 mag arcsec $^{-2}$ ). El error mediano es del 17%. (6) Anchura equivalente de H $\alpha$  en Å. El error mediano es del 13%. (7) Razón de luminosidad H $\alpha$  bulbo-total. El error mediano es del 13%. (8) Luminosidad H $\alpha$  corregida de extinción interna en unidades de  $10^{41}$  erg s $^{-1}$ . El error mediano es del 16%. (9) Área de la región emisora en H $\alpha$  en arcosegundos cuadrados. (10) Tasa de formación estelar máxima en  $\mathcal{M}_{\odot}$  año $^{-1}$  kpc $^{-2}$ . El error mediano es del 16%. (11) Porcentaje de la emisión H $\alpha$  asociado al gas difuso ionizado. El error mediano es del 14%. (12) Lo mismo que la anterior pero corregido de la contribución del DIG sobreimpuesto en la regiones de formación estelar.

Galaxia (1)	F(H $\alpha$ ) (2)	$c_{31}$ (3)	$r_e$ (4)	$\frac{r_{80}}{r_{24.5}}$ (5)	EW (6)	(B/T) (7)	L(H $\alpha$ ) (8)	Area $_T$ (9)	$\Sigma_{SFR}^{max}$ (10)	DIG (11)	DIG $_c$ (12)
0013+1942	8.6	2.54	3.1	0.59	113.4	0.14	2.57	70.5	0.498	4	22
0014+1748	13.6	10.99	7.8	0.93	15.6	0.68	5.68	71.2	0.470	32	48
0014+1829	16.6	6.21	2.3	0.65	99.6	0.48	26.26	99.1	0.075	4	24
0015+2212	4.2	3.41	1.0	0.23	35.2	0.48	0.54	29.0	0.037	6	20
0017+1942	11.2	1.88	8.9	0.99	56.1	0.00	4.93	113.3	7.250	4	23
0047+2413	10.7	5.63	6.9	0.49	29.3	0.45	12.66	132.9	0.464	7	23
0047+2414	22.5	3.18	5.5	0.68	62.0	0.05	21.27	241.1	0.368	4	19
0056+0043	5.3	3.37	1.5	0.43	48.5	0.12	0.86	26.8	0.357	2	18
0056+0044	6.6	9.95	4.2	0.99	72.2	0.32	0.57	69.1	0.214	9	39
0141+2220	2.8	4.79	3.0	1.00	18.6	0.31	0.64	26.9	0.213	12	33
0147+2309	4.0	2.01	1.9	0.26	17.5	0.39	0.95	5.4	0.195	0	62
0148+2124	6.5	5.85	1.2	0.74	89.7	0.08	0.57	32.2	0.153	1	28
0159+2326	2.5	2.80	1.1	0.15	7.5	0.14	1.19	15.8	0.150	6	15
1246+2727	10.0	3.05	8.1	0.85	49.5	0.14	3.42	179.0	0.149	7	38
1247+2701	2.5	1.87	3.8	0.62	23.5	0.03	0.40	36.7	36.985	7	36
1248+2912	8.4	5.26	9.1	0.74	13.6	0.41	2.06	118.4	1.686	10	30
1253+2756	19.9	1.58	3.7	0.39	82.0	0.36	1.22	65.9	1.061	1	14
1254+2740	7.9	3.38	2.0	0.40	38.8	0.64	1.26	63.7	1.001	2	25
1255+2819	4.0	1.90	3.3	0.30	16.9	0.22	1.71	54.0	0.875	10	31
1255+3125	8.0	4.10	2.0	0.49	35.7	0.69	2.64	42.7	0.722	2	25
1256+2701	5.2	4.45	8.8	0.99	63.1	0.04	1.16	79.9	0.710	11	49
1256+2722	2.1	3.28	3.5	0.76	22.9	0.07	1.65	29.8	0.443	13	41
1256+2910	0.7	2.15	1.2	0.11	2.9	1.00	1.85	8.5	0.432	11	33
1257+2808	1.7	10.99	1.1	0.91	10.0	0.43	0.58	7.6	0.431	12	39
1258+2754	6.8	2.31	4.2	0.50	28.2	0.21	6.21	90.4	0.376	7	26
1300+2907	9.0	3.61	2.4	0.66	155.1	0.52	4.12	16.6	0.317	0	39
1301+2904	12.8	2.45	6.4	0.90	59.8	0.55	2.59	195.2	0.216	15	45
1302+2853	1.8	1.52	2.5	0.32	10.4	0.00	0.55	25.5	1.125	5	11
1303+2908	13.0	1.66	6.9	0.99	170.6	0.00	2.02	78.6	0.805	3	16
1304+2808	7.0	2.75	4.7	0.44	20.7	0.51	0.70	83.7	0.746	8	28
1304+2818	6.4	2.57	5.3	0.55	22.9	0.02	0.95	93.3	0.434	17	58
1304+2830	1.1	2.53	1.3	0.48	47.9	0.24	0.20	12.5	0.130	2	33
1306+2938	14.6	2.04	4.2	0.45	39.1	0.20	3.16	118.3	0.122	4	23
1306+3111	3.2	2.23	2.7	0.36	21.8	0.01	1.59	59.4	0.104	8	23
1308+2950	9.1	10.99	13.9	0.99	9.4	0.55	19.71	41.9	0.063	34	62

Tabla 5.4: Continuación.

Galaxia (1)	F(H $\alpha$ ) (2)	$c_{31}$ (3)	$r_e$ (4)	$\frac{r_{80}}{r_{24.5}^{2.5}}$ (5)	EW (6)	(B/T) (7)	L(H $\alpha$ ) (8)	Area $_T$ (9)	$\Sigma_{SFR}^{max}$ (10)	DIG (11)	DIG $_c$ (12)
1308+2958	9.3	2.34	10.3	0.83	19.0	0.12	5.08	118.8	1.559	24	63
1314+2827	3.9	1.88	1.9	0.17	19.5	0.48	1.87	32.8	1.239	4	15
1324+2651	18.1	3.93	1.6	0.33	41.0	0.89	8.93	81.7	0.613	3	17
1324+2926	6.4	2.46	2.0	0.54	202.6	0.17	0.43	34.5	0.487	0	15
1331+2900	5.3	3.60	1.0	0.72	919.4	0.01	1.56	22.5	0.341	0	13
1431+2854	8.5	2.47	5.3	0.61	31.3	0.26	28.67	127.5	0.250	6	44
1431+2947	3.3	3.10	1.9	0.58	106.3	0.56	0.36	34.2	0.201	5	26
1432+2645	5.9	7.48	8.9	0.45	12.6	0.38	4.77	56.3	0.160	23	41
1440+2521N	2.7	4.91	1.2	0.33	20.7	0.69	2.82	33.6	0.153	17	23
1440+2521S	5.0	7.45	4.0	0.99	45.7	0.61	1.85	49.6	0.129	4	49
1443+2548	15.1	3.04	5.4	0.72	59.8	0.04	18.04	201.9	0.129	2	27
1444+2923	4.1	6.22	7.1	0.99	42.1	0.85	1.60	33.6	0.124	17	73
1513+2012	24.0	3.71	2.7	0.42	80.6	0.51	24.00	99.3	0.106	0	15
1537+2506N	17.8	3.96	1.1	0.15	29.8	0.80	4.56	60.0	0.095	4	15
1537+2506S	13.8	3.10	2.5	0.38	63.7	0.39	2.63	65.0	0.082	3	15
1612+1308	8.2	2.98	1.0	0.46	414.5	0.00	0.24	18.4	0.073	0	13
1646+2725	3.3	2.92	2.2	0.99	144.8	0.04	1.69	35.5	0.071	5	25
1647+2727	7.3	2.70	2.5	0.71	84.5	0.36	8.19	56.8	0.064	7	30
1647+2729	14.7	2.51	4.5	0.72	59.2	0.04	22.57	163.2	0.060	3	25
1647+2950	8.1	5.61	3.3	0.44	17.4	0.29	6.98	110.8	0.925	6	28
1648+2855	25.4	1.53	3.5	0.37	78.5	0.22	8.41	123.5	0.696	2	10
1656+2744	3.6	2.80	0.8	0.20	38.0	0.75	2.76	18.7	0.511	10	13
1657+2901	4.5	2.14	3.5	0.81	53.0	0.14	2.85	56.5	0.459	6	26
2238+2308	25.8	2.36	4.8	0.36	31.1	0.13	24.12	134.4	0.444	6	32
2249+2149	4.3	8.07	8.1	0.80	11.5	0.57	36.23	40.8	0.396	16	57
2250+2427	16.2	4.47	1.4	0.35	45.2	0.54	29.43	110.0	0.338	6	7
2251+2352	7.0	2.14	2.2	0.40	48.9	0.10	1.34	49.1	0.325	4	14
2253+2219	9.4	2.72	2.7	0.61	44.5	0.37	3.34	76.8	0.294	2	22
2255+1654	2.6	4.07	5.4	0.83	12.5	0.33	2.12	40.9	0.272	22	50
2255+1926	2.4	5.07	2.3	0.91	26.8	0.12	0.25	19.7	0.261	4	43
2255+1930N	13.7	2.49	2.9	0.28	34.1	0.22	5.08	68.5	0.223	3	12
2255+1930S	8.1	2.72	2.5	0.49	39.3	0.19	1.48	74.8	0.191	5	21
2258+1920	10.4	2.68	4.7	0.58	35.6	0.05	1.79	102.0	0.178	3	16
2304+1640	3.6	2.55	1.8	0.52	101.9	0.00	0.52	30.8	0.175	3	26
2307+1947	3.9	9.41	1.4	0.79	21.5	0.39	1.06	38.0	0.170	16	34
2313+2517	11.9	7.70	3.8	0.44	11.1	0.44	13.87	94.0	0.164	0	27
2315+1923	5.3	3.50	0.9	0.30	96.8	0.76	5.94	24.0	0.159	4	12
2316+2457	35.5	7.34	7.6	0.56	30.8	0.38	23.09	290.3	0.156	6	17
2316+2459	6.7	4.74	6.6	0.54	21.2	0.34	13.55	90.7	0.141	15	37
2325+2318	150.9	2.32	8.9	0.64	72.5	0.00	11.39	619.3	0.140	0	9
2326+2435	13.6	4.65	3.8	0.71	100.4	0.27	1.71	86.5	0.138	5	17
2327+2515N	8.8	4.90	1.8	0.48	49.6	0.00	1.61	25.6	0.133	0	29
2327+2515S	21.0	2.90	1.7	0.22	86.2	0.00	6.39	35.1	0.132	0	14
2329+2427	2.0	9.93	1.4	0.53	3.8	0.66	3.99	15.1	0.121	14	42

por Pascual et al. (2001). El objeto más tenue de esta muestra tiene una luminosidad  $H\alpha$  de  $3.4 \times 10^{41}$  erg s<sup>-1</sup> medida en una apertura circular de  $1.6''$  o  $\sim 100$  kpc<sup>2</sup>. Esto se traduce en una densidad de SFR media de  $\sim 0.02 M_{\odot}$  año<sup>-1</sup> kpc<sup>-2</sup>, que se muestra con una línea punteada en el gráfico interior de la figura 5.22. Si identificamos este valor como el límite de detección, nuestros resultados apuntan a que esta exploración está perdiendo cerca del 20 % del flujo total de cada objeto en píxeles cuya intensidad está por debajo del límite de detección. Correcciones similares podrían aplicarse para otras exploraciones.

## 5.6. Comparación de estimadores de SFR

En el presente capítulo hemos estudiado las propiedades de la población estelar más joven de las galaxias UCM a través de un trazador de formación estelar como es la línea de emisión  $H\alpha$ . En zonas del espectro cercanas a la línea  $H\alpha$  existen otros trazadores de naturaleza parecida, como pueden ser el flujo UV, la línea prohibida de [OII] en 3727 Å y otras líneas de recombinación del gas ionizado. La conveniencia en la utilización de uno u otro estimador de SFR depende en gran medida del desplazamiento al rojo de la galaxia en estudio, pues éste hace más o menos accesible una u otra zona del espectro.

Como se ha mencionado en varios capítulos de esta memoria de tesis, uno de los principales problemas en los estudios de la formación estelar en galaxias es la determinación de la extinción por polvo. El efecto de éste puede incluir no sólo una atenuación de la emisión observada, que puede ser corregida de manera más o menos fiable, sino también la ocultación completa de zonas de un nodo de formación estelar o de brotes enteros en el caso de extinciones muy altas.

Los estimadores de formación estelar en el UV y en el óptico son especialmente sensibles a la extinción (véase, por ejemplo, Kennicutt 1998a, Bell & Kennicutt 2001, Goldader et al. 2002). Entre estos estimadores la línea de emisión  $H\alpha$  es el trazador menos afectado por el polvo, pero aún así la atenuación puede ser muy importante. Esta es la razón por la que recientemente se ha extendido el estudio de las galaxias con formación estelar hacia zonas del espectro menos afectadas por la atenuación por polvo, como son el FIR o el radio (entre otros trabajos, Sullivan et al. 2001, Hopkins et al. 2001, Serjeant et al. 2002). El origen físico de las correlaciones entre las luminosidades en el FIR y el radio y la SFR está todavía en estudio, así como la dependencia de las emisiones en estas bandas con otras propiedades de las galaxias (véase Bell 2003).

La discusión sobre las bondades y desventajas de cada uno de los estimadores de SFR, así como de la consistencia entre los resultados obtenidos con cada uno de ellos,

está fuera de los objetivos de este trabajo de tesis (véase el artículo de revisión de Kennicutt 1998a), pero la utilización de varios de ellos puede ayudarnos a comprender mejor las propiedades de la formación estelar en nuestras galaxias y servir para establecer una comparación más robusta con estudios de galaxias a otros desplazamientos al rojo.

### 5.6.1. Datos multi-longitud de onda acerca de la SFR de las galaxias UCM

Las galaxias de la Exploración UCM cuentan con datos de estimadores de la SFR en varias zonas del espectro gracias a la combinación de observaciones específicas de estos objetos y observaciones realizadas dentro de programas de exploraciones de gran campo.

En el óptico, además de las luminosidades  $H\alpha$ , se disponen de datos espectroscópicos acerca de la línea de [OII] en  $3727 \text{ \AA}$  para un alto porcentaje de las galaxias UCM (García-Dabó 2002, Gallego et al. 2002). Dado el número limitado de objetos observados en imagen  $H\alpha$  y el hecho de que, estadísticamente, las luminosidades  $H\alpha$  derivadas de los estudios espectroscópico y de imagen son muy similares (véase la figura 8.1 y la discusión sobre ella en el capítulo 8), en esta sección utilizaremos los datos espectroscópicos de las luminosidades  $H\alpha$ , debidamente corregidos del efecto de apertura, con lo que contaremos con información acerca de prácticamente la totalidad de la muestra UCM. Asimismo, compararemos los resultados obtenidos con los datos espectroscópicos con los alcanzados al usar las nuevas luminosidades  $H\alpha$  basadas en imagen que presentamos en este capítulo.

Las SFRs derivadas de la emisión [OII] $\lambda$ 3727 fueron calculadas a partir de la luminosidad integrada de la línea por medio de la relación (Kennicutt 1998a):

$$SFR = \frac{L([OII])(erg\ s^{-1})}{7.143 \times 10^{40}} \mathcal{M}_{\odot}\ a^{-1} \quad (5.24)$$

La luminosidad integrada de las galaxias UCM en la línea [OII] $\lambda$ 3727 fue calculada de manera análoga a lo realizado por Gallego (1995) para corregir del efecto del tamaño finito de las rendijas empleadas en las observaciones espectroscópicas. Este método consiste en suponer que la anchura equivalente de [OII] medida en los espectros,  $EW([OII])$ , es representativa de toda la galaxia, por lo que se puede calcular el flujo total de la línea utilizando la magnitud total en el filtro  $B$  de la galaxia,  $m_B$ . Podemos escribir:

$$EW([OII]) = \frac{F([OII])}{f_{3727}} \quad (5.25)$$

donde  $f_{3727}$  es el nivel del continuo alrededor de la línea de [OII]. Éste se puede expresar en función de la densidad de flujo en el filtro  $B$  (que corresponde a una longitud de onda de  $\sim 4480 \text{ \AA}$ ), la transmisión del mencionado filtro en  $3727 \text{ \AA}$  ( $T_{3727}$ ) y la anchura del filtro ( $\Delta\lambda_B$ ). Finalmente, el flujo de [OII] $\lambda 3727$  queda:

$$F([OII]) = \frac{\Delta\lambda_B 10^{0.4(m_B - 0.03)} f_{\text{Vega}}}{T_{3727} + \frac{\Delta\lambda_B}{EW([OII])}} \quad (5.26)$$

donde  $f_{\text{Vega}}$  es la densidad de flujo de Vega en el filtro  $B$ .

La luminosidad de la línea [OII] $\lambda 3727$  depende fuertemente de parámetros como la metalicidad y la excitación, por lo que el uso de un factor constante de transformación entre la luminosidad de la línea y la SFR como el de la ecuación 5.24 es una aproximación muy burda. Efectivamente, cuando comparamos las SFRs calculadas a partir de  $H\alpha$  y de [OII] observamos una gran dispersión, a pesar de que ambos estimadores tienen su origen en la física del gas ionizado y las dos líneas se encuentran en la región óptica del espectro. Por esta razón es conveniente establecer relaciones empíricas entre los flujos de [OII] $\lambda 3727$  y  $H\alpha$  utilizando otros parámetros, como las luminosidades de banda ancha o las anchuras equivalentes, para dar cuenta de las diferencias en excitación y metalicidad de una galaxia a otra y reducir la dispersión. Este trabajo fue realizado por Aragón-Salamanca et al. (2002) usando las galaxias UCM, obteniendo la expresión que detallamos a continuación que permite obtener el flujo  $H\alpha$  a partir del flujo de [OII] $\lambda 3727$ , la anchura equivalente de esta línea y la magnitud absoluta en  $B$ :

$$\log\left(\frac{[OII]}{H\alpha}\right) = -0.23 + 0.43 \log(EW([OII])) + 0.04 M_B \quad (5.27)$$

Como se mencionó en el capítulo 2, existen datos UV para un pequeño número de galaxias UCM (23) que pueden ser utilizados para estimar la SFR. Estos datos se refieren a magnitudes en  $2000 \text{ \AA}$  y fueron cedidos amablemente por el equipo del instrumento FOCA, cuyas características están descritas en Milliard et al. (1992). De acuerdo con Treyer et al. (1998) la magnitud en  $2000 \text{ \AA}$  obtenida por FOCA se relaciona con el flujo (en unidades CGS) a la misma longitud de onda por medio de:

$$m_{2000} = -2.5 \log F_{2000} - 21.175 \quad (5.28)$$

El factor de conversión de luminosidades en  $2000 \text{ \AA}$  a SFRs fue determinado por

Kennicutt (1998a) y Sullivan et al. (2001):

$$SFR = \frac{L(UV)(erg\ s^{-1})}{5.36 \times 10^{39}} \mathcal{M}_{\odot}\ a^{-1} \quad (5.29)$$

A medida que nos movemos hacia longitudes de onda más cortas el problema de la extinción por polvo se hace cada vez más importante en el cálculo de la SFR. En el caso de las luminosidades UV, este efecto está aún más marcado, haciendo indispensable un tratamiento adecuado de la atenuación. En nuestro caso hemos corregido los flujos a 2000 Å utilizando los valores del exceso de color  $B - V$  medidos por Gallego et al. (1996) y la curva de extinción de Calzetti et al. (2000), que incluye una relación entre los excesos de color del gas y de la población estelar:  $[E(B - V)]^{estrellas} = 0.44 [E(B - V)]^{gas}$ .

De las 191 galaxias que conforman la Exploración UCM, 184 objetos tienen observaciones en el FIR realizadas con IRAS en una o varias de las bandas a 12, 25, 60 y 100  $\mu m$ , y de calidad variada. A partir de las densidades de flujo en las longitudes de onda anteriores (en Jy) se puede obtener el flujo total en el rango de 8-1000  $\mu m$  (en CGS),  $F_{FIR}$ , usando las relaciones dadas en Sanders & Mirabel (1996), según los datos disponibles:

$$F_{FIR} = 1.8 \times 10^{-11} [13.48 F(12\mu m) + 5.16 F(25\mu m) + 2.58 F(60\mu m) + F(100\mu m)] \quad (5.30)$$

$$F_{FIR} = 2.2 \times 10^{-11} [2.58 F(60\mu m) + F(100\mu m)] \quad (5.31)$$

$$F_{FIR} = 8.5 \times 10^{-11} F(60\mu m) \quad (5.32)$$

El paso de luminosidad FIR a SFR fue extraído de Kennicutt (1998a):

$$SFR = \frac{L(FIR)(erg\ s^{-1})}{2.22 \times 10^{43}} \mathcal{M}_{\odot}\ a^{-1} \quad (5.33)$$

Finalmente, también se han recopilado de la literatura datos radio en 1.4 GHz (20 cm) que permiten calcular SFRs. La mayoría de los flujos radio provienen del *NRAO VLA Sky Survey* (NVSS), presentado en Condon et al. (1998). Las luminosidades en 1.4 GHz

pueden calcularse a partir de las densidades de flujo dadas por NVSS (en mJy), aplicando una corrección  $k$  dada por  $(1+z)^{-0.8}$ , donde el índice  $-0.8$  es típico de la radiación sincrotrón en longitudes de onda decimétricas (Sullivan et al. 2001).

El factor de conversión entre luminosidad en 1.4 GHz y SFR fue determinado por Sullivan et al. (2001):

$$SFR = \frac{L(1.4\text{ GHz})(\text{erg s}^{-1})}{1.64 \times 10^{28}} \mathcal{M}_{\odot} \text{ a}^{-1} \quad (5.34)$$

Recientemente, la relación entre la SFR y las luminosidades en el FIR y en el radio ha sido estudiada por Bell (2003), obteniendo expresiones de manera consistente entre sí. Las diferencias con los resultados obtenidos usando los factores de conversión constantes (dados en las ecuaciones 5.33 y 5.34) son pequeñas, pero finalmente se utilizaron las conversiones de Bell (2003) dado que uno de nuestros objetivos es comparar las formaciones estelares observadas en diferentes longitudes de onda y a través de trazadores basados en distintos procesos físicos, por lo que es importante que las transformaciones de luminosidades a SFRs sean consistentes entre sí.

Para el FIR, Bell (2003) obtuvo:

$$SFR = \begin{cases} 1.57 \times 10^{-10} L_{\text{FIR}} (1 + \sqrt{10^9/L_{\text{FIR}}}) & L_{\text{FIR}} > 10^{11} \\ 1.17 \times 10^{-10} L_{\text{FIR}} (1 + \sqrt{10^9/L_{\text{FIR}}}) & L_{\text{FIR}} \leq 10^{11} \end{cases} \mathcal{M}_{\odot} \text{ a}^{-1} \quad (5.35)$$

En el caso de las radiofrecuencias:

$$SFR = \begin{cases} 5.52 \times 10^{-22} L_{1.4\text{ GHz}} & L > L_c \\ \frac{5.52 \times 10^{-22}}{0.1 + 0.9(L/L_c)^{0.3}} L_{1.4\text{ GHz}} & L \leq L_c, \end{cases} \mathcal{M}_{\odot} \text{ a}^{-1} \quad (5.36)$$

donde  $L_c = 6.4 \times 10^{21} \text{ W Hz}^{-1}$  es la luminosidad en 1.4 GHz de una galaxia  $L^*$  local ( $V = -21$  o  $L_{\text{FIR}} = 2 \times 10^{10} L_{\odot}$ ).

### 5.6.2. Correlaciones entre estimadores

La figura 5.23 muestra la comparación de las SFRs derivadas con los distintos estimadores descritos en la subsección anterior.

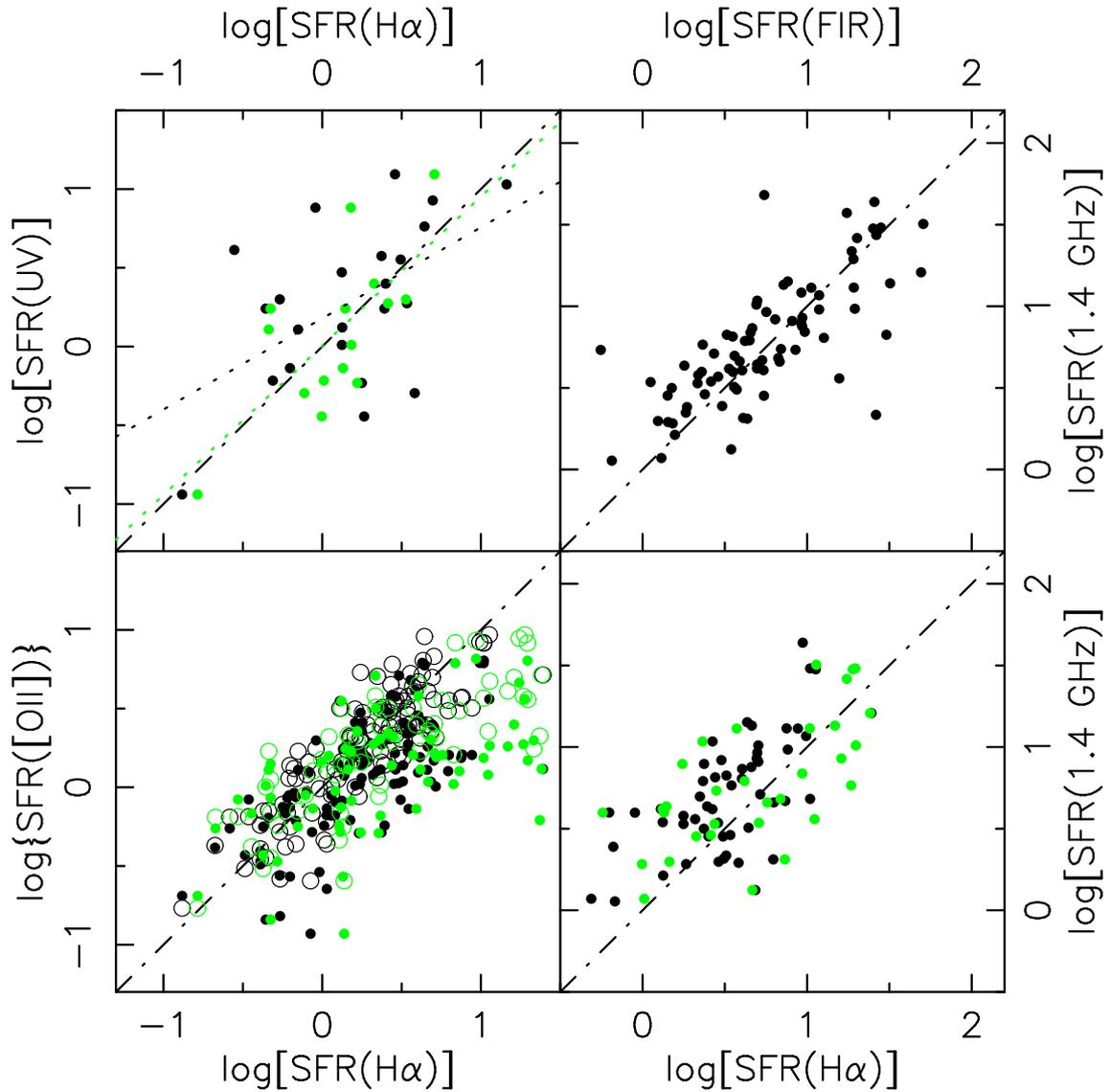


Figura 5.23: Comparación de distintos estimadores de SFR que cubren el intervalo de longitudes de onda desde el radio hasta el UV, pasando por el FIR y el óptico. Los símbolos en negro referentes a  $H\alpha$  y [OII] corresponden a datos espectroscópicos, mientras que los verdes se basan en las observaciones de imagen  $H\alpha$ . En la figura inferior izquierda los símbolos huecos corresponden a las SFRs calculadas a partir de la relación 5.27 y los rellenos fueron hallados con el factor de conversión constante de la ecuación 5.24. Todas las SFRs están en  $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ .

En el panel superior-izquierda se comparan las SFRs estimadas a partir de la línea de emisión nebular  $H\alpha$  y del continuo UV en 2000 Å. Globalmente ambos estimadores alcanzan resultados muy similares para la muestra de galaxias UCM, como cabía esperar dado que los procesos físicos involucrados en ambos trazadores son muy parecidos: tanto el continuo UV como la luminosidad  $H\alpha$  trazan la presencia de estrellas muy calientes, capaces de ionizar el gas alrededor de los brotes o de tener un espectro brillante en longitudes de onda en torno a 2000 Å. Ambos conjuntos de datos han sido ajustados a una recta, que se muestra en trazo punteado en la figura 5.23 y corresponde a:

$$\log [\text{SFR}(\text{UV})] = (0.58 \pm 0.20) \log [\text{SFR}(H\alpha)]_{\text{spe}} + (0.18 \pm 0.10) \quad (5.37)$$

Sin embargo, cuando se comparan las SFRs obtenidas del UV con las de imagen  $H\alpha$  se llega una relación más cercana a la igualdad completa:

$$\log [\text{SFR}(\text{UV})] = (0.95 \pm 0.27) \log [\text{SFR}(H\alpha)]_{\text{ima}} + (0.01 \pm 0.10) \quad (5.38)$$

La relación entre las SFRs calculadas a partir de las luminosidades de las líneas  $H\alpha$  y  $[\text{OII}]\lambda 3727$  se muestra en el panel inferior-izquierdo de la figura 5.23. De nuevo ambos trazadores se basan en procesos físicos muy parecidos, concretamente en procesos de recombinación de los átomos ionizados por la radiación procedente de estrellas jóvenes y calientes, y se obtienen valores de la SFR consistentes entre sí, aunque con una dispersión bastante alta, que se asocia a diferencias en metalicidad, en excitación y, directamente relacionada con ambos parámetros, en extinción. La línea de  $[\text{OII}]$  está más afectada por la extinción por polvo que la línea  $H\alpha$ , por lo que existe un número importante de galaxias en las que la línea en el azul subestima la SFR en comparación con  $H\alpha$ .

Las luminosidades representadas en negro en el panel de  $H\alpha$  frente a  $[\text{OII}]$  han sido calculadas a partir de flujos espectroscópicos corregidos de apertura (como se explicó al principio de esta misma sección), pero no de extinción. La corrección de apertura se basa en considerar que toda la galaxia está albergando un brote cuya intensidad es igual a la medida espectroscópicamente. Sin embargo, estas observaciones se centraron en las zonas más brillantes de los objetos, detectando generalmente los brotes más intensos. Consecuentemente, la presunción de que toda la galaxia tiene un brote parecido al observado en los espectros debe sobrestimar la emisión total de las galaxias extensas. Si corrigiéramos estos flujos de extinción obtendríamos luminosidades aún mayores y más distantes de la luminosidad real de la galaxia.

En el caso de la línea  $H\alpha$  la corrección de apertura debe ser, en promedio para toda la muestra UCM, muy parecida a la corrección por extinción. La prueba está en que, en media, las luminosidades provenientes de las imágenes  $H\alpha$  corregidas de extinción son iguales a las luminosidades calculadas a partir de flujos espectroscópicos corregidos de apertura, como se mostrará en la figura 8.1. La buena relación, estudiada al comienzo de esta subsección, entre las SFRs calculadas a partir de datos UV (corregidas de extinción interna) y a partir de datos  $H\alpha$  espectroscópicos (corregidos de apertura) también apoyaría la afirmación.

Si aceptamos que la corrección de apertura produce resultados muy cercanos (siempre en promedio para toda la muestra, no en el caso de un objeto individual) a las luminosidades reales en la línea  $H\alpha$ , en el caso de la línea de  $[OII]\lambda 3727$  el efecto de la extinción debe hacerse notar aún después de corregir de apertura los flujos espectroscópicos, ya que el efecto del polvo crece hacia longitudes de onda más cortas. Esto es exactamente lo que se observa en el panel inferior-izquierda de la figura 5.23. En este panel también se han dibujado los datos en los que la SFR de  $[OII]\lambda 3727$  se ha calculado a partir de la relación entre el flujo  $H\alpha$  y el flujo  $[OII]$  (ecuación 5.27), observándose interesantemente que la dispersión de los datos disminuye considerablemente y que el hecho de pasar de flujo (corregido de apertura) de  $[OII]$  a flujo  $H\alpha$  soluciona el problema derivado de la corrección de extinción, y de las diferencias en metalicidad y excitación de unas galaxias a otras.

Efectos parecidos se observan en el caso de los datos referentes a las SFRs obtenidas de las imágenes  $H\alpha$ . Sin embargo, dado que los valores derivados de luminosidades  $[OII]$  siguen siendo espectroscópicos, la relación entre SFRs empeora, sobre todo para los objetos con mayor formación estelar, donde la rendija es capaz de detectar sólo una pequeña fracción del flujo de emisión total (véase la figura 8.1 y la discusión acerca de ella en el capítulo 8).

Hasta ahora se ha comprobado que los estimadores de la SFR en el óptico sufren de manera importante del efecto de la extinción. Resultaría interesante comparar los resultados obtenidos anteriormente a partir de las líneas de emisión de  $H\alpha$  y  $[OII]\lambda 3727$  con los que se pueden obtener con estimadores en zonas del espectro menos afectadas por el polvo, como es el radio o el FIR. Las SFRs calculadas a partir de estos dos trazadores de formación estelar se comparan en el panel superior-derecho de la figura 5.23. Mientras que la radiación FIR proviene del polvo supuestamente calentado por la radiación procedente de las estrellas jóvenes calientes (véase Kennicutt 1998a), la emisión radio se identifica con bremsstrahlung térmico procedente del gas ionizado de las regiones HII (Caplan & Deharveng 1986) pero, a pesar de los muy distintos orígenes, existen muchos

trabajos en la literatura reclamando la utilidad y consistencia de ambos trazadores, y la figura 5.23 apoya esta consistencia, una vez tomados en cuenta los efectos de opacidad del polvo descritos en Bell (2003).

Sin embargo, hay que considerar que tanto el flujo FIR como la emisión radio pueden tener otros orígenes distintos a la formación estelar. En efecto, una fracción importante de la radiación que calienta el polvo puede provenir de la población subyacente más evolucionada (véase, por ejemplo, Lonsdale Persson & Helou 1987, Walterbos & Greenawalt 1996). Análogamente, una componente importante de la emisión radio puede provenir de radiación sincrotrón no térmica originada por electrones procedentes de los rayos cósmicos sujetos a la acción de los campos magnéticos galácticos (Condon 1992). Como consecuencia de la existencia de estos contaminantes, y en el caso del FIR también debido a un calentamiento ineficiente del polvo por la radiación de las estrellas del brote, puede darse el caso de que estos estimadores no detecten la misma formación estelar (en cantidad o en localización) que los estimadores clásicos en el óptico, como ya han hecho notar autores como Bell (2003). Esta afirmación quedará más clara en la siguiente figura, sobre la que discutiremos en breve.

Finalmente, el panel inferior-derecha de la figura 5.23 muestra que existe un número importante de galaxias en las que un trazador en el óptico como  $H\alpha$  es incapaz de detectar toda la formación estelar, aún corrigiendo de extinción siguiendo las recetas comúnmente aceptadas (e incluso con los datos de imagen  $H\alpha$ ). Como cabía esperar, hay un porcentaje de la formación estelar oculta por densas regiones de polvo e indetectable en  $H\alpha$ . A pesar de la consistencia entre las SFRs calculadas con luminosidades radio y FIR, Bell (2003) argumenta que el último estimador es de alguna manera mejor trazador de la formación estelar que el primero, aunque sólo sea porque los procesos físicos involucrados en la emisión FIR se conocen mejor que los del radio. Nos centraremos, pues, en la relación de la formación estelar detectada en el FIR y en  $H\alpha$ .

La figura 5.24 muestra la relación entre las SFRs calculadas con  $H\alpha$  y con el FIR en función de la luminosidad FIR. En este gráfico se observa que el comportamiento de las galaxias de baja luminosidad es diferente al de los objetos luminosos. Pese a existir una gran dispersión (intrínseca a las galaxias a juzgar por los errores observacionales mostrados en la esquina inferior-derecha), parece claro que las galaxias con una luminosidad FIR menor que aproximadamente  $2 \times 10^{10} L_{\odot}$  se distribuyen alrededor de la recta horizontal de igualdad entre las SFRs calculadas con ambos estimadores. En cambio, para luminosidades FIR altas ( $L_{\text{FIR}} > 10^{11} L_{\odot}$ ) el infrarrojo detecta una fracción de SFR oculta para los trazadores ópticos como la línea  $H\alpha$ . Es necesario mencionar que los datos de las SFRs calculadas con la luminosidad FIR han sido corregidos del efecto del calentamiento

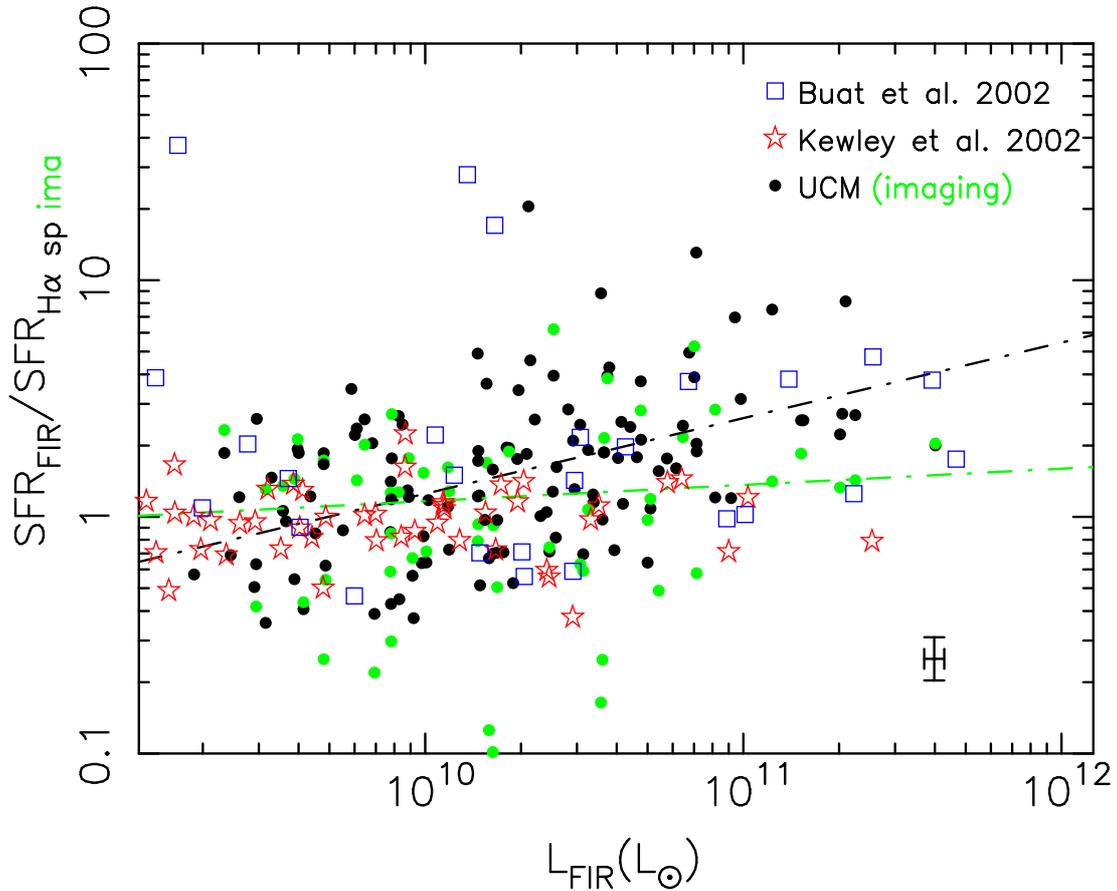


Figura 5.24: Relación entre las SFRs calculadas con  $H\alpha$  y con el FIR en función de la luminosidad FIR. Los datos para las galaxias UCM se comparan con dos muestras alternativas procedentes de Kewley et al. (2002) y Buat et al. (2002). En verde se muestran los datos obtenidos por medio de las imágenes  $H\alpha$  de las galaxias UCM. Las líneas discontinuas muestran los mejores ajustes a los datos de la UCM (teniendo en cuenta los errores observacionales).

de los granos de polvo por la radiación de la población subyacente de las galaxias (de acuerdo con Bell 2003), efecto que podría ser importante en la zona de altas luminosidades FIR, ya que estas galaxias serían las más masivas.

En la figura 5.24 se han dibujado los datos de dos muestras de galaxias extraídos de Kewley et al. (2002) y Buat et al. (2002). Para la primera de las muestras (estrellas huecas), extraída del NFGS, tanto la línea  $H\alpha$  como la luminosidad FIR parecen detectar, en media, la misma cantidad de formación estelar para todo el rango de luminosidades FIR. Hay que tener en cuenta que esta muestra fue seleccionada en el azul, por lo que la extinción media es menor que la observada para galaxias seleccionadas en regiones más rojas, como es el caso de la UCM (como se mostró en el capítulo 3). Al existir una menor

cantidad de polvo, la absorción de radiación ionizante y la emisión no deben ser tan importantes y efectivas como en nuestras galaxias. Sin embargo, la muestra de Buat et al. (2002) parece seguir la misma relación entre luminosidad FIR y cociente de estimadores que nuestros objetos (cuadrados huecos).

Los datos de la figura 5.24 han sido ajustados a una recta (teniendo en cuenta los errores observacionales), para el caso de datos  $H\alpha$  espectroscópicos:

$$\log \left[ \frac{\text{SFR}(\text{FIR})}{\text{SFR}(H\alpha)} \right]_{\text{spe}} = (0.319 \pm 0.017) \log \left( \frac{L_{\text{FIR}}}{L_{\odot}} \right) + (-3.10 \pm 0.18) \quad (5.39)$$

En el caso de datos  $H\alpha$  de imagen la relación se hace más plana, es decir, más cercana a la igualdad entre SFRs derivadas de los dos estimadores, aunque se sigue observando una pendiente:

$$\log \left[ \frac{\text{SFR}(\text{FIR})}{\text{SFR}(H\alpha)} \right]_{\text{ima}} = (0.069 \pm 0.068) \log \left( \frac{L_{\text{FIR}}}{L_{\odot}} \right) + (-0.62 \pm 0.60) \quad (5.40)$$

La causa más probable para que se detecte más formación estelar en el FIR que en el óptico es la existencia de una mayor densidad de polvo, el cual absorbería gran parte de la radiación a longitudes de onda cortas y la reemitiría en longitudes de onda del orden de micras. Esta mayor densidad o concentración de polvo se demuestra en la figura 5.25, donde se observa una relación lineal clara entre el cociente de SFRs y la densidad superficial de polvo,  $\Sigma_{\text{polvo}}$ , medida como la masa de polvo<sup>2</sup> entre el área de la isofota de 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup> en *B*. Las rectas ajustadas a los datos de esta figura son:

$$\log \left[ \frac{\text{SFR}(\text{FIR})}{\text{SFR}(H\alpha)} \right]_{\text{spe}} = (0.33 \pm 0.07) [\log(\Sigma_{\text{polvo}})] + (-0.53 \pm 0.16) \quad (5.41)$$

$$\log \left[ \frac{\text{SFR}(\text{FIR})}{\text{SFR}(H\alpha)} \right]_{\text{ima}} = (0.26 \pm 0.11) [\log(\Sigma_{\text{polvo}})] + (-0.49 \pm 0.26) \quad (5.42)$$

El diagrama de la figura 5.25 muestra que sólo para una cantidad de polvo (normalizada con el tamaño) superior a un determinado valor la extinción es tan eficiente en las

<sup>2</sup>Las masas de polvo, en unidades solares, han sido calculadas a partir de la ecuación:  
 $\mathcal{M}_{\text{polvo}} = 10^4 \left( \frac{L_{\text{FIR}}}{10^8 L_{\odot}} \right) \left( \frac{T_p}{40 \text{ K}} \right)^{-5}$ , con una temperatura del polvo  $T_p = 90 \text{ K}$  (Gallego 1995).

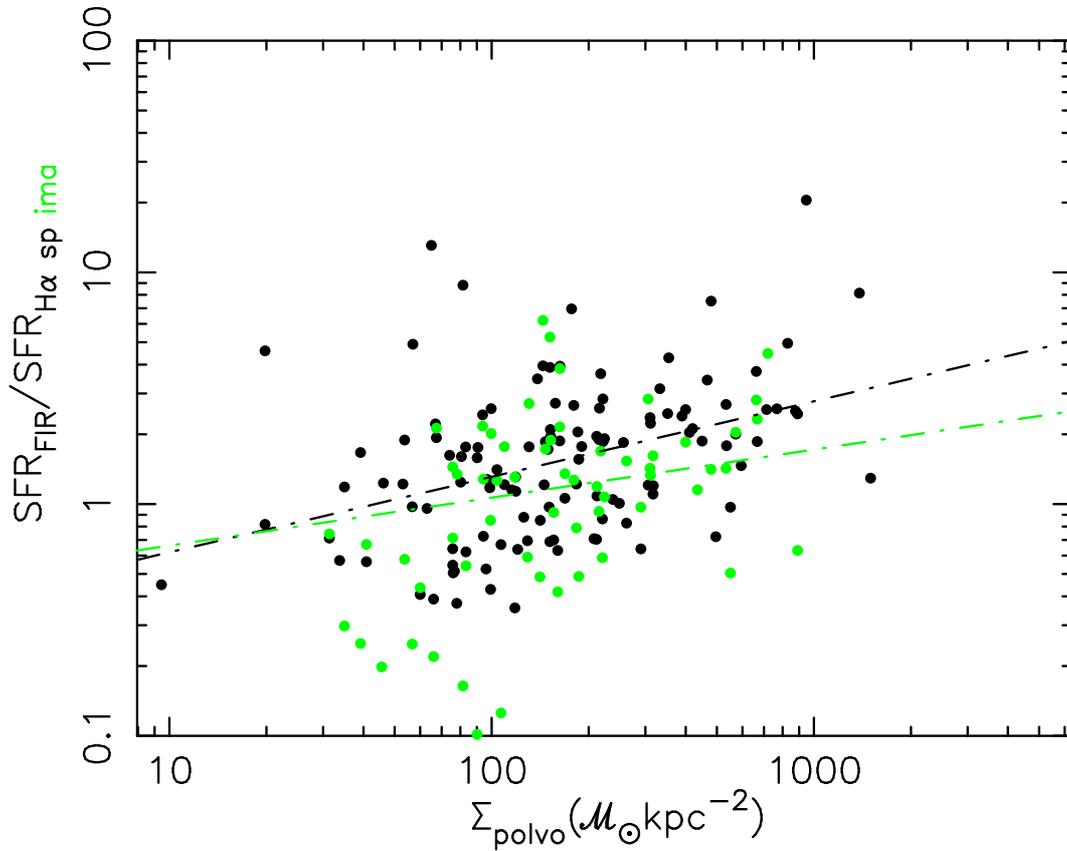


Figura 5.25: Relación entre las SFRs calculadas con  $H\alpha$  y con el FIR en función de la densidad superficial de polvo. Los datos en verde se refieren a las SFRs calculadas a partir de luminosidades  $H\alpha$  de imagen.

longitudes de onda ópticas que no somos capaces de detectar a través de la luminosidad  $H\alpha$  toda la formación estelar que se ve en el FIR. Por debajo de este valor límite ambos trazadores detectan la misma SFR o incluso  $H\alpha$  puede llegar a detectar más, lo que puede ser debido a una ineficiencia en el calentamiento del polvo por parte de los brotes. El valor límite reseñado estaría en torno a una densidad de polvo de  $80\text{--}100 \mathcal{M}_{\odot} \text{ kpc}^{-2}$ .

## 5.7. Sumario y conclusiones

En este capítulo se han descrito las observaciones centradas en la caracterización de la emisión  $H\alpha$  de las galaxias de la Exploración UCM. Concebidas como un complemento del estudio espectroscópico, a través de estas observaciones se ha llevado a cabo un análisis detallado de la localización, concentración e intensidad de la formación estelar en nuestras galaxias, relacionando estas propiedades con la población subyacente

de estrellas evolucionadas. Asimismo, se han utilizado las imágenes de alta calidad para caracterizar el gas difuso ionizado en una muestra completa de galaxias con formación estelar. Finalmente, se han comparado distintos trazadores de formación estelar en busca de correlaciones entre ellos. Dado que las galaxias de este trabajo cuentan con una formación estelar prominente, el presente estudio tiene implicaciones importantes en exploraciones de galaxias a desplazamientos al rojo altos, dominadas frecuentemente por brotes masivos. Los principales resultados alcanzados en este capítulo son:

- ✓ El estudio en imagen  $H\alpha$  de las galaxias con formación estelar activa debe ser considerado como un complemento necesario a las observaciones espectroscópicas, que sólo son capaces de detectar del orden del 30–50 % del flujo total de emisión de una galaxia con formación estelar prominente en el Universo Local ( $\langle z \rangle = 0.026$ ).
- ✓ Los valores del índice de concentración  $c_{31}$  (Gavazzi et al. 1990) de las galaxias de la Exploración UCM son típicos de objetos estructuralmente dominados por un disco. La distribución de este parámetro tiene su máximo en torno a  $\sim 3$ . El tamaño mediano de la región de emisión en estas galaxias es de  $\sim 1.5$  kpc, estando correlacionada esta cantidad con el tipo morfológico (tipos más tardíos presentan mayores tamaños). En mediana, la formación estelar ocupa la mitad del tamaño total de las galaxias UCM.
- ✓ En este trabajo se ha basado la discusión acerca de la localización de los brotes de formación estelar (zonas nucleares o del disco) en un parámetro robusto como es la razón de luminosidad bulbo-total  $(B/T)(H\alpha)$ , calculado a partir de la caracterización bulbo-disco realizada en un filtro ancho, y haciendo uso de los perfiles radiales del gradiente de flujo. En mediana, el 30 % de la luminosidad  $H\alpha$  de una galaxia UCM proviene de las zonas nucleares. Los objetos que fueron clasificados espectroscópicamente como SBN presentan también una formación estelar extendida en el disco tanto o más importante que el brote nuclear. Se ha observado una ligera tendencia de estos brotes centrales a tener metalicidades más altas, y a ser menos intensos en galaxias de tipos morfológicos más tardíos.
- ✓ En la Exploración UCM no se encuentra una correlación entre la anchura equivalente de  $H\alpha$  y el tipo morfológico, como se ha observado en muestras estudiadas por otros autores, lo que puede deberse a la formación estelar prominente de las galaxias de nuestra muestra. Haciendo uso de la clasificación espectroscópica concluimos que las galaxias tipo disco presentan valores de  $EW(H\alpha)$  medidos en imagen considerablemente menores (24 Å) que los objetos HII (75 Å).
- ✓ Se ha encontrado una correlación entre la SFR y la extinción medida a partir del

decremento de Balmer. Resulta interesante reseñar que dicha relación parece romperse para objetos con atenuaciones muy grandes ( $H\alpha/H\beta \simeq 7 \Rightarrow E(B - V) \gtrsim 0.9$ ). Este hecho sugiere que en las galaxias más extinguidas una importante fracción de la formación estelar puede estar completamente oculta por nubes de polvo, refiriéndose los decrementos de Balmer medidos a zonas de una menor extinción (dentro de valores altos).

- ✓ Los nodos de formación estelar más brillantes en las galaxias UCM presentan las densidades de SFR más altas y las mayores extensiones. Estos parámetros finalmente resultan en una mayor luminosidad  $H\alpha$  integrada de la galaxia.
- ✓ En las galaxias UCM un porcentaje entre el 15 y el 30 % del flujo total  $H\alpha$  proviene del gas difuso ionizado, siendo el porcentaje independiente del tipo morfológico.
- ✓ Los estimadores de SFR más comunes usados en el óptico y el UV proporcionan resultados globalmente consistentes entre sí, una vez que se tienen en cuenta los efectos de la extinción, la metalicidad y la excitación. Sólo para galaxias con una densidad de polvo (una luminosidad FIR) suficientemente grande los trazadores ópticos no detectan toda la formación estelar existente, permaneciendo una parte importante de ella oculta por densas nubes de polvo, y siendo únicamente detectable en longitudes de onda mayores, en el FIR o el radio.



# CAPÍTULO 6

## Modelado de galaxias con formación estelar prominente

En este capítulo y en el siguiente abordaremos el modelado de la emisión de las galaxias UCM, centrándonos primero en el desarrollo de la técnica de modelado para después aplicarla a los datos multibanda de nuestras galaxias, tanto espectroscópicos como fotométricos, con el objetivo de obtener información sobre las poblaciones estelares presentes en ellas. El presente capítulo comenzará con la exposición de los objetivos del estudio, pasando posteriormente a la descripción de los datos observacionales que queremos modelar para las galaxias UCM. A continuación se describirán las propiedades principales del método de modelado y se entablará una discusión sobre la bondad de éste y la influencia en los resultados de los parámetros que hay que seleccionar *a priori* en los modelos.

### 6.1. Motivación y objetivos

El análisis de las poblaciones estelares es la base para el estudio de la formación y evolución de galaxias. Este análisis debe efectuarse sobre objetos a distintas distancias cosmológicas para obtener información temporal acerca de las estructuras galácticas en

el Universo. Una fracción importante de las galaxias detectadas a desplazamientos al rojo intermedios y altos presentan brotes de formación estelar intensos que frecuentemente dominan las propiedades emisivas de la galaxia entera; este efecto de selección, además de estar relacionado con los procesos de formación y evolución de las galaxias (de mayor relevancia en el pasado), es en gran parte debido a la utilización de técnicas de selección que potencian la detección de galaxias con brotes, ya que están basadas en la detección de líneas de emisión nebular, de excesos de color en el azul o ultravioleta, etc... En este tipo de objetos surgen dos preguntas fundamentales acerca de su contenido estelar: (1) cuáles son las propiedades de la población estelar recién creada en el brote de formación responsable de la emisión por la cual se seleccionaron las galaxias; y (2) cuál es la importancia relativa de estas estrellas jóvenes con respecto a una población estelar más evolucionada (que también denominaremos población subyacente) que está también presente, aunque más o menos escondida tras la emisión dominante de los brotes.

La muestra UCM, debido a que fue seleccionada en función de la formación estelar activa de sus galaxias, supone un marco incomparable para contestar las preguntas formuladas en el párrafo anterior. Con ellas no sólo se pueden obtener propiedades detalladas de las poblaciones estelares debido a la calidad de las observaciones que es posible obtener (en profundidad, en escala espacial, ...), sino también desarrollar herramientas de análisis de datos muy útiles para utilizarlas con galaxias más lejanas. Además, estos resultados son interesantes desde el punto de vista cosmológico, una vez que los comparemos con las propiedades de las galaxias a desplazamientos al rojo mayores, obteniendo resultados acerca de la formación y evolución de galaxias a lo largo de la vida del Universo. Por ejemplo, el tema de la existencia de una población subyacente en galaxias detectadas por la formación estelar activa es muy importante en estudios a  $z \gg 0$  donde, a pesar de que las luminosidades observadas están dominadas por estrellas del brote, debe existir una población más vieja para explicar los contenidos de metales y de polvo observados. Algunos ejemplos de estos estudios son las fuentes detectadas con *The Submillimetre Common-User Bolometer Array* (Hughes et al. 1998) o las *Lyman break galaxies* (véase Calzetti 2001, y las referencias allí citadas). En las galaxias UCM es más fácil detectar y estudiar esta población subyacente, incluso con resolución espacial.

Otro punto de relevancia cosmológica es la determinación de la masa estelar total de estas galaxias, lo que supone un paso muy importante para el conocimiento de la evolución de estructuras galácticas en el Universo (véase, por ejemplo, Pettini et al. 1998, 2001).

Como hemos reseñado, la muestra de galaxias de la Exploración UCM es ideal para estudiar las propiedades de las poblaciones estelares en objetos con formación estelar

activa, permitiendo además un análisis desde dos puntos de vista diferentes y complementarios basados en: (1) considerar la muestra completa de galaxias para efectuar un estudio estadístico en el que se relacionen las características globales de formación estelar con otras propiedades fáciles de obtener (como, por ejemplo, los tipos morfológico o espectroscópico, la extinción global, etc); y (2) particularizar el análisis en galaxias individuales seleccionadas adecuadamente para las que se obtengan propiedades con mucho detalle a partir de un gran número de observaciones de calidad.

El presente análisis sobre el modelado de las galaxias con formación estelar activa de la Exploración UCM tiene como precursor el trabajo de Gil de Paz et al. (2000a, GdP00 de aquí en adelante), que desarrolló un método estadísticamente robusto y lo aplicó a una pequeña submuestra de 67 galaxias UCM. Dentro del trabajo de esta tesis la técnica de modelado se ha depurado, se ha evaluado la influencia en los resultados de varios parámetros seleccionables *a priori* (como los modelos de evolución estelar, la función inicial de masas o el tratamiento de la extinción) y se han incluido nuevas observaciones muy importantes en este tipo de galaxias (como son las magnitudes  $B$  y la información de las imágenes  $H\alpha$ ). Además, se ha aplicado el método a virtualmente toda la muestra UCM, por lo que los resultados obtenidos son más robustos desde el punto de vista estadístico.

Este primer capítulo sobre poblaciones estelares tiene los siguientes objetivos:

- Desarrollar un método de modelado de poblaciones estelares en galaxias que tenga en cuenta la presencia de una población estelar subyacente evolucionada, así como las diferencias en las propiedades de esta población de unos objetos a otros.
- Determinar la bondad del método desarrollado a la hora de reproducir los observables de nuestras galaxias.
- Analizar la influencia en los resultados de las suposiciones iniciales típicas de este tipo de estudios, que suelen introducirse a través de parámetros que deben ser seleccionados *a priori* (antes de efectuar el modelado). Estos parámetros son, por ejemplo: la fuente de los datos de emisión estelar, es decir, la librería de espectros estelares, la función inicial de masas [*initial mass function* (IMF)], el ritmo de formación estelar (continua, instantánea,...) y la forma de tratar la extinción.
- Describir los observables con los que contamos para las galaxias UCM, obtenidos tanto fotométrica como espectroscópicamente, y que serán utilizados para la caracterización de las propiedades de las poblaciones estelares integradas, cuyos resultados se describirán en el siguiente capítulo.

## 6.2. Datos fotométricos y espectroscópicos

La determinación de las propiedades de las poblaciones estelares que conforman una galaxia se basa en la comparación de observables con modelos de evolución estelar. En este sentido, podemos encontrar características espectrales distintivas para cada tipo estelar, aunque éstas pueden encontrarse en zonas muy distintas del espectro. Así, por ejemplo, las estrellas más evolucionadas de una galaxia son las más frías, y contribuyen de manera relativamente más importante en la zona infrarroja (NIR, del inglés *near infrared*) del espectro que las estrellas más jóvenes y calientes. Conviene, por tanto (y obviamente), contar con el máximo número de observables para una galaxia, tanto con alta como con baja resolución espectral (es decir, observables obtenidos por medio de espectroscopía y fotometría), y abarcando un amplio rango de longitudes de onda. Sin embargo, la inclusión de cada observable en un modelo de emisión galáctica supone asumir ciertos parámetros asociados y modelos de emisión estelar que pueden tener sus incertidumbres asociadas. Por ejemplo, la emisión del gas ionizado se puede caracterizar por medio de las líneas de recombinación de hidrógeno. Si también queremos incluir líneas de emisión de otros elementos, como el oxígeno o el nitrógeno, deberemos asumir o añadir parámetros a ajustar como la abundancia de estos elementos, la densidad electrónica, la temperatura, etc... Este hecho obliga a seleccionar los observables adecuados para obtener un equilibrio entre las suposiciones que se deben hacer *a priori* y los resultados que es posible obtener.

Las galaxias de la Exploración UCM son objetos con un brote de formación estelar reciente más o menos importante con respecto a una población estelar más evolucionada. Un aspecto importante en el análisis de la emisión de las galaxias es el efecto de la extinción por polvo, que toma aún más importancia en nuestro caso, dada la conocida relación entre la formación estelar y el polvo. Necesitamos, por tanto, observables que tracen ambas poblaciones estelares y que, además, presenten distintas sensibilidades a la atenuación por polvo. Con estas premisas se obtuvieron las siguientes observaciones de las galaxias UCM, algunas de ellas dentro del trabajo de esta tesis:

- Observaciones en las bandas fotométricas ópticas  $B$  de Johnson (capítulos 3 y 4 de esta memoria) y  $r$  de Gunn (Vitores et al. 1996a,b). Estas bandas, aún trazando también la población estelar más evolucionada, son muy sensibles a la presencia de estrellas jóvenes y calientes, tanto más cuanto más azul es la banda. Asimismo, cuanto más azul es la banda de observación, mayor es el efecto de la atenuación por polvo, por lo que la inclusión de la banda  $B$  en este trabajo (en diferencia, por ejemplo, a lo que se utilizó en Gil de Paz et al. 2000a) es esencial para determinar de

una manera más efectiva las propiedades de la extinción interna de cada galaxia.

- Observaciones espectroscópicas de líneas de emisión nebular de hidrógeno, como  $H\alpha$ ,  $H\beta$ , o de otros elementos como el nitrógeno  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$  o el oxígeno  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$  (Gallego et al. 1996, 1997). Estas líneas se originan en las nubes de gas ionizado por estrellas calientes (y, por tanto, jóvenes), por lo que son observables adecuados para caracterizar los brotes de formación estelar recientes. Además, por medio del cociente de intensidades de  $H\alpha$  y  $H\beta$  se puede determinar la extinción que afecta a estos brotes.
- Observaciones en las bandas fotométricas del NIR  $J$  y  $K$  (que presentaremos en este mismo capítulo). Estas bandas están menos afectadas por el polvo que las bandas ópticas y la fracción de la luminosidad total proveniente de las estrellas viejas es mayor, por lo que son esenciales para la caracterización de la población estelar subyacente de este tipo de galaxias. Asimismo, dado que la fracción de estrellas jóvenes es pequeña (como demostraremos) con respecto a la mencionada población subyacente, estas bandas son estimadores fiables de la masa estelar total de cada galaxia.

De las 191 galaxias que conforman las Listas I y II de la Exploración UCM, 15 fueron clasificadas como AGNs por Gallego et al. (1996) y serán excluidas del presente trabajo de síntesis de poblaciones. De las restantes, 11 galaxias fueron observadas en sólo 2 bandas fotométricas, por lo que no se han tenido en cuenta en el estudio (dado que con sólo un color los errores de este tipo de análisis son muy altos). Por tanto, se ha aplicado el método de síntesis de poblaciones a 163 objetos, virtualmente toda la muestra UCM de galaxias (un 94 %), estando todos los tipos morfológicos y espectroscópicos representados sin efectos de selección.

Las observaciones fotométricas en los filtros  $B$  y  $r$  y las espectroscópicas fueron descritas previamente, ya sea en artículos o en esta misma memoria de tesis, por lo que pasaremos a analizar los datos en las bandas NIR.

### 6.2.1. Datos en el NIR: bandas $J$ y $K$

Las observaciones en el NIR para una pequeña fracción de la muestra UCM (67 galaxias, un 35 %) fueron presentadas en GdP00. Durante la realización de este trabajo de tesis se completaron las observaciones para toda la muestra. Presentaremos en esta memoria el conjunto de ellas, contando además con que se han medido los flujos (y errores asociados) de todas las galaxias en todas las bandas (ópticas e infrarrojas) de una manera

consistente entre sí (véase la sección 6.2.2). Los detalles sobre la reducción y la calibración de las imágenes NIR serán obviados, dado que no son muy diferentes a los que fueron presentados de manera extensa para las observaciones en el filtro  $B$  en el capítulo 3 o han sido ya descritos en otros trabajos (Alonso-Herrero et al. 1996, Gil de Paz 2000).

Las observaciones de las listas I y II de la Exploración UCM en los filtros  $J$  y  $K$  se realizaron en un total de 11 campañas llevadas a cabo entre Enero de 1996 y Abril de 2002 en telescopios del rango 1-2 metros: el telescopio de 2.2 metros de CAHA, el telescopio de 1 metro del UCO/Lick Observatory (California, EE. UU.) y el telescopio Bok de 2.3 metros de la University of Arizona en el Observatorio de Kitt Peak (Arizona, EE. UU.). La información general sobre cada campaña se detalla en la tabla 6.1.

Los filtros utilizados en estas campañas son  $J$ ,  $K$ ,  $K_s$  y  $K'$  (Bessell et al. 1998). La reducción se llevó a cabo siguiendo los pasos típicos descritos en Aragón-Salamanca et al. (1993). La calibración se realizó de manera análoga a lo explicado en el capítulo 3 para las observaciones en  $B$ , esta vez a través de la medida de los flujos de las estrellas estándar de Elias et al. (1982), Hunt et al. (1998) y Hawarden et al. (2001). Las magnitudes de las 62 galaxias observadas en el filtro  $K'$  fueron transformadas al sistema estándar de  $K$  aplicando un color constante de  $K' - K = 0.07^m$  (Wainscoat & Cowie 1992, Aragón-Salamanca et al. 1993). La corrección del filtro  $K_s$  a  $K$  es despreciable (Persson et al. 1998).

### 6.2.2. Análisis fotométrico

Una vez reducidas y calibradas las imágenes de cada banda se pasó a la medida de los flujos integrados y de los errores asociados de una manera homogénea y consistente entre todos los filtros. Dado que el objetivo de nuestro estudio era obtener las propiedades integradas de las poblaciones estelares en las galaxias UCM, fue necesario elegir aperturas fotométricas lo suficientemente grandes como para abarcar toda la galaxia y no excesivamente extensas como para introducir errores considerables (según lo explicado en el capítulo 3). Por tanto, todas las magnitudes se midieron en aperturas circulares de radio 3 veces la escala de disco medida en el filtro  $r$  de Gunn (Vitores et al. 1996b). En los casos en los que no se contaba con imágenes  $r$  se usaron los radios equivalentes de la isofota de  $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  medidos en la banda  $B$  ( $r_{24.5}$ , presentados en el capítulo 4). En todos los casos se examinaron los perfiles de luz visualmente para asegurarnos de que todo el flujo de la galaxia estaba incluido y no existían objetos cercanos que afectaran los datos, siendo necesario, en unos pocos casos, aumentar o disminuir la apertura en una pequeña cantidad para conseguir estos objetivos. No se llevó a cabo un alineamiento de todas las imágenes de una misma galaxia en los distintos filtros pero, dado que las

Tabla 6.1: Detalles de las campañas de observación en el infrarrojo cercano de las galaxias UCM. En todas ellas se utilizó un detector NICMOS3–256 × 256. Las columnas detallan: (1) Nombre del telescopio. (2) Fechas de las observaciones. (3) Escala del detector en arcsec pixel<sup>-1</sup>. (4) Número de noches fotométricas. (5) Filtro. (6) Constante instrumental (sólo en las noches fotométricas). (7) Extinción atmosférica. (8) Número de galaxias observadas en toda la campaña.

Telescopio (1)	Fechas (2)	Escala (3)	Noch. fotom. (4)	Filtro (5)	C (6)	$K_{J,K}$ (7)	Número (8)				
Lick 1.0m	9–14 Ene 1996	0.57	3	<i>J</i>	18.90 ± 0.14	0.102 ± 0.001	10				
				<i>J</i>	18.95 ± 0.14	0.102 ± 0.001					
				<i>J</i>	18.93 ± 0.09	0.102 ± 0.001					
				<i>K</i>	18.61 ± 0.32	0.090 ± 0.001		9			
				<i>K</i>	18.40 ± 0.17	0.090 ± 0.001					
Lick 1.0m	4–7 May 1996	0.57	2	<i>J</i>	18.87 ± 0.10	0.102 ± 0.001	18				
				<i>J</i>	18.93 ± 0.03	0.102 ± 0.001					
				<i>K</i>	18.60 ± 0.09	0.090 ± 0.001	18				
				<i>K</i>	18.64 ± 0.05	0.090 ± 0.001					
				<i>K</i>	18.64 ± 0.05	0.090 ± 0.001					
Lick 1.0m	7–9 Jun 1996	0.57	1	<i>J</i>	18.95 ± 0.05	0.102 ± 0.001	5				
				<i>K</i>	18.61 ± 0.04	0.090 ± 0.001	5				
CAHA 2.2m	4–6 Ago 1996	0.63	todas	<i>J</i>	21.25 ± 0.11	0.102 ± 0.001	33				
				<i>J</i>	21.30 ± 0.08	0.102 ± 0.001					
				<i>J</i>	21.36 ± 0.07	0.102 ± 0.001					
				<i>K</i>	20.67 ± 0.08	0.090 ± 0.001	34				
				<i>K</i>	20.72 ± 0.05	0.090 ± 0.001					
Bok 2.3m	10–17 Ene 1998	0.60	2	<i>J</i>	20.45 ± 0.07	0.102 ± 0.001	13				
				<i>J</i>	20.46 ± 0.06	0.102 ± 0.001					
				<i>K</i>	20.04 ± 0.04	0.090 ± 0.001	12				
				<i>K</i>	20.07 ± 0.06	0.090 ± 0.001					
				<i>K</i>	20.07 ± 0.06	0.090 ± 0.001					
Bok 2.3m	01–07 Nov 1998	0.60	todas	<i>J</i>	20.32 ± 0.04	0.102 ± 0.001	38				
				<i>J</i>	20.36 ± 0.07	0.102 ± 0.001					
				<i>J</i>	20.41 ± 0.05	0.102 ± 0.001					
				<i>J</i>	20.36 ± 0.04	0.102 ± 0.001					
				<i>J</i>	20.37 ± 0.04	0.102 ± 0.001					
Bok 2.3m	01–07 Nov 1998	0.60	todas	<i>J</i>	20.32 ± 0.04	0.102 ± 0.001	28				
				<i>K</i>	19.94 ± 0.05	0.090 ± 0.001					
				<i>K</i>	19.93 ± 0.05	0.090 ± 0.001					
				<i>K</i>	19.96 ± 0.05	0.090 ± 0.001					
				<i>K</i>	19.93 ± 0.05	0.090 ± 0.001					
Bok 2.3m	20–23 Mar 1999	0.60	todas	<i>K</i>	19.91 ± 0.02	0.090 ± 0.001	16				
				<i>K</i>	19.95 ± 0.04	0.090 ± 0.001					
				<i>J</i>	20.47 ± 0.03	0.102 ± 0.001					
				<i>J</i>	20.52 ± 0.03	0.102 ± 0.001					
				<i>J</i>	20.52 ± 0.05	0.102 ± 0.001					
Bok 2.3m	27–30 Sep 1999	0.60	0	—	—	—	0				
				Bok 2.3m	07–09 Nov 2000	0.60	todas	<i>J</i>	—	—	0
								<i>K</i>	19.70 ± 0.03	0.090 ± 0.001	30
								<i>K</i>	19.70 ± 0.07	0.090 ± 0.001	
								<i>K</i>	19.84 ± 0.06	0.090 ± 0.001	
Bok 2.3m	29 Nov–01 Dic 2001	0.60	1					<i>J</i>	—	—	0
				<i>K</i>	19.55 ± 0.07	0.100 ± 0.001	6				
Bok 2.3m	30 Mar–01 Abr 2002	0.60	todas	<i>J</i>	20.30 ± 0.04	0.150 ± 0.010	7				
				<i>K</i>	19.84 ± 0.06	0.100 ± 0.001	19				
				<i>K</i>	19.78 ± 0.07	0.100 ± 0.001					
				<i>K</i>	19.84 ± 0.06	0.100 ± 0.001					

aperturas eran lo suficientemente grandes para abarcar todo el objeto, esto no afectó a los datos significativamente. Una estimación del efecto de la elección de diferentes centros en cada banda reveló diferencias entre magnitudes del orden de  $0.05^m$  en  $B$  y  $r$  y  $0.1^m$  en  $J$  y  $K$ , lo que se encuentra dentro de las incertidumbres fotométricas típicas.

Las magnitudes integradas en la banda  $K$  se midieron interactivamente, promediando los flujos obtenidos en las isofotas más externas de cada galaxia, donde la curva de crecimiento (curva que enfrenta el flujo integrado dentro de aperturas circulares en función de los radios de dichas aperturas) era plana. Los flujos fueron convertidos a magnitudes absolutas y corregidos de extinción Galáctica por medio de los mapas de Schlegel et al. (1998).

Dado que la técnica de modelado de poblaciones estelares tiene en cuenta las incertidumbres observacionales (véase la sección 6.3), se tuvo especial cuidado a la hora de calcular los errores fotométricos, tal y como se describió en el capítulo 4. A diferencia de lo explicado para el caso particular del filtro  $B$ , en el NIR es usual la obtención de varias imágenes para cada galaxia, por lo que hay que tener en cuenta una reducción de las incertidumbres en un factor del orden de  $\sqrt{N_{\text{ima}}}$ , donde  $N_{\text{ima}}$  es el número de imágenes obtenidas (del orden de 20–24). Los errores típicos en las magnitudes aparentes son de  $0.04^m$  en  $B$ ,  $0.03^m$  en  $r$  y  $0.09^m$  en  $J$  y  $K$ .

### 6.2.3. Datos de archivo

La fotometría en los filtros NIR obtenida en este trabajo de tesis para la casi totalidad de la muestra UCM puede ser comparada con datos de la literatura. En este sentido, 97 galaxias UCM han sido observadas dentro del *Two Micron All Sky Survey* (2MASS), cuyos detalles sobre la identificación de fuentes y la fotometría se pueden encontrar en Jarrett et al. (2000). La comparación de nuestras magnitudes totales con las obtenidas por 2MASS revela que, en media, las últimas son  $0.07^m$  más débiles que las calculadas por nosotros tanto en  $J$  como en  $K$ , lo que probablemente es debido a diferencias en la determinación de la apertura que engloba toda la galaxia. Efectivamente, si medimos los flujos de las galaxias en las mismas aperturas tanto en nuestras imágenes como en las de 2MASS encontramos que las diferencias medias y desviaciones típicas se reducen a  $0.003^m \pm 0.038^m$  en  $J$  y  $0.001^m \pm 0.052^m$  en  $K$ . La comparación de las magnitudes en ambas bandas se muestra en la figura 6.1.

De las 97 galaxias en común con 2MASS, 20 objetos en  $J$  y 5 en  $K$  no habían sido observados por nuestro grupo o nuestras imágenes eran de baja calidad. Para estas

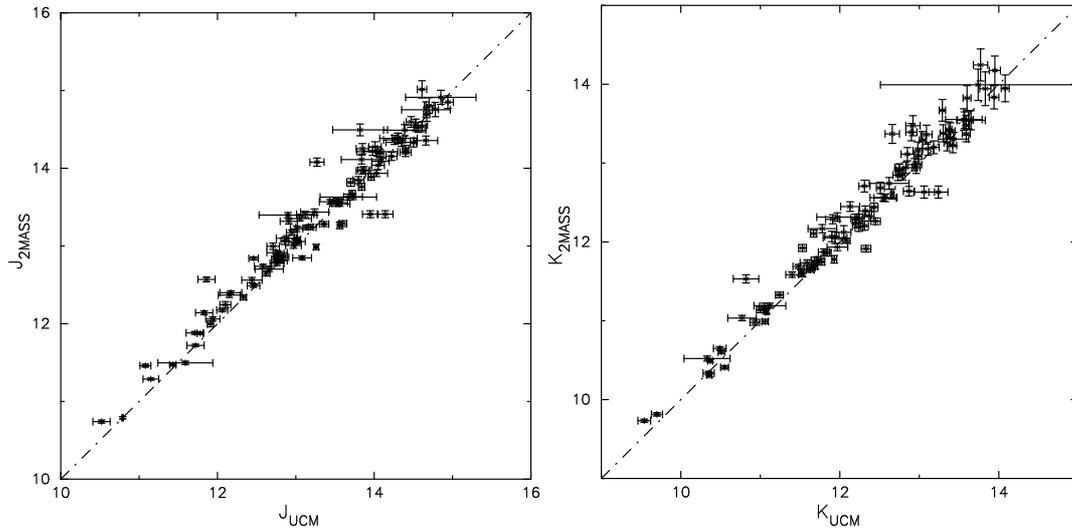


Figura 6.1: Comparación de la fotometría en las bandas  $J$  y  $K$  obtenida en este trabajo y por el equipo del *Two Micron All Sky Survey* (2MASS), descrito en Jarrett et al. (2000).

galaxias se utilizó la imagen de 2MASS para realizar el proceso de medida de la misma forma que para el resto de la muestra y se incluyeron en el estudio de poblaciones. Sin embargo, se detectaron errores en la medida de los flujos con las subrutinas comúnmente utilizadas de IRAF (dentro del paquete PHOT) debidos al gran tamaño del píxel del detector utilizado por 2MASS ( $1''$ ) y la pequeña extensión de algunas de nuestras galaxias, lo que apuntaba a una deficiencia en el tratamiento de las fracciones de píxel en la integración de las cuentas de un objeto por parte de dichas subrutinas. Por este motivo se construyó un procedimiento de medida de flujos en imágenes astrofísicas que da cuenta de las fracciones de píxel de una manera más robusta que PHOT. Esta nueva subrutina divide cada píxel en una rejilla con tantas celdillas como se desee y calcula la fracción de éstas que entran en la apertura en estudio. Obviamente, cuanto mayor sea el número de celdillas elegido más precisión se obtiene. Finalmente se midieron todas las imágenes en todas las bandas con este programa, aunque las diferencias con lo ya calculado en los filtros ópticos era insignificante, ya que las aperturas abarcaban muchos píxeles.

#### 6.2.4. Sumario de datos utilizados en los modelos

La tabla 6.2 contiene todos los datos espectroscópicos y fotométricos que utilizaremos en el modelado de poblaciones estelares de las galaxias UCM. La tabla incluye los nombres de las galaxias, desplazamientos al rojo, magnitudes y errores en los cuatro filtros disponibles, anchuras equivalentes de  $H\alpha$  (medidas espectroscópicamente) y sus incertidumbres, radios de las aperturas utilizadas, decrementos de Balmer, extinciones

Galácticas en la banda  $V$ , tipos morfológicos y espectroscópicos y magnitudes absolutas en la banda  $K$  (calculadas según lo explicado en la sección 6.2.2).

Todos los datos fotométricos fueron corregidos de extinción Galáctica con los mapas de Schlegel et al. (1998) y la curva de extinción de Cardelli et al. (1989). También se aplicaron correcciones  $k$  de acuerdo con lo establecido en Fiac & Rocca-Volmerange (1999) para los filtros  $BJK$  y en Fukugita et al. (1995) para  $r$ , según los distintos tipos morfológicos (descritos en el capítulo 4). Las correcciones  $k$  son en todos los casos pequeñas debido a los pequeños desplazamientos al rojo de nuestras galaxias ( $z < 0.045$ ), no superando las  $0.22^m$  en  $B$ ,  $0.04^m$  en  $r$ ,  $0.03^m$  en  $J$  y  $0.13^m$  en  $K$ . Hay que hacer notar que las correcciones  $k$  en el NIR son negativas.

Tabla 6.2: Datos fotométricos y espectroscópicos de las 191 galaxias de la muestra UCM utilizados en el modelado de poblaciones estelares. Las columnas contienen: (1) Nombre UCM. (2) Desplazamiento al rojo. (3)–(6) Magnitudes y errores en los filtros  $B$  de Johnson,  $r$  de Gunn,  $J$  and  $K$  medidos en aperturas circulares de 3 escalas de disco en  $r$ . (7) Anchura equivalente de  $H\alpha$  en Å. (8) Tamaño de la apertura fotométrica en kpc. (9) Razón de intensidades entre las líneas  $H\alpha$  y  $H\beta$  corregida de absorción estelar. (10) Extinción Galáctica en la banda  $V$  (Schlegel et al. 1998). (11) Tipo morfológico (Pérez-González et al. 2001). (12) Tipo espectroscópico (Gallego et al. 1996). (13) Magnitudes absolutas en el filtro  $K$  corregidas de extinción Galáctica.

Galaxia	$z$	$m_B$	$m_r$	$m_J$	$m_K$	$EW$	$3d_L$	$\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}}$	$A_V^{Gal}$	MphT	SpT	$M_K$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
0000+2140	0.0238	14.61±0.03	–	11.71±0.11	10.37±0.03	103±21	13.9	7.55	0.15	INTER	IIIIH	–24.73
0003+2200	0.0224	17.19±0.02	16.30±0.04	14.65±0.15	13.53±0.08	38±8	9.9	5.02	0.23	Sc+	DANS	–21.47
0003+2215	0.0223	15.89±0.02	–	–	11.36±0.03	25±5	7.6	5.62	0.24	Sc+	SBN	–23.62
0003+1955	0.0278	14.11±0.13	–	–	–	294±59	6.7	4.61	0.12	–	Sy1	–
0005+1802	0.0187	16.40±0.13	–	–	12.27±0.04	13±3	6.4	3.62	0.12	Sb	SBN	–22.31
0006+2332	0.0159	14.95±0.05	–	12.69±0.05	11.90±0.06	58±12	8.4	4.58	0.31	Sb	IIIIH	–22.37
0013+1942	0.0272	17.13±0.02	16.60±0.03	15.03±0.07	14.07±0.06	124±25	13.2	3.61	0.13	Sc+	IIIIH	–21.34
0014+1829	0.0182	16.50±0.03	15.91±0.04	14.66±0.15	13.65±0.18	131±26	5.7	9.80	0.16	Sa	IIIIH	–21.53
0014+1748	0.0182	14.83±0.05	14.01±0.14	11.86±0.11	10.82±0.16	86±17	39.7	5.74	0.13	SBb	SBN	–23.71
0015+2212	0.0198	16.85±0.02	16.04±0.08	14.30±0.07	13.29±0.04	120±24	8.5	3.32	0.23	Sa	IIIIH	–21.56
0017+1942	0.0260	15.91±0.02	15.38±0.07	14.01±0.08	13.09±0.07	100±20	18.7	4.37	0.17	Sc+	IIIIH	–22.29
0017+2148	0.0189	16.95±0.05	–	14.31±0.24	13.30±0.04	74±15	3.0	4.66	0.21	Sa	IIIIH	–21.43
0018+2216	0.0169	16.95±0.02	16.15±0.03	14.22±0.07	13.39±0.05	15±3	5.7	2.86	0.23	Sb	DANS	–21.08
0018+2218	0.0220	15.97±0.02	–	12.17±0.14	11.12±0.20	16±3	10.8	9.39	0.22	Sb	SBN	–23.81
0019+2201	0.0191	16.80±0.02	15.82±0.04	13.96±0.04	12.96±0.05	33±7	10.4	3.70	0.21	Sb	DANS	–21.69
0022+2049	0.0185	15.86±0.05	14.65±0.03	12.46±0.08	11.24±0.05	76±15	10.2	6.28	0.30	Sb	IIIIH	–23.42
0023+1908	0.0251	16.83±0.05	–	14.66±0.31	13.83±0.07	121±24	3.2	4.08	0.19	Sc+	IIIIH	–21.39
0034+2119	0.0315	15.86±0.03	–	–	11.84±0.07	19±4	12.2	3.58	0.11	SBc+	SBN	–23.91
0037+2226	0.0195	14.65±0.05	–	12.44±0.13	11.53±0.03	45±9	7.7	4.19	0.13	SBc+	SBN	–23.23
0038+2259	0.0464	16.39±0.05	15.61±0.04	13.84±0.26	12.99±0.04	21±4	33.8	4.63	0.09	Sb	SBN	–23.60
0039+0054	0.0191	15.22±0.05	–	–	11.93±0.07	23±5	8.8	8.75	0.07	Sc+	SBN	–22.74
0040+0257	0.0367	16.98±0.05	16.85±0.04	–	14.41±0.08	119±24	12.5	4.14	0.09	Sb	DANS	–21.64
0040+2312	0.0254	15.69±0.03	–	12.15±0.14	11.07±0.03	28±6	12.9	8.55	0.12	Sc+	SBN	–24.22
0040+0220	0.0173	17.25±0.15	16.61±0.03	15.16±0.04	14.23±0.03	77±15	4.4	3.86	0.07	Sc+	DANS	–20.23
0040–0023	0.0142	13.76±0.03	–	11.15±0.10	10.35±0.07	18±4	10.8	9.20	0.06	Sc+	LINER	–23.60
0041+0134	0.0169	14.42±0.04	–	–	11.46±0.08	12±2	13.3	8.96	0.08	Sc+	SBN	–22.87
0043+0245	0.0180	17.34±0.05	–	–	14.30±0.08	34±7	2.2	5.07	0.07	Sc+	IIIIH	–20.26
0043–0159	0.0161	13.01±0.05	–	10.79±0.01	9.70±0.07	60±12	9.8	8.03	0.09	Sc+	SBN	–24.53

Tabla 6.2: Continuación.

Galaxia	$z$	$m_B$	$m_r$	$m_J$	$m_K$	$EW$	$3d_L$	$\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}}$	$A_V^{Gal}$	MphT	SpT	$M_K$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
0044+2246	0.0253	16.06±0.15	14.90±0.08	12.54±0.07	11.47±0.05	25±5	33.8	7.42	0.12	Sb	SBN	-23.78
0045+2206	0.0203	15.06±0.05	—	12.94±0.07	12.04±0.05	80±16	5.6	4.14	0.15	INTER	HIIIH	-22.71
0047+2051	0.0577	16.98±0.05	16.14±0.03	—	13.13±0.03	73±15	20.0	4.60	0.10	Sc+	SBN	-23.96
0047-0213	0.0144	15.73±0.04	14.97±0.04	13.13±0.13	12.25±0.04	40±8	10.5	4.94	0.15	S0	DHIIIH	-21.94
0047+2413	0.0347	15.88±0.05	14.81±0.03	12.74±0.05	11.63±0.05	61±12	31.4	5.13	0.20	Sa	SBN	-24.39
0047+2414	0.0347	15.22±0.05	—	12.66±0.18	11.69±0.03	78±16	10.1	4.69	0.20	Sc+	SBN	-24.28
0049-0006	0.0377	18.68±0.05	18.52±0.04	17.80±0.09	16.62±0.14	346±69	7.4	2.86	0.08	BCD	BCD	-19.50
0049+0017	0.0140	17.19±0.03	16.69±0.09	15.36±0.05	14.50±0.07	310±62	6.2	2.86	0.08	Sb	DHIIIH	-19.42
0049-0045	0.0055	15.34±0.02	—	13.05±0.15	12.31±0.07	73±15	1.6	4.79	0.13	Sb	HIIIH	-19.73
0050+0005	0.0346	16.54±0.03	16.03±0.03	—	13.68±0.07	94±19	13.1	4.50	0.08	Sa	HIIIH	-22.31
0050+2114	0.0245	15.56±0.05	14.78±0.03	12.76±0.09	11.59±0.09	69±14	15.5	5.73	0.13	Sa	SBN	-23.59
0051+2430	0.0173	15.40±0.15	—	11.94±0.09	11.06±0.04	34±7	5.7	6.12	0.15	Sa	SBN	-23.34
0054-0133	0.0512	16.00±0.04	—	12.99±0.13	11.80±0.07	23±4	13.4	8.79	0.12	Sb	SBN	-25.02
0054+2337	0.0164	15.27±0.03	—	13.27±0.09	12.66±0.09	62±12	6.2	4.68	0.16	Sc+	HIIIH	-21.67
0056+0044	0.0183	16.82±0.05	16.52±0.10	15.55±0.15	14.54±0.16	399±80	17.7	3.03	0.09	Irr	DHIIIH	-20.04
0056+0043	0.0189	16.63±0.05	16.20±0.03	—	13.88±0.07	53±11	6.8	3.81	0.09	Sb	DHIIIH	-20.77
0119+2156	0.0583	16.66±0.29	15.46±0.10	13.31±0.05	11.93±0.04	16±3	145.6	7.89	0.17	Sb	Sy2	-25.20
0121+2137	0.0345	16.02±0.05	15.47±0.06	13.85±0.08	12.90±0.07	66±13	33.8	4.86	0.22	Sc+	SBN	-23.05
0129+2109	0.0344	15.01±0.04	—	12.06±0.07	11.00±0.05	32±6	14.4	8.41	0.19	SBc+	LINER	-24.95
0134+2257	0.0353	16.03±0.05	—	12.76±0.13	11.73±0.03	26±5	10.6	4.91	0.37	Sb	SBN	-24.40
0135+2242	0.0363	17.16±0.05	16.26±0.03	14.40±0.04	13.42±0.05	46±9	14.4	6.69	0.40	S0	DANS	-22.74
0138+2216	0.0591	17.71±0.03	—	14.35±0.20	13.18±0.07	10±2	7.4	3.35	0.39	Sc+	—	-24.11
0141+2220	0.0174	16.36±0.05	15.91±0.03	13.72±0.04	12.66±0.02	37±7	9.0	4.68	0.30	Sa	DANS	-21.88
0142+2137	0.0362	15.35±0.05	14.25±0.05	—	11.19±0.04	29±6	48.3	3.83	0.34	SBb	Sy2	-24.98
0144+2519	0.0409	15.67±0.05	14.98±0.06	13.12±0.11	12.13±0.12	29±6	38.2	5.66	0.42	SBc+	SBN	-24.20
0147+2309	0.0194	16.88±0.05	15.99±0.04	14.56±0.05	13.62±0.06	118±24	10.8	4.34	0.32	Sa	HIIIH	-21.05
0148+2124	0.0169	17.19±0.05	16.49±0.03	15.23±0.04	14.43±0.06	136±27	6.2	3.26	0.21	BCD	BCD	-20.00
0150+2032	0.0323	16.46±0.15	16.19±0.10	15.07±0.40	13.49±0.08	171±34	29.9	3.34	0.25	Sc+	HIIIH	-22.42
0156+2410	0.0134	15.33±0.04	14.66±0.03	13.02±0.04	12.24±0.05	40±8	10.9	4.45	0.31	Sb	DANS	-21.70
0157+2413	0.0177	15.08±0.09	13.79±0.04	11.08±0.07	10.36±0.03	25±5	30.1	5.03	0.33	Sc+	Sy2	-24.16
0157+2102	0.0106	15.01±0.04	14.58±0.03	13.01±0.04	12.31±0.05	61±12	7.6	3.89	0.29	Sb	HIIIH	-21.10
0159+2354	0.0170	17.34±0.05	16.36±0.03	14.50±0.04	13.59±0.05	63±13	6.6	4.18	0.33	Sb	HIIIH	-20.86

Tabla 6.2: Continuación.

Galaxia	$z$	$m_B$	$m_r$	$m_J$	$m_K$	$EW$	$3d_L$	$\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}}$	$A_V^{Gal}$	MphT	SpT	$M_K$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
0159+2326	0.0178	16.01±0.05	14.87±0.03	12.78±0.07	11.84±0.05	28± 6	12.1	6.14	0.28	Sc+	DANS	-22.82
1246+2727	0.0199	15.84±0.21	—	13.82±0.35	12.92±0.09	67±13	6.7	4.90	0.04	Irr	IIIIH	-21.85
1247+2701	0.0231	16.76±0.09	16.12±0.03	14.49±0.03	13.69±0.05	28± 6	12.8	3.21	0.04	Sc+	DANS	-21.33
1248+2912	0.0217	15.09±0.17	—	—	11.55±0.07	29± 6	8.0	3.99	0.06	SBb	SBN	-23.33
1253+2756	0.0165	16.09±0.02	15.41±0.03	13.99±0.05	13.12±0.04	114±23	6.0	2.86	0.03	Sa	IIIIH	-21.59
1254+2740	0.0161	16.25±0.03	15.54±0.04	—	—	58±12	18.5	4.28	0.04	Sa	SBN	—
1254+2802	0.0253	16.91±0.02	15.88±0.03	13.91±0.03	12.84±0.04	14± 3	14.7	8.78	0.04	Sc+	DANS	-22.44
1255+2819	0.0273	16.10±0.12	15.33±0.03	13.63±0.05	12.66±0.05	47± 9	19.7	4.16	0.04	Sb	SBN	-23.10
1255+3125	0.0258	16.46±0.13	15.30±0.03	13.44±0.14	12.55±0.17	64±13	12.6	3.92	0.06	Sa	IIIIH	-22.77
1255+2734	0.0234	16.97±0.02	16.15±0.03	—	13.33±0.06	99±20	10.6	5.44	0.04	Sc+	SBN	-21.74
1256+2717	0.0273	17.93±0.13	—	—	15.35±0.14	62±12	3.6	3.85	0.03	S0	DHIIIH	-20.04
1256+2732	0.0245	15.95±0.18	15.37±0.04	13.90±0.05	12.90±0.07	79±16	31.0	4.71	0.05	INTER	SBN	-22.26
1256+2701	0.0247	16.66±0.09	16.27±0.07	14.70±0.10	13.68±0.11	109±22	32.5	3.46	0.03	Sc+	IIIIH	-21.49
1256+2910	0.0279	16.21±0.08	15.28±0.03	13.45±0.03	12.52±0.04	25± 5	19.5	8.66	0.03	Sb	SBN	-23.16
1256+2823	0.0315	16.14±0.10	15.30±0.03	13.67±0.10	12.50±0.14	76±15	16.9	4.82	0.04	Sb	SBN	-23.35
1256+2754	0.0172	15.43±0.07	14.90±0.03	13.18±0.05	12.25±0.05	49±10	14.5	4.12	0.04	Sa	SBN	-22.44
1256+2722	0.0287	17.21±0.09	16.21±0.04	—	12.84±0.06	26± 5	14.3	5.10	0.04	Sc+	DANS	-22.66
1257+2808	0.0171	16.38±0.02	15.66±0.03	14.26±0.32	12.91±0.29	29± 6	7.2	5.57	0.03	Sb	SBN	-21.48
1258+2754	0.0253	16.02±0.09	15.58±0.07	—	13.22±0.08	101±20	17.5	6.01	0.03	Sb	SBN	-22.06
1259+2934	0.0239	13.99±0.09	12.85±0.03	10.78±0.05	9.78±0.04	148±30	43.3	7.75	0.04	Sb	Sy2	-25.37
1259+3011	0.0307	16.25±0.09	15.40±0.03	13.56±0.13	12.57±0.14	22± 4	36.5	3.50	0.04	Sa	SBN	-23.08
1259+2755	0.0240	15.57±0.04	14.61±0.03	13.08±0.12	11.97±0.13	44± 9	17.2	5.22	0.03	Sa	SBN	-23.25
1300+2907	0.0219	17.27±0.09	16.86±0.03	—	14.75±0.10	94±19	9.7	5.10	0.04	Sa	IIIIH	-20.16
1301+2904	0.0266	15.97±0.10	15.57±0.03	14.07±0.05	13.39±0.06	69±14	16.1	3.13	0.04	Sb	IIIIH	-22.03
1302+2853	0.0237	16.50±0.02	15.99±0.03	14.26±0.14	13.43±0.19	40± 8	10.1	4.07	0.04	Sb	DHIIIH	-22.24
1302+3032	0.0342	16.66±0.07	—	14.85±0.45	13.95±0.07	49±10	6.2	4.09	0.04	Sa	IIIIH	-21.97
1303+2908	0.0261	16.82±0.10	16.28±0.03	15.27±0.06	14.31±0.08	165±33	17.5	2.86	0.04	Irr	IIIIH	-20.99
1304+2808	0.0210	16.02±0.11	15.03±0.03	13.37±0.13	12.03±0.14	24± 5	18.9	2.86	0.04	Sb	SBN	-22.83
1304+2830	0.0217	18.62±0.04	18.09±0.03	—	15.43±0.09	56±11	4.7	3.57	0.04	BCD	DHIIIH	-19.45
1304+2907	0.0159	15.16±0.24	14.61±0.08	—	12.55±0.10	8± 2	28.6	8.96	0.04	Irr	—	-21.64
1304+2818	0.0244	15.88±0.02	15.06±0.03	13.58±0.06	12.50±0.08	80±16	18.5	2.97	0.05	Sc+	SBN	-22.72
1306+2938	0.0209	15.59±0.03	15.09±0.03	13.60±0.05	12.37±0.06	100±20	10.6	3.93	0.04	SBb	SBN	-22.73

Tabla 6.2: Continuación.

Galaxia	$z$	$m_B$	$m_r$	$m_J$	$m_K$	$EW$	$3d_L$	$\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}}$	$A_V^{Gal}$	MphT	SpT	$M_K$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1306+3111	0.0168	16.44±0.02	15.54±0.03	13.85±0.08	13.11±0.07	61±12	7.1	6.52	0.04	Sc+	DANS	-21.26
1307+2910	0.0187	14.25±0.03	13.22±0.05	11.59±0.35	10.33±0.29	25±5	37.7	4.70	0.03	SBb	SBN	-24.22
1308+2958	0.0212	15.36±0.02	14.53±0.04	12.71±0.08	11.94±0.15	21±4	27.1	5.63	0.04	Sc+	SBN	-22.89
1308+2950	0.0242	14.91±0.13	13.90±0.04	11.83±0.11	10.77±0.18	37±7	49.3	8.84	0.04	SBb	SBN	-24.36
1310+3027	0.0234	16.70±0.09	15.80±0.03	13.74±0.07	12.86±0.05	70±14	14.6	7.27	0.04	Sb	DANS	-22.33
1312+3040	0.0233	15.71±0.09	14.80±0.03	12.94±0.05	11.74±0.07	53±11	16.6	3.82	0.04	Sa	SBN	-23.36
1312+2954	0.0230	16.20±0.09	15.24±0.03	13.27±0.14	12.44±0.34	44±9	19.4	7.07	0.04	Sc+	SBN	-22.82
1313+2938	0.0380	16.93±0.09	16.56±0.03	15.45±0.06	14.67±0.07	311±62	8.9	2.86	0.03	Sa	IIIIH	-21.74
1314+2827	0.0253	16.39±0.03	15.72±0.04	—	13.12±0.06	48±10	10.1	4.62	0.04	Sa	SBN	-22.30
1320+2727	0.0247	17.51±0.13	17.08±0.03	—	14.86±0.08	52±10	7.9	2.98	0.06	Sb	DHIIIH	-20.39
1324+2926	0.0172	18.09±0.13	17.24±0.03	15.92±0.03	15.07±0.05	236±47	3.5	2.86	0.04	BCD	BCD	-19.49
1324+2651	0.0249	15.20±0.13	14.56±0.03	13.01±0.03	11.89±0.04	75±15	19.0	4.74	0.04	INTER	SBN	-23.37
1331+2900	0.0356	19.11±0.13	18.62±0.03	—	17.29±0.26	549±110	5.9	2.86	0.04	BCD	BCD	-18.70
1428+2727	0.0149	15.03±0.02	14.56±0.03	13.73±0.12	12.83±0.14	182±36	9.6	3.18	0.05	Irr	IIIIH	-21.59
1429+2645	0.0328	17.89±0.03	17.12±0.03	15.61±0.06	14.70±0.07	87±17	10.3	2.89	0.06	Sb	DHIIIH	-21.24
1430+2947	0.0290	16.53±0.11	15.92±0.03	14.47±0.06	13.57±0.09	132±26	20.9	3.69	0.06	S0	IIIIH	-22.01
1431+2854	0.0310	15.76±0.05	14.98±0.03	13.36±0.06	12.45±0.06	26±5	15.3	8.60	0.06	Sb	SBN	-23.34
1431+2702	0.0384	17.31±0.02	16.76±0.03	15.10±0.08	14.13±0.04	134±27	8.6	3.50	0.06	Sa	IIIIH	-22.18
1431+2947	0.0219	17.92±0.06	17.53±0.03	—	15.76±0.17	131±26	9.7	2.86	0.05	BCD	BCD	-19.16
1431+2814	0.0320	17.02±0.05	15.95±0.03	13.84±0.04	12.87±0.07	19±4	16.0	8.29	0.07	Sb	DANS	-22.91
1432+2645	0.0307	15.40±0.03	14.60±0.03	12.88±0.13	11.78±0.18	34±7	42.2	4.88	0.09	SBb	SBN	-23.87
1440+2521N	0.0315	16.85±0.02	15.85±0.03	13.69±0.32	12.63±0.28	54±11	16.7	5.30	0.11	Sb	SBN	-23.21
1440+2511	0.0333	16.80±0.06	15.89±0.04	14.18±0.09	12.84±0.25	23±5	28.7	5.02	0.12	Sb	SBN	-23.00
1440+2521S	0.0314	17.12±0.02	16.37±0.04	14.53±0.33	13.41±0.29	83±17	13.4	3.47	0.11	Sb	SBN	-22.52
1442+2845	0.0110	15.53±0.02	14.85±0.03	12.97±0.10	11.90±0.09	81±16	8.2	4.82	0.07	Sb	SBN	-21.67
1443+2714	0.0290	16.15±0.03	15.13±0.06	13.26±0.03	11.93±0.03	102±20	12.9	7.22	0.08	Sa	Sy2	-23.79
1443+2844	0.0307	15.71±0.02	14.96±0.03	13.19±0.03	12.19±0.05	74±15	23.0	7.95	0.08	SBc+	SBN	-23.52
1443+2548	0.0358	15.88±0.05	15.29±0.03	13.67±0.36	12.62±0.25	57±11	20.4	5.02	0.12	Sc+	SBN	-23.45
1444+2923	0.0281	16.41±0.07	15.74±0.03	14.53±0.15	13.56±0.23	22±4	49.2	3.90	0.06	S0	DANS	-21.90
1452+2754	0.0339	16.49±0.03	15.54±0.04	13.09±0.36	12.10±0.25	77±15	18.0	3.80	0.10	Sb	SBN	-23.90
1506+1922	0.0205	16.07±0.04	15.01±0.04	12.90±0.37	11.97±0.26	78±16	19.5	3.91	0.14	Sb	IIIIH	-23.00
1513+2012	0.0369	16.27±0.03	15.30±0.03	13.56±0.03	12.33±0.06	109±22	14.5	4.56	0.12	Sa	SBN	-24.05

Tabla 6.2: Continuación.

Galaxia	$z$	$m_B$	$m_r$	$m_J$	$m_K$	$EW$	$3d_L$	$\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}}$	$A_V^{Gal}$	MphT	SpT	$M_K$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1537+2506N	0.0229	15.21±0.02	14.30±0.03	12.24±0.07	11.27±0.07	113±22	27.2	3.90	0.15	SBb	IIIIH	-23.75
1537+2506S	0.0229	16.41±0.02	15.66±0.03	13.82±0.06	12.80±0.06	151±30	9.5	3.46	0.15	SBa	IIIIH	-22.29
1557+1423	0.0375	16.89±0.03	15.91±0.03	14.05±0.08	12.98±0.06	40± 8	16.3	3.58	0.17	Sb	SBN	-23.20
1612+1308	0.0114	18.66±0.02	17.75±0.03	16.88±0.06	15.97±0.18	510±102	2.5	2.89	0.16	BCD	BCD	-17.64
1646+2725	0.0339	18.42±0.03	17.90±0.07	16.32±0.09	15.36±0.12	214±43	11.9	3.70	0.29	Sc+	DHIIIH	-20.81
1647+2729	0.0366	16.07±0.11	15.37±0.03	13.45±0.08	12.35±0.05	45± 9	20.7	5.45	0.26	Sb	SBN	-23.76
1647+2727	0.0369	16.10±0.05	16.57±0.03	14.91±0.04	13.95±0.06	56±11	7.2	4.76	0.28	Sb	SBN	-22.33
1648+2855	0.0308	15.69±0.03	15.17±0.03	13.95±0.04	12.78±0.08	203±41	12.8	3.38	0.17	Sa	IIIIH	-23.06
1653+2644	0.0346	14.88±0.03	—	11.91±0.04	10.93±0.06	6± 1	14.2	10.17	0.24	INTER	SBN	-25.03
1654+2812	0.0348	18.25±0.12	17.43±0.04	15.91±0.11	15.07±0.15	61±12	16.8	3.53	0.20	Sc+	DHIIIH	-20.98
1655+2755	0.0349	15.72±0.03	14.35±0.04	12.22±0.05	11.32±0.06	46± 9	51.5	4.55	0.21	Sc+	Sy2	-24.63
1656+2744	0.0330	17.73±0.02	16.45±0.20	14.50±0.11	13.25±0.08	69±14	12.1	4.51	0.33	Sa	SBN	-22.71
1657+2901	0.0317	17.32±0.02	16.62±0.03	15.00±0.06	13.68±0.06	59±12	8.7	4.29	0.14	Sb	DANS	-22.31
1659+2928	0.0369	15.78±0.05	14.78±0.04	12.80±0.07	11.73±0.08	154±31	71.2	4.23	0.16	SB0	Sy1	-24.36
1701+3131	0.0345	15.33±0.02	13.70±0.03	12.46±0.06	11.48±0.07	45± 9	43.7	9.89	0.10	S0	Sy1	-24.46
2238+2308	0.0236	14.86±0.05	13.98±0.03	12.10±0.07	11.05±0.06	50±10	28.7	6.42	0.20	Sa(r)	SBN	-24.05
2239+1959	0.0237	15.05±0.01	14.26±0.03	12.57±0.07	11.48±0.04	118±24	17.8	4.65	0.16	S0	IIIIH	-23.66
2249+2149	0.0462	16.03±0.02	14.81±0.03	12.53±0.04	11.71±0.05	6± 1	45.2	8.96	0.28	Sb	SBN	-24.88
2250+2427	0.0421	15.40±0.02	14.82±0.03	12.95±0.07	11.67±0.04	138±28	39.5	5.19	0.49	Sa	SBN	-24.77
2251+2352	0.0267	16.62±0.01	15.95±0.03	14.40±0.07	13.37±0.04	68±14	7.4	3.05	0.23	Sc+	DANS	-22.18
2253+2219	0.0242	16.31±0.01	15.61±0.03	13.59±0.07	12.42±0.04	63±13	9.4	4.25	0.18	Sa	SBN	-22.82
2255+1930S	0.0192	16.20±0.01	15.66±0.03	13.80±0.07	12.75±0.04	47± 9	7.4	3.93	0.19	Sb	SBN	-21.97
2255+1930N	0.0189	15.92±0.01	14.83±0.03	12.84±0.07	11.68±0.04	68±14	13.6	5.30	0.19	Sb	SBN	-22.99
2255+1926	0.0193	17.03±0.02	16.33±0.05	14.82±0.09	13.91±0.08	34± 7	13.8	3.13	0.18	Sb	IIIIH	-21.03
2255+1654	0.0388	16.72±0.03	15.32±0.09	13.01±0.08	11.53±0.05	27± 5	37.7	4.05	0.19	Sc+	SBN	-24.70
2256+2001	0.0193	15.69±0.04	14.64±0.04	12.86±0.05	12.05±0.09	14± 3	29.6	9.60	0.14	Sc+	DANS	-22.58
2257+2438	0.0345	15.57±0.05	15.82±0.08	13.51±0.05	12.08±0.05	347±69	22.5	5.21	0.51	S0	Sy1	-23.89
2257+1606	0.0339	16.49±0.13	—	13.52±0.04	12.43±0.05	21± 4	5.7	4.05	0.22	S0	SBN	-23.52
2258+1920	0.0220	15.79±0.03	15.57±0.03	13.51±0.08	12.51±0.05	144±29	12.1	3.42	0.21	Sc+	DANS	-22.64
2300+2015	0.0346	16.83±0.03	15.93±0.03	13.87±0.08	12.75±0.05	63±13	15.8	5.29	0.56	Sb	SBN	-23.33
2302+2053W	0.0328	18.04±0.06	17.12±0.05	15.37±0.08	14.34±0.06	206±41	13.1	4.47	1.15	Sb	IIIIH	-21.67
2302+2053E	0.0328	15.85±0.05	14.58±0.03	12.81±0.08	11.64±0.05	26± 5	20.2	6.73	1.14	Sb	SBN	-24.39

Tabla 6.2: Continuación.

Galaxia (1)	$z$ (2)	$m_B$ (3)	$m_r$ (4)	$m_J$ (5)	$m_K$ (6)	$EW$ (7)	$3d_L$ (8)	$\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}}$ (9)	$A_V^{Gal}$ (10)	MphT (11)	SpT (12)	$M_K$ (13)
2303+1856	0.0276	16.12±0.03	15.06±0.04	12.58±0.11	11.40±0.08	47±9	15.3	7.95	0.42	Sa	SBN	-24.17
2303+1702	0.0428	17.35±0.05	16.29±0.03	14.39±0.27	13.35±0.04	44±9	20.1	3.88	0.32	Sc+	Sy2	-23.12
2304+1640	0.0179	17.89±0.03	17.31±0.04	16.08±0.11	15.09±0.10	151±30	6.5	3.78	0.36	BCD	BCD	-19.57
2304+1621	0.0384	17.14±0.03	15.42±0.04	14.04±0.26	13.04±0.04	48±10	7.7	3.77	0.42	Sa	DANS	-23.15
2307+1947	0.0271	16.94±0.03	15.94±0.08	13.77±0.11	12.57±0.08	30±6	10.6	3.49	0.71	Sb	DANS	-23.08
2310+1800	0.0363	16.89±0.03	15.83±0.03	13.55±0.11	12.32±0.08	41±8	18.6	5.81	0.56	Sb	SBN	-23.93
2312+2204	0.0327	17.14±0.04	—	—	13.10±0.03	47±9	5.4	5.51	0.67	Sa	SBN	-22.83
2313+1841	0.0300	17.19±0.09	16.25±0.03	14.28±0.11	13.09±0.10	60±12	15.8	6.15	0.42	Sb	SBN	-22.59
2313+2517	0.0273	15.00±0.03	—	11.78±0.04	10.51±0.04	28±6	12.9	6.21	0.28	Sa	SBN	-24.96
2315+1923	0.0385	17.55±0.03	16.98±0.03	15.50±0.06	14.65±0.07	164±33	14.9	4.62	0.23	Sb	HIH	-21.54
2316+2457	0.0277	14.62±0.03	13.63±0.06	11.72±0.11	10.49±0.08	35±7	24.6	4.85	0.34	SBa	SBN	-25.05
2316+2459	0.0274	16.13±0.04	15.13±0.04	12.91±0.11	11.91±0.09	33±7	26.6	7.72	0.34	Sc+	SBN	-23.58
2316+2028	0.0263	17.11±0.03	16.85±0.03	14.08±0.11	12.94±0.09	82±16	9.2	5.59	0.49	Sa	DANS	-22.61
2317+2356	0.0334	14.16±0.10	13.35±0.03	11.43±0.04	10.55±0.05	28±6	36.2	8.54	0.25	Sa	SBN	-25.35
2319+2234	0.0364	16.80±0.05	16.55±0.03	13.98±0.11	12.85±0.08	81±16	17.6	4.85	0.20	Sb	SBN	-23.25
2319+2243	0.0313	15.82±0.10	14.76±0.03	12.78±0.05	11.77±0.04	34±7	26.3	8.37	0.23	S0	SBN	-23.94
2320+2428	0.0328	15.89±0.05	14.60±0.03	12.33±0.04	11.08±0.02	9±2	28.9	9.27	0.21	Sa	DANS	-24.79
2321+2149	0.0374	16.66±0.04	16.02±0.03	14.28±0.11	13.30±0.08	53±11	17.9	4.20	0.22	Sc+	SBN	-22.91
2321+2506	0.0331	15.79±0.04	15.33±0.04	13.70±0.05	12.73±0.06	43±9	25.2	10.32	0.17	Sc+	SBN	-23.10
2322+2218	0.0249	17.77±0.02	16.59±0.08	14.39±0.04	13.25±0.02	41±8	10.0	5.70	0.15	Sc+	SBN	-22.02
2324+2448	0.0123	13.59±0.04	12.80±0.03	10.52±0.11	9.54±0.08	9±2	20.3	4.57	0.23	Sb	SBN	-24.16
2325+2318	0.0114	13.28±0.04	—	—	10.55±0.04	87±17	8.7	4.21	0.14	INTER	HIH	-22.93
2325+2208	0.0116	12.59±0.05	11.81±0.04	10.16±0.08	9.06±0.07	36±7	47.4	9.43	0.16	SBc+	SBN	-24.45
2326+2435	0.0174	16.61±0.02	16.03±0.03	14.61±0.06	13.77±0.09	211±42	12.5	3.66	0.33	Sb	DHIIIH	-20.70
2327+2515N	0.0206	15.79±0.03	15.45±0.03	14.14±0.10	13.24±0.12	94±19	9.1	3.71	0.20	Sb	HIH	-21.65
2327+2515S	0.0206	15.80±0.03	15.23±0.03	13.95±0.10	13.06±0.13	257±51	11.7	4.56	0.20	S0	HIH	-21.88
2329+2427	0.0200	15.92±0.05	14.68±0.03	12.62±0.05	11.51±0.03	13±3	23.4	9.87	0.30	Sb	DANS	-23.23
2329+2500	0.0305	16.11±0.04	15.28±0.04	13.24±0.18	12.20±0.04	180±36	26.5	4.54	0.22	S0(r)	Sy1	-23.49
2329+2512	0.0133	16.88±0.02	16.28±0.03	14.78±0.04	14.08±0.05	58±12	4.9	3.81	0.15	Sa	DHIIIH	-19.78
2331+2214	0.0352	17.75±0.04	16.57±0.03	14.67±0.04	13.59±0.04	60±12	12.8	5.82	0.20	Sb	SBN	-22.38
2333+2248	0.0399	16.97±0.03	16.31±0.08	14.70±0.06	13.74±1.23	177±36	56.6	4.08	0.22	Sc+	HIH	-22.51
2333+2359	0.0395	17.20±0.04	16.02±0.03	14.03±0.14	12.79±0.03	51±10	13.3	3.45	0.26	S0a	Sy1	-23.59
2348+2407	0.0359	17.09±0.04	16.43±0.03	14.61±0.05	13.60±0.05	56±11	21.5	4.10	0.22	Sa	SBN	-22.46
2351+2321	0.0273	17.77±0.02	16.44±0.05	14.94±0.07	13.94±0.06	92±18	16.6	2.86	0.31	Sb	HIH	-21.51

### 6.3. Modelos

Como se ha explicado en la introducción de este capítulo y en la sección 6.2, el modelado de la emisión luminosa de las galaxias UCM ha partido de la hipótesis de que las galaxias con formación estelar prominente están constituidas, en una aproximación razonable, por dos poblaciones estelares:

- *Una población de estrellas evolucionada* o población subyacente, cuyo modelado puede abordarse de varias maneras, con complicación creciente:
  - ◊ puede asumirse una población subyacente igual para todas las galaxias, con propiedades (colores, relación masa-luminosidad) similares a las de una población de estrellas formadas en un Universo joven, lo que equivale a una edad en torno a 12 Ga. Esta fue la suposición realizada en el trabajo de GdP00.
  - ◊ es posible tener en cuenta las diferencias en historia de formación estelar de una galaxia a otra. Una manera de enfocar este problema es considerar que los distintos tipos morfológicos presentan diferencias en su población estelar integrada, hecho que se puede inferir de la correlación entre los colores, las anchuras equivalentes de  $H\alpha$  o las relaciones masa-luminosidad con el tipo morfológico (véase, por ejemplo, Fukugita et al. 1995, Kennicutt 1983, Davidge 1992).
  - ◊ también puede ajustarse la población subyacente en los modelos aunque, obviamente, esto añade parámetros libres al método de síntesis de poblaciones que, si no se utilizan observables adecuados y en número suficiente, pueden aumentar la degeneración de las soluciones y disminuir la fiabilidad de los resultados. Sin embargo, este método permitiría estudiar la historia de la formación estelar de cada galaxia de forma detallada.
- *Una población de estrellas formadas recientemente* y responsable de la emisión  $H\alpha$  por la que las galaxias UCM fueron seleccionadas.

En este trabajo de tesis hemos considerado que los objetos UCM son galaxias espirales (o lenticulares) normales, con los mismos colores, relación masa-luminosidad en el filtro  $K$  ( $M/L_K$ , de ahora en adelante) y anchura equivalente de  $H\alpha$  que las espirales típicas quiescentes, pero que están albergando un brote de formación estelar más intenso de lo que es normal en este tipo de galaxias. Asumiremos los valores encontrados en trabajos de la literatura para los datos referentes a la población subyacente, y ajustaremos

las propiedades básicas de un brote de formación estelar reciente superpuesto en la galaxia espiral normal para conseguir reproducir de la manera más fiable los observables. Por tanto, los resultados que se describirán en el capítulo 7 se refieren en realidad a las propiedades del *brote de formación estelar que está ocurriendo en las UCM en exceso de lo que es típico para una galaxia espiral normal quiescente del mismo tipo de Hubble*.

La hipótesis inicial descrita en el párrafo anterior es bastante razonable según justificaremos a continuación. Efectivamente, debe existir una población de estrellas calientes y, por tanto, jóvenes, ya que todas las galaxias UCM presentan líneas de emisión nebulosa originadas en nubes de gas ionizado por dichas estrellas, que denominaremos como estrellas del brote de formación estelar, estrellas recientemente formadas o el *starburst reciente*. Esta población joven también es responsable del hecho de que los colores de las galaxias UCM sean más azules que los de galaxias espirales normales del mismo tipo morfológico (véase Alonso-Herrero et al. 1996, Pérez-González et al. 2000, y el capítulo 3).

El brote de formación estelar reciente ocurrió (o está ocurriendo) en una galaxia espiral o lenticular, tal y como revelan los estudios morfológicos realizados en la banda  $r$  de Gunn (Vitores et al. 1996a) y en la banda  $B$  de Johnson (capítulo 4 de esta memoria). Una espiral típica tiene de manera intrínseca regiones HII formadas por estrellas jóvenes. Kennicutt (1983) y Davidge (1992) estimaron por medio de la anchura equivalente de  $H\alpha$  la importancia de esta población estelar reciente localizada en las regiones HII en comparación con el contenido estelar total de las galaxias. En media, una galaxia relajada (o quiescente) de tipo Sb, el más frecuente en la muestra UCM, presenta una  $EW(H\alpha)$  de 8 Å. Sin embargo, el límite de detección de la Exploración UCM está en  $EW(H\alpha) \sim 20$  Å (Gallego 1995), por lo que necesariamente las galaxias de nuestra muestra deben haber experimentado (o estar experimentando) un brote de formación estelar más intenso de lo que es típico para una espiral normal.

La figura 6.2 muestra la naturaleza diferente de los objetos UCM en comparación con galaxias espirales normales (Kennicutt & Kent 1983, Kennicutt 1998b). Este diagrama representa la masa estelar total de las galaxias (trazada por la luminosidad en  $K$ ) frente a la luminosidad de las estrellas jóvenes (trazada por la luminosidad  $H\alpha$ ) normalizada con la luminosidad en  $K$  con el objetivo de comparar objetos con diferentes luminosidades o masas estelares. Los datos NIR de las galaxias normales han sido extraídos del 2MASS, NED y el artículo de Jong & van der Kruit (1994). Las galaxias UCM aparecen como objetos menos masivos (menos brillantes en  $K$ ) que las galaxias normales pero con una luminosidad  $H\alpha$  normalizada más alta, lo que significa que la formación estelar presente en los objetos de nuestra muestra es más intensa, en comparación con el contenido estelar total, que la de galaxias espirales típicas.

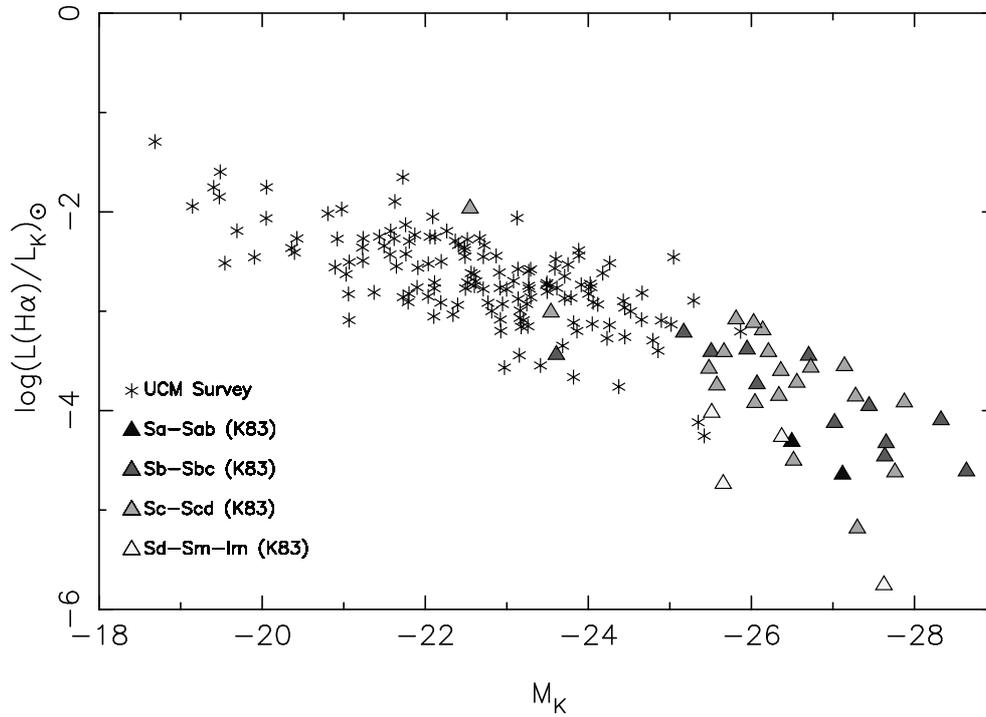


Figura 6.2: Comparación de las galaxias UCM (asteriscos) con espirales/irregulares normales relajadas (triángulos; Kennicutt & Kent 1983, Kennicutt 1998b). El eje vertical está en unidades solares.

### 6.3.1. Población subyacente

Los datos asumidos para la población subyacente de las galaxias UCM dependen del tipo morfológico, y han sido extraídos de los siguientes trabajos: los colores  $B-r$  proceden de Fukugita et al. (1995), los  $r-J$  y  $J-K$  de Fioc & Rocca-Volmerange (1999), y las anchuras equivalentes de  $H\alpha$  de Davidge (1992) y Kennicutt (1983). Las razones masa-luminosidad  $M/L_K$  fueron derivadas individualmente para cada tipo morfológico e IMF usando una relación entre el color  $B-r$  y  $M/L_K$  (véase Bell & de Jong 2000, 2001) obtenida con los modelos de Bruzual & Charlot (comunicación privada, versión de 1999 que denominaremos BC99 de aquí en adelante) para una tasa de formación estelar exponencial con diferentes parámetros  $\tau$ , una edad de formación de 12 Ga, y una atenuación media en la banda  $V$  de  $\tau_{V,ISM} = 0.5^m$ . La correlación entre el color  $B-r$  y la razón masa-luminosidad en  $K$  se muestra en la figura 6.3.

En el caso de las galaxias BCD hay una considerable falta de estudios detallados sobre las propiedades de la población subyacente. A pesar de los esfuerzos llevados a cabo recientemente en estudios en el óptico (Cairós et al. 2001) y NIR (Doublier et al. 2001), existen muy pocos objetos que se hayan estudiado simultáneamente en el rango espectral desde la banda  $B$  hasta la  $K$ . Una excepción son los trabajos de Gil de Paz et al.

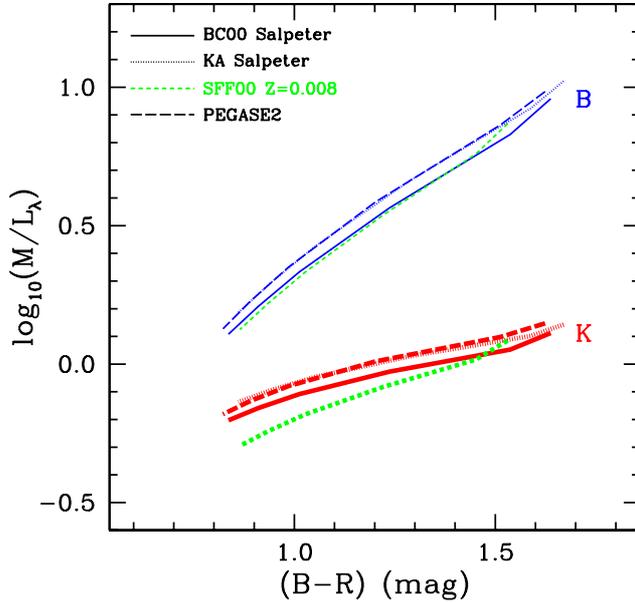


Figura 6.3: Correlación entre el color  $B - R$  y la razón masa-luminosidad en el filtro  $K$  (y  $B$ ) para la población subyacente (figura extraída de Bell & de Jong 2000, artículo en el que se comparan distintos modelos como los de Bruzual & Charlot 2000 -análogos a los BC99 de nuestro estudio-). Una relación análoga ha sido calculada para las galaxias UCM con los modelos de BC99 para una tasa de formación estelar exponencial con diferentes parámetros  $\tau$ , una edad de formación de 12 Ga, y una atenuación media en la banda  $V$  de  $\tau_{V,ISM} = 0.5^m$ .

(2000b) y Gil de Paz et al. (2000c) sobre la galaxia BCD Mrk 86, en los que se obtuvo fotometría de calidad en las bandas  $BVRJHK$ . Es importante reseñar que esta galaxia es un prototipo de los objetos iE BCD (Loose & Thuan 1985), que son los más abundantes dentro de las BCDs (Papaderos et al. 1996, Cairós et al. 2001). Además, los colores  $B - R$  y  $J - K$  de la población subyacente de Mrk 86 ( $B - R = 1.2$ ;  $J - K = 1.1$ ; véase la tabla 6.3) son muy similares a los valores medios derivados para muestras más amplias de BCDs por Cairós et al. (2001),  $B - R = 1.1$ , y Doublier et al. (2001),  $J - K = 1.0$ , con desviaciones típicas de  $0.2^m$  en ambos casos.

Dado que el límite de detección de la muestra UCM está en  $EW(H\alpha) \simeq 20 \text{ \AA}$ , incluso las galaxias de tipo de Hubble más tardío (con una  $EW(H\alpha) = 18 \text{ \AA}$  según la tabla 6.3) dentro de la Exploración UCM deben estar experimentando (o haberlo hecho recientemente) un brote de formación estelar más intenso de lo que es típico para una galaxia espiral normal.

Todos los datos asumidos acerca de la población subyacente se resumen en la tabla 6.3, incluyendo las razones  $M/L_K$  para las tres IMFs consideradas en este trabajo (véase la sección 6.3.5). Aunque en nuestra muestra no hay galaxias elípticas hemos incluido este tipo en la tabla por completitud. Hay que resaltar que los colores asumidos son muy parecidos a los medidos en las partes más exteriores (donde no hay brotes con emisión  $H\alpha$  según lo revelado en las imágenes del capítulo 5) de algunas galaxias de prueba (Pérez-González et al. 2003).

Tabla 6.3: Propiedades principales de la población subyacente asumidas en nuestros modelos en función del tipo morfológico (columna 1). Se adjuntan los colores  $B-r$ ,  $r-J$ ,  $J-K$  (columnas 2,3 y 4), la anchura equivalente de  $H\alpha$  (columna 5; el signo negativo significa absorción) y las relaciones masa-luminosidad en  $K$  (unidades solares) para las distintas IMFs (Salpeter, Scalo y Miller-Scalo en columnas 6,7 y 8, respectivamente).

Tipo <sup>1</sup>	$(B-r)^2$	$(r-J)^3$	$(J-K)^4$	$EW^5$ (Å)	$\mathcal{M}/L_K$		
					SALP <sup>6</sup>	SCA <sup>7</sup>	MSCA <sup>8</sup>
E	1.15	1.90	0.91	-1	1.24	0.65	0.55
S0	0.98	2.03	0.94	-2	1.01	0.57	0.43
Sa	0.92	1.92	1.01	0	0.95	0.54	0.40
Sb	0.69	2.07	1.01	8	0.73	0.45	0.30
Sc+	0.61	1.91	0.93	15	0.67	0.42	0.27
Irr/INTER	0.61	1.62	0.93	18	0.67	0.42	0.27
BCD	0.83	1.77	1.06	-2	0.86	0.51	0.36

### 6.3.2. Formación estelar reciente

Con el objetivo de reproducir las propiedades observacionales de la muestra UCM se construyó una red completa de modelos que asumen un episodio de formación estelar reciente (o presente) emplazado en una galaxia cuya población subyacente se determina tal y como se ha explicado en la sección anterior. El continuo estelar de las estrellas jóvenes fue simulado por medio de las predicciones de los modelos de síntesis evolutiva de BC99 o Leitherer et al. (1999, de aquí en adelante SB99). Cada una de estas librerías permitía seleccionar distintos modos de formación estelar, IMFs y metalicidades.

La emisión nebulosa, clave para la caracterización de la población de estrellas jóvenes, se simuló a partir del número de fotones del continuo de Lyman (fotones Lyman) que predicen los modelos de BC99 y SB99. Esta emisión del gas ionizado consta de un espectro continuo que puede calcularse a partir de los coeficientes de emisividad de Ferland (1980) para una temperatura de  $T_e = 10^4$  K. Las luminosidades y anchuras equivalentes de las principales líneas de recombinación del hidrógeno en las series de Balmer, Paschen y Brackett, fueron calculadas a partir de la relación dada en Brocklehurst (1971) y las relaciones de intensidad entre líneas para un gas de baja densidad ( $n_e = 10^2 \text{ cm}^{-3}$ ) y temperatura  $T_e = 10^4$  K en el caso B de recombinación (Osterbrock 1989). Nuestros valores del continuo nebuloso son sistemáticamente un  $\sim 15\%$  más altos (a todas las longitudes de onda y de forma constante) que las predicciones que establecen los modelos de SB99, probablemente debido a la elección de diferentes coeficientes de emisividad. La contribución a los flujos en banda ancha de las principales líneas de emisión prohibidas ([OII] $\lambda\lambda 3727, 3729$  Å, [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007$  Å, [NII] $\lambda\lambda 6548, 6584$  Å, [SII] $\lambda\lambda 6717, 6731$  Å) fue tomada en cuenta por medio de las razones de intensidades típicas dadas en Gallego

et al. (1996). Siguiendo un método complementario Charlot & Longhetti (2001) utilizaron los flujos de todas estas líneas y un código de fotoionización para establecer de una manera más fiable la SFR de galaxias *starburst*. En nuestro caso decidimos no seguir este procedimiento dado que sería necesario introducir más parámetros que complicarían la interpretación de los resultados.

Las predicciones realizadas para la emisión de la población joven se combinaron con las asumidas para la población subyacente teniendo en cuenta el cociente de las masas del brote y de la galaxia como un todo. Esta fracción de masa es la fuerza de brote  $b$ , que era una de las cantidades a ajustar por la técnica de modelado, junto con la edad de la población del brote y su metalicidad.

### 6.3.3. Comparación de las poblaciones estelares

La figura 6.4 muestra la contribución a la luminosidad en cada banda espectral de las distintas fuentes luminosas descritas anteriormente: el brote reciente de formación estelar, el continuo nebular y la población subyacente. Cada uno de los paneles representa la contribución de las citadas fuentes a la distribución espectral de energía de una galaxia espiral de tipo Sb (el tipo más común de la muestra UCM), cuyos colores para la población subyacente se dan en la tabla 6.3, y que experimentó un brote de formación estelar instantáneo de metalicidad solar hace 5 Ma (edad típica; véase el capítulo siguiente). Se han considerado 3 fuerzas de brote: 0.1 %, 1 % y 10 %, y se han marcado las longitudes de onda correspondientes a los filtros de banda ancha  $BrJK$ .

La figura muestra cómo un pequeño brote de formación estelar reciente puede tener una contribución muy importante a la luminosidad total de la galaxia, sobre todo en el óptico. Un brote de un 1 % de la masa total de la galaxia claramente domina el espectro integrado en el azul ( $\sim 70$  % de la luminosidad), bajando la contribución relativa en las bandas con una longitud de onda más larga, aunque en  $K$  ya contribuye con aproximadamente un 10 %. Para un brote más intenso, de un 10 % en masa, prácticamente el 90 % de la luminosidad en  $B$  proviene de las estrellas jóvenes y el gas ionizado asociado, y la mitad de la emisión en  $K$ . Esta figura demuestra la necesidad de efectuar un análisis exhaustivo de la historia de la formación estelar a la hora de calcular masas estelares a través de fotometría óptica y, aunque con menor importancia, fotometría NIR. Volveremos a esta discusión en el siguiente capítulo, cuando se discutan los resultados del modelado para las galaxias UCM. Finalmente, es interesante reseñar la contribución no despreciable del continuo nebular a la luminosidad total, sobre todo en longitudes de onda ópticas (véase también Krüger et al. 1995).

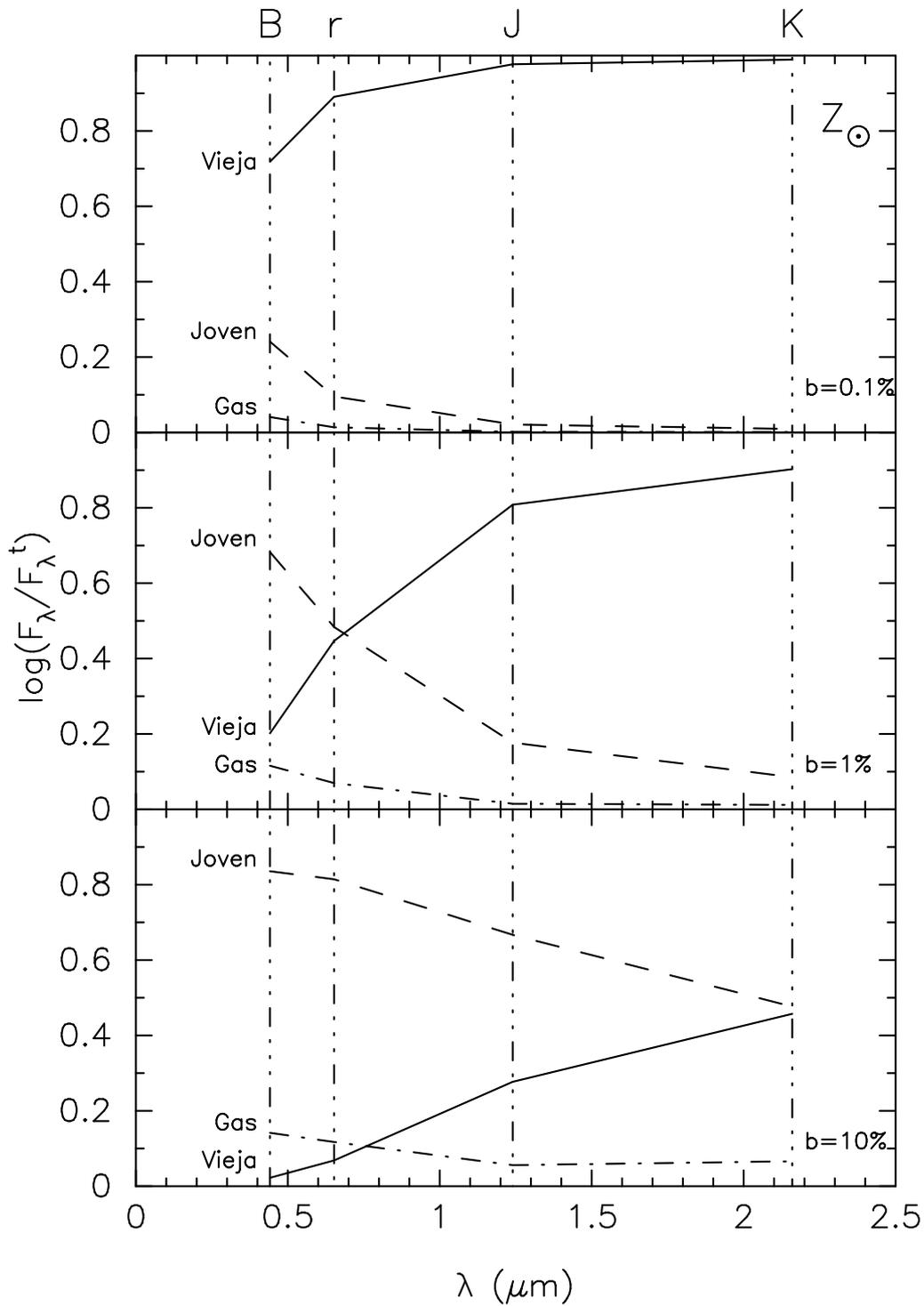


Figura 6.4: Comparación de la importancia relativa de la emisión de las estrellas jóvenes y viejas, así como del gas ionizado, en la luminosidad total a distintas longitudes de onda según los modelos de galaxias con formación estelar desarrollados en este trabajo. Se han marcado las 4 bandas fotométricas disponibles para la UCM, considerándose 3 casos en los que una galaxia normal quiescente de tipo Sb albergó un brote de formación estelar de metalicidad solar hace 5 Ma y con una masa igual a un 0.1%, 1% y 10% de la masa estelar total de la galaxia.

#### 6.3.4. Tratamiento de la extinción por polvo

La extinción es uno de los procesos clave en el estudio de poblaciones estelares en galaxias. El procedimiento habitual para tener en cuenta la extinción es tratar de corregir las luminosidades observadas de este efecto y luego compararlas con las predicciones de los modelos. En nuestro caso procedimos de la manera contraria, enrojiciendo las predicciones de los modelos con recetas de extinción, y luego comparando los resultados con las observaciones.

El tratamiento de la extinción se llevó a cabo por medio del uso de dos recetas, una de carácter empírico como es la de Calzetti et al. (2000, CALZ00 de ahora en adelante), y otra con un fundamento más teórico como la de Charlot & Fall (2000, CF00). Toda receta de extinción debe describir varios aspectos: (1) la ley de extinción, es decir, la dependencia de la atenuación con la longitud de onda de manera que si conocemos la extinción en una banda podamos pasar a otra banda por medio de dicha ley; (2) las diferencias entre la atenuación de las emisiones del gas y de las estrellas (jóvenes y viejas, si hubiera diferencias); (3) la relación de estas recetas de extinción con parámetros que puedan ser obtenidos observacionalmente para cada galaxia.

Dado que para la población estelar subyacente asumimos unos colores obtenidos empíricamente, no necesitamos conocer las atenuaciones de las luminosidades de las estrellas más evolucionadas, pero sí la extinción que afecta a la luminosidad procedente de los brotes, tanto a la emisión que proviene de las estrellas como la del gas ionizado. Sin embargo, la atenuación de la emisión del gas puede ser caracterizada por medio del decremento de Balmer, que fue medido por Gallego et al. (1996) para todas las galaxias de la muestra UCM, por lo que tenemos determinado el efecto de la extinción (al menos la del gas) de una manera robusta. En el caso de que quisiéramos ajustar propiedades de la población subyacente habría que tratar de manera diferente su extinción, no teniendo ésta que relacionarse directamente con los decrementos de Balmer del gas ionizado.

En el caso de la receta de CF00 se usó la curva de extinción de CALZ00 en lugar de la dada por estos autores. Aunque ambas curvas de extinción son capaces de reproducir las propiedades observacionales de las galaxias con formación estelar activa en el rango del óptico y UV, la ley de extinción de CF00 llevaba asociados valores de los excesos de color entre las bandas ópticas y NIR que no concordaban con las observaciones. En la figura 6.5 mostramos las curvas de extinción de CALZ00 (línea continua), de CF00 (línea discontinua) y la curva de extinción Galáctica de Cardelli et al. (1989) para razones de extinción totales ( $R_V$ ) de 3.1 (línea punteada) y 5.0 (línea punto-rayada). La curva de extinción de CF00 es una ley de potencias con exponente  $n = -0.7$ , lo que corresponde a la curva

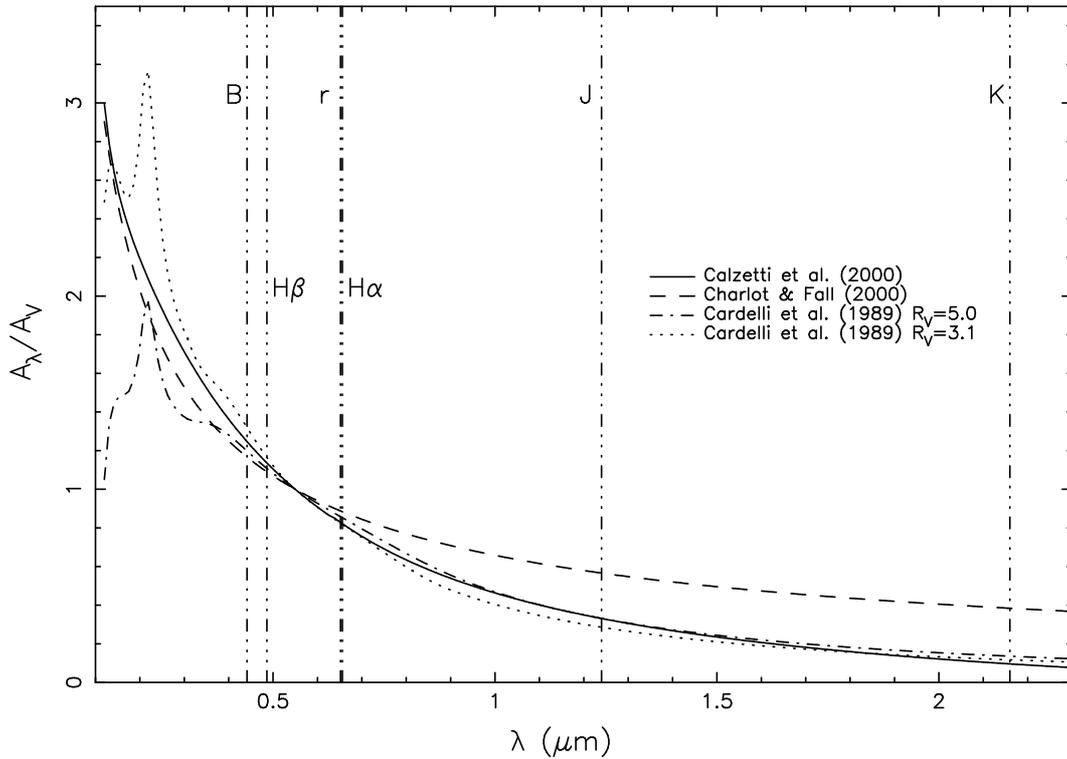


Figura 6.5: Dependencia con la longitud de onda de las leyes de extinción descritas en: Calzetti et al. (2000); Charlot & Fall (2000, se han asumido edades de los brotes de formación estelar menores que  $10^7$  años) y Cardelli et al. (1989) para  $R_V = 3.1$  y  $R_V = 5.0$ . Se han marcado las longitudes de onda efectivas de los filtros observados para las galaxias UCM,  $BrJK$ , y las líneas de emisión nebular H $\alpha$  y H $\beta$ .

que dan estos autores para edades de los brotes inferiores a  $10^7$  años. Se ha dibujado esta curva ya que, como comprobaremos en el siguiente capítulo de esta memoria de tesis, las edades de los brotes son inferiores al citado valor, por lo que en nuestras galaxias no es necesario considerar una variación de la curva de extinción con la edad como argumentan CF00. La ley de extinción de estos autores es, como se ve en la figura, demasiado “gris” a longitudes de onda más largas que la banda  $r$ . Esto justifica la utilización de la ley de CALZ00 que, además, no es muy diferente de la Galáctica. Dado que utilizan la misma curva de atenuación, las dos recetas de extinción consideradas en este trabajo sólo se diferencian en cómo traducen el exceso de color (calculado con el decremento de Balmer) a la extinción del gas ionizado, y cómo se obtiene de ésta el oscurecimiento del continuo estelar. Estos aspectos se explicarán a continuación.

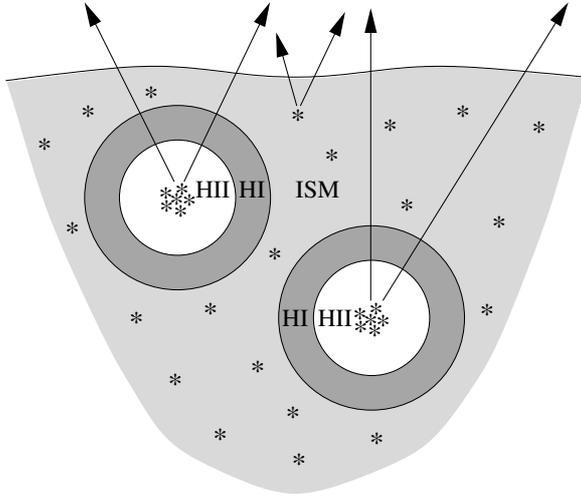


Figura 6.6: Esquema del escenario de formación estelar propuesto por CF00 en el que el brote de formación estelar (estrellas en el interior de los círculos) está rodeado de una nube de gas ionizado, la región HII, y ésta, a su vez, de una capa de gas neutro (capa HI); todo ello estaría inmerso en el medio interestelar (ISM) del disco de la galaxia, donde se encuentra la población subyacente.

*cloud* en inglés) asociada al brote, lo que incluye la región HII y la HI de manera que  $\tau_{BC}$  se puede escribir en función de las atenuaciones de las dos componentes de dicha nube ( $\tau_{BC} = \tau_{HI} + \tau_{HII}$ ),  $\tau_{ISM}$  sería la extinción asociada al ISM, y  $f$  sería la fracción de la atenuación de la nube parental asociada con la región HII, es decir,  $f = \tau_{HII}/\tau_{BC}$ .

De esta manera, dado que la atenuación de la emisión del gas (que será  $\tau_{HI} + \tau_{ISM}$ ) es conocida a partir del cociente de Balmer  $H\alpha/H\beta$  dado por Gallego et al. (1996), se puede estimar el oscurecimiento asociado al brote (que, como está rodeado por la nube parental e inmerso en el ISM, será  $\tau_{BC} + \tau_{ISM}$ ) y a la población subyacente ( $\tau_{ISM}$ ) para un valor de  $f$  y  $\tau_{V,ISM}$ . La extinción de la luminosidad de la línea de emisión se calcula directamente con el decremento de Balmer. Aceptando los resultados de CF00 asumimos  $f = 0.1$  y  $\tau_{V,ISM} = 0.5^m$ . En los casos donde el valor calculado para  $\tau_{BC}$  era incompatible con el  $E(B - V)_{gas}$  medido, se tomó  $\tau_{BC} = 0$ .

La receta de extinción de CALZ00 es empírica y está obtenida a partir de datos ópticos y UV referentes a galaxias tipo *starburst*, es decir, objetos muy parecidos a los nuestros pero con una formación estelar más violenta. Esta receta considera que la extinción que afecta a la emisión espectral continua de las estrellas está caracterizada por una

La receta de extinción de CF00 considera, como se muestra en la figura 6.6, que las estrellas del brote recientemente formado están rodeadas por una nube de gas que tiene dos capas: una más interna donde el gas está ionizado, que sería la región HII, y otra capa rodeando la anterior de átomos sin ionizar (y también gas molecular y polvo). A su vez, las regiones de formación estelar (incluyendo las nubes correspondientes) están embebidas en el medio interestelar [*interstellar medium* (ISM)]. En este escenario, CF00 separan la contribución a la extinción total de las distintas componentes. Siguiendo su notación, la atenuación de la emisión del gas ionizado puede escribirse como  $(1 - f) \times \tau_{BC} + \tau_{ISM}$ , donde  $\tau_{BC}$  es la atenuación de la nube parental (*birth*

cantidad  $E(B - V)_{\text{continuo}}$  que se puede calcular directamente del exceso de color del gas  $E(B - V)_{\text{gas}}$  como:

$$E(B - V)_{\text{continuo}} = 0.44 E(B - V)_{\text{gas}} \quad (6.1)$$

Esta receta también incluye una ley de extinción, que fue dibujada en la figura 6.5, para pasar de la atenuación en una banda a otra.

### 6.3.5. Método de ajuste

En el método de modelado de poblaciones estelares desarrollado para caracterizar las galaxias UCM hay que seleccionar varios parámetros *a priori*. Estos parámetros están relacionados con las posibles elecciones que se pueden hacer a la hora de utilizar las librerías de espectros estelares y de evolución estelar. Los mencionados parámetros son cuatro:

- El modelo de síntesis evolutiva: BC99 o SB99.
- El modo de formación estelar que siguen los brotes de formación estelar: SFR instantánea o continua, a los que no referiremos como INST y CONS, respectivamente. Los brotes de formación estelar deben tener edades menores de 10 Ma ya que después de este tiempo las anchuras equivalentes de  $H\alpha$  decrecen considerablemente situándose por debajo del límite de detección de la UCM. Dado el periodo de tiempo tan corto que debe considerarse, una formación estelar instantánea o continua constituye una buena aproximación. Un posible escenario con múltiples brotes ocurriendo en distintas zonas de la galaxia en distintos tiempos sería descrito adecuadamente por una SFR continua.
- La IMF, que puede elegirse entre las de Salpeter (1955), Miller & Scalo (1979) o Scalo (1986). En todos los casos se utilizó  $\mathcal{M}_{\text{low}} = 0.1 \mathcal{M}_{\odot}$  y  $\mathcal{M}_{\text{up}} = 100 \mathcal{M}_{\odot}$  como cotas inferior y superior en masa de la IMF.
- La receta de extinción: CF00 o CALZ00, explicadas en la subsección anterior.

Una vez que se fijan estos parámetros, el método de modelado busca los valores de tres cantidades que describen la población estelar del brote y reproducen de la manera más fiable las propiedades integradas de las galaxias. Estas tres cantidades son: (1) la

edad del brote (ajustada desde 0.89 a 100 Ma); (2) la metalicidad ( $1/5 Z_{\odot}$ ,  $2/5 Z_{\odot}$ ,  $Z_{\odot}$ ,  $2.5 Z_{\odot}$ ,  $5 Z_{\odot}$ , en el caso de los modelos de BC99, o  $1/20 Z_{\odot}$ ,  $1/5 Z_{\odot}$ ,  $2/5 Z_{\odot}$ ,  $Z_{\odot}$ ,  $2 Z_{\odot}$  para los modelos de SB99), y (3) la fuerza de brote (desde 0.01 % a 100 %).

El mejor modelo que ajusta las propiedades observacionales de la galaxia se determina siguiendo el procedimiento descrito en Gil de Paz & Madore (2002). Brevemente, la técnica considera los observables a ajustar, en nuestro casos los colores  $B - r$ ,  $r - J$  y  $J - K$ , y la anchura equivalente de  $H\alpha$  (en escala logarítmica), como variables estadísticas con distribuciones de probabilidad gaussianas de centro y anchura el valor medido y el error asociado, respectivamente. La determinación del mejor modelo se lleva a cabo por medio de un test  $\chi^2$  o con un estimador de máxima verosimilitud, en ambos casos teniendo en cuenta los errores observacionales, y muestreando una red de modelos de  $2 \times 10^4$  puntos en el caso de BC99 y  $\sim 2 \times 10^5$  para los modelos SB99. Las expresiones para los estimadores de la bondad del ajuste son:

$$\chi^2 = \frac{1}{N} \sum_{n=1}^{3-4} \frac{(c_n - C_n)^2}{\Delta C_n^2} \quad (6.2)$$

$$\mathcal{L}(t, b, Z) = \left( \prod_{n=1}^{3-4} \frac{1}{\sqrt{2\pi} \Delta C_n} \exp \left( -\frac{(c_n - C_n)^2}{2\Delta C_n^2} \right) \right)^{1/N} \quad (6.3)$$

donde  $C_n$  y  $c_n$  son, respectivamente, los valores observados y modelados de los parámetros a ajustar, esto es, los colores y  $2.5 \log[EW(H\alpha)]$ ,  $\Delta C_n$  son los errores observacionales correspondientes y  $N$  es el número de términos de la suma o el producto, según cuántos colores están disponibles.  $N = 3$  corresponde a dos colores más la  $EW(H\alpha)$ , y  $N = 4$  a tres colores y la  $EW(H\alpha)$ . La división por  $N$  y el exponente  $1/N$  tienen su origen en la normalización del estimador que hace posible la comparación entre los valores para todas las galaxias, ya tengan dos o tres colores disponibles.

Repitiendo el ajuste del mejor modelo varias veces, 1000 en nuestro caso, se obtiene un conjunto de soluciones que puede ser caracterizado usando una técnica de análisis de componentes principales [*principal component analysis* (PCA)], alcanzando finalmente los resultados del mejor ajuste y de los errores asociados (como la media y la desviación típica de los 1000 ajustes), así como información sobre las degeneraciones de estas soluciones.

La figura 6.7 muestra ejemplos de las predicciones de los modelos desarrollados en este trabajo, incluyendo la evolución temporal de la  $EW(H\alpha)$  y de los colores utilizados

en el ajuste de los datos observacionales, así como un diagrama color-color donde se puede observar la comparación entre nuestros modelos y los observables, y el efecto de la extinción.

## 6.4. Discusión sobre el modelado

En esta sección se abordará la discusión acerca de la bondad del método de modelado a la hora de reproducir los observables, incluyendo un análisis de la influencia en los resultados de los parámetros que deben ser seleccionados *a priori*. También se discutirá sobre las degeneraciones existentes en los estudios de poblaciones estelares, y sobre el conjunto de observables óptimos para obtener resultados fiables.

### 6.4.1. Bondad del ajuste

Sorprendentemente no encontramos grandes diferencias entre los resultados obtenidos con el ajuste llevado a cabo con la función  $\chi^2$  y el realizado por medio del estimador de máxima verosimilitud definido en la ecuación 6.3. Consecuentemente toda la discusión que realizaremos en este capítulo y el siguiente se referirá al modelado realizado con la minimización  $\chi^2$ .

De las 163 galaxias UCM (excluyendo AGNs) con datos en más de 2 bandas fotométricas, un total de 9 galaxias presentaban valores de  $\chi^2$  mayores que 4.0 en los 24 modelos considerados (según las distintas combinaciones de los parámetros seleccionados *a priori*). Este valor de  $\chi^2$  corresponde a una diferencia media entre las observaciones y los modelos de  $\sim 0.3^m$  ( $\sim 30\%$  en flujo) para incertidumbres típicas en los colores de  $0.15^m$  y considerando el término de la  $EW(H\alpha)$  como despreciable. Dos de estas galaxias (UCM2304+1621 y UCM2351+2321) presentaron ajustes que lograban reproducir perfectamente los colores en los que se involucraban las magnitudes  $BJK$ , pero no eran capaces de emular los colores que contenían la magnitud  $r$ , observándose diferencias de los observables con los modelos de  $\sim 0.4^m$ , lo que podría indicar un posible problema de calibración de las observaciones en  $r$  de estos dos objetos.

Otras 3 galaxias de las 9 con problemas de ajuste eran espirales de cara con estructura resuelta (UCM1304+2818, UCM2249+2149 y UCM2302+2053E), y 1 era una galaxia de canto (UCM2255+1654). Estos 4 objetos presentan bandas de polvo que son fácilmente visibles en la imagen  $B$ , lo que puede indicar un comportamiento complejo de la extinción; discutiremos este fenómeno más adelante. Las 3 galaxias restantes con ajustes poco

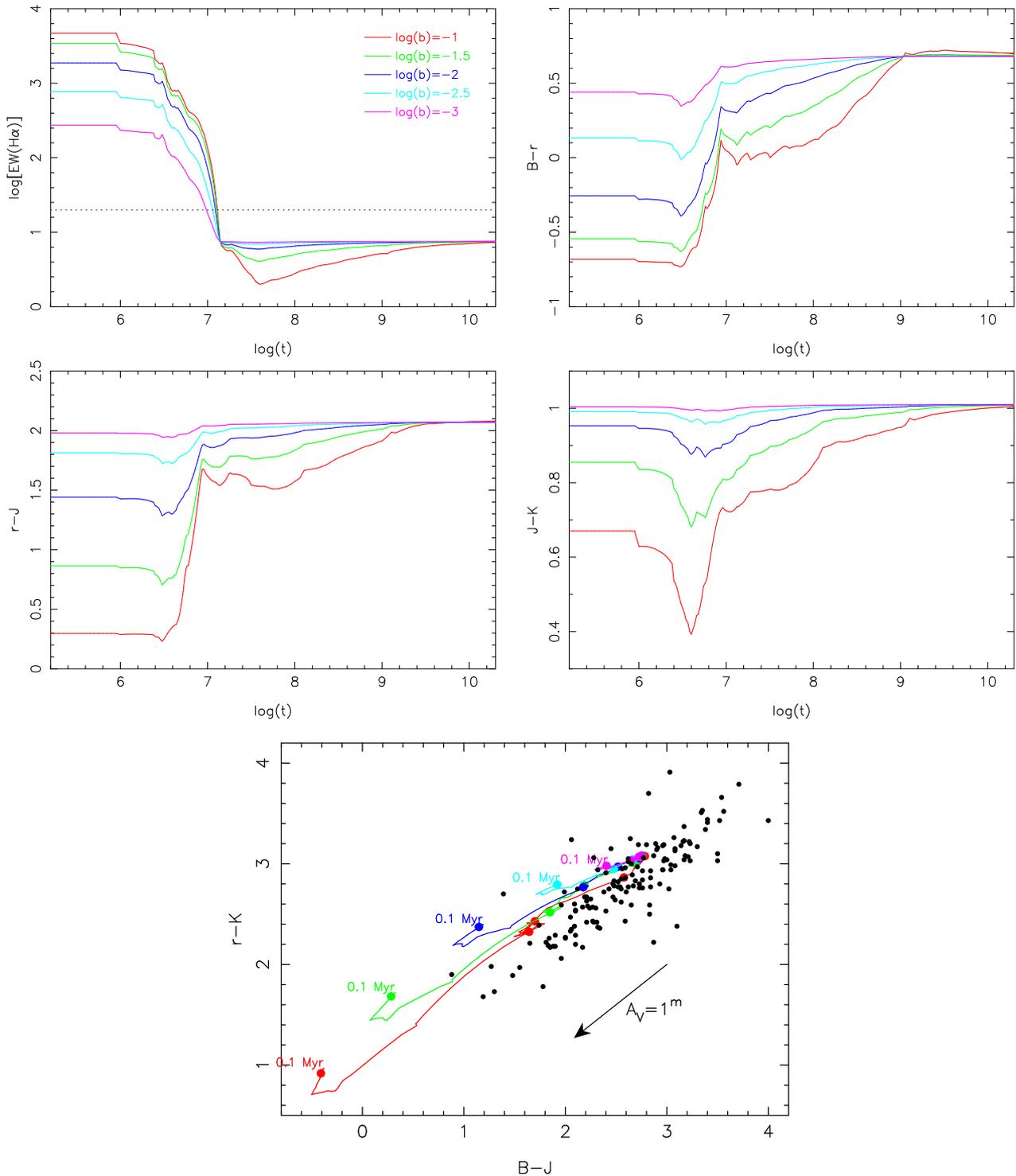


Figura 6.7: Predicciones de los modelos de síntesis de poblaciones. Los cuatro paneles superiores muestran la evolución temporal de la anchura equivalente de H $\alpha$  (gráfico en el que también se marca el límite de detección de la Exploración UCM) y los tres colores ajustados por nuestro método de modelado. El panel inferior compara las predicciones de los modelos con los colores de las galaxias UCM; en este panel se ha dibujado el vector de enrojecimiento según la ley de CALZ00 y se han marcado con un círculo relleno las edades para valores enteros del logaritmo de la edad, empezando en  $\log(t) = 5$  (0.1 Ma). Todos estos resultados se refieren a un brote de formación estelar instantáneo, descrito por los modelos de BC99, con una IMF de Salpeter, metalicidad solar, sin extinción y con distintas fuerzas de brote (en diferentes colores, con la leyenda en el panel superior-izquierdo).

fiabiles en todos los modelos (UCM1647+2727, UCM1657+2901 y UCM2316+2028) eran objetos compactos que parecen albergar un brote extendido por toda la galaxia, tal y como revelan las imágenes  $H\alpha$  presentadas en el capítulo 5.

El número mínimo de ajustes rechazados<sup>1</sup> es de 19 galaxias y se logra para los modelos que consideraban un brote instantáneo descrito por la librería de SB99, con una IMF de Salpeter y la receta de extinción de CALZ00. Si cambiamos la librería estelar por la de BC99, el número asciende a 20 galaxias. Con otras combinaciones de parámetros iniciales el número de ajustes no fiables aumenta; por ejemplo, hay 26 ajustes inciertos en el caso de modelos SB99, brote instantáneo, IMF de Salpeter y receta de extinción de CF00. Si consideramos brotes de SFR continua los ajustes rechazados suben a 74. Todos los resultados presentados a partir de aquí, tanto en este capítulo como en el siguiente, se referirán al conjunto de galaxias con ajustes fiables, excepto las 2 galaxias con fotometría en  $r$  dudosa, que han sido incluidas en los análisis.

La figura 6.8 muestra la influencia de cada parámetro seleccionado *a priori* en la bondad del ajuste, es decir, en el valor de  $\chi^2$ . En todos los diagramas se da información acerca de la extinción, representada por el cociente de intensidades  $H\alpha/H\beta$ , dado que la extinción parece uno de los fenómenos esenciales a la hora de estudiar las poblaciones estelares en nuestras galaxias. El área sombreada de cada panel señala la zona de ajustes poco fiables.

El panel superior-izquierda compara los resultados obtenidos con los modelos de BC99 y SB99, observándose que globalmente ambas librerías alcanzan resultados igual de fiables.

En el panel inferior-izquierda se muestran los resultados para los modelos que consideran un brote con SFR continua e instantánea. Claramente los datos observacionales de la mayoría de galaxias se logran reproducir con mayor fiabilidad considerando brotes instantáneos. Existen, sin embargo, algunas galaxias en las que ambos modos de formación estelar obtienen resultados igual de fiables, y sólo en cuatro la SFR continua obtiene mejores ajustes de forma clara (UCM0000+2140, UCM0047+2051, UCM1255+2734 y UCM1612+1308).

El panel superior-derecha muestra la comparación de resultados en función de las distintas IMFs consideradas, ninguna de las cuales obtiene ajustes considerablemente mejores que sus alternativas, ni las dos pintadas en este panel, la de Miller-Scalo y Salpeter, ni la de Scalo. En este punto no somos capaces de decidir cuál de las IMFs reproduce

<sup>1</sup> Aquellos que presentan valores de  $\chi^2 > 4$ .

de manera más efectiva los observables, pero volveremos a este tema más adelante.

Finalmente, el diagrama inferior-derecha compara los resultados obtenidos con las dos recetas de extinción descritas en la sección 6.3.4. La receta de CALZ00 parece lograr reproducir los observables de manera más fiable que la de CF00 en las galaxias que presentan extinciones altas (grupo de estrellas rellenas a la derecha). En cambio, otras galaxias, con una preferencia por extinciones bajas, son descritas de manera más fiable por la receta de CF00, y algunas otras no se ajustan bien a ninguna de las dos formas de describir la extinción consideradas.

La figura 6.9 muestra la distribución de los *mejores modelos* para cada una de las combinaciones posibles de parámetros iniciales. El valor de  $\chi^2$  de cada galaxia fue calculado como la mediana de los valores individuales obtenidos en los 1000 ajustes realizados para cada objeto, una vez normalizado el valor de  $\chi^2$  de cada ajuste con el número de colores utilizados en la comparación entre el modelo y las observaciones. La combinación de parámetros iniciales para los que se obtiene un valor de  $\chi^2$  menor (en cada galaxia) se ha considerado como el *mejor modelo*, el que de manera más fiable reproduce las observaciones.

Un total de 87 galaxias, un 53 % de la muestra total, están mejor modeladas por la librería de SB99 que por la de BC99. En media estas galaxias presentan colores  $B - r$  más rojos y  $EW(H\alpha)$  mayores que los objetos ajustados de manera más fiable con la librería de BC99:  $(B - r)_{SB99} = 0.9 \pm 0.3$  frente a  $(B - r)_{BC99} = 0.7 \pm 0.3$  y  $[EW(H\alpha)]_{SB99} = 60 \pm 60 \text{ \AA}$  frente a  $[EW(H\alpha)]_{BC99} = 110 \pm 90 \text{ \AA}$ . Además, la metalicidad ajustada por los modelos de SB99 es menor que la de BC99, lo que se discutirá en mayor profundidad en el capítulo 7.

Los modelos de SB99 sólo fueron utilizados con la IMF de Salpeter (que es la única IMF usada en Leitherer et al. 1999). Si sólo consideramos las galaxias que han sido ajustadas de manera más fiable con esta IMF (para eliminar el efecto de la IMF), el porcentaje de galaxias con mejores ajustes obtenidos con la librería de SB99 sube al 72 % de toda la muestra.

La figura 6.9 también muestra que el 82 % de todas las galaxias estudiadas se ajustan mejor a un brote instantáneo. Los objetos que podrían ajustarse con un brote de SFR continua están caracterizados por extinciones menores y anchuras equivalentes más altas ( $\langle E(B - V) \rangle = 0.6^m$  y  $\langle EW(H\alpha) \rangle = 168 \text{ \AA}$ ) que los caracterizados por un brote instantáneo ( $0.8^m$  y  $64 \text{ \AA}$ ).

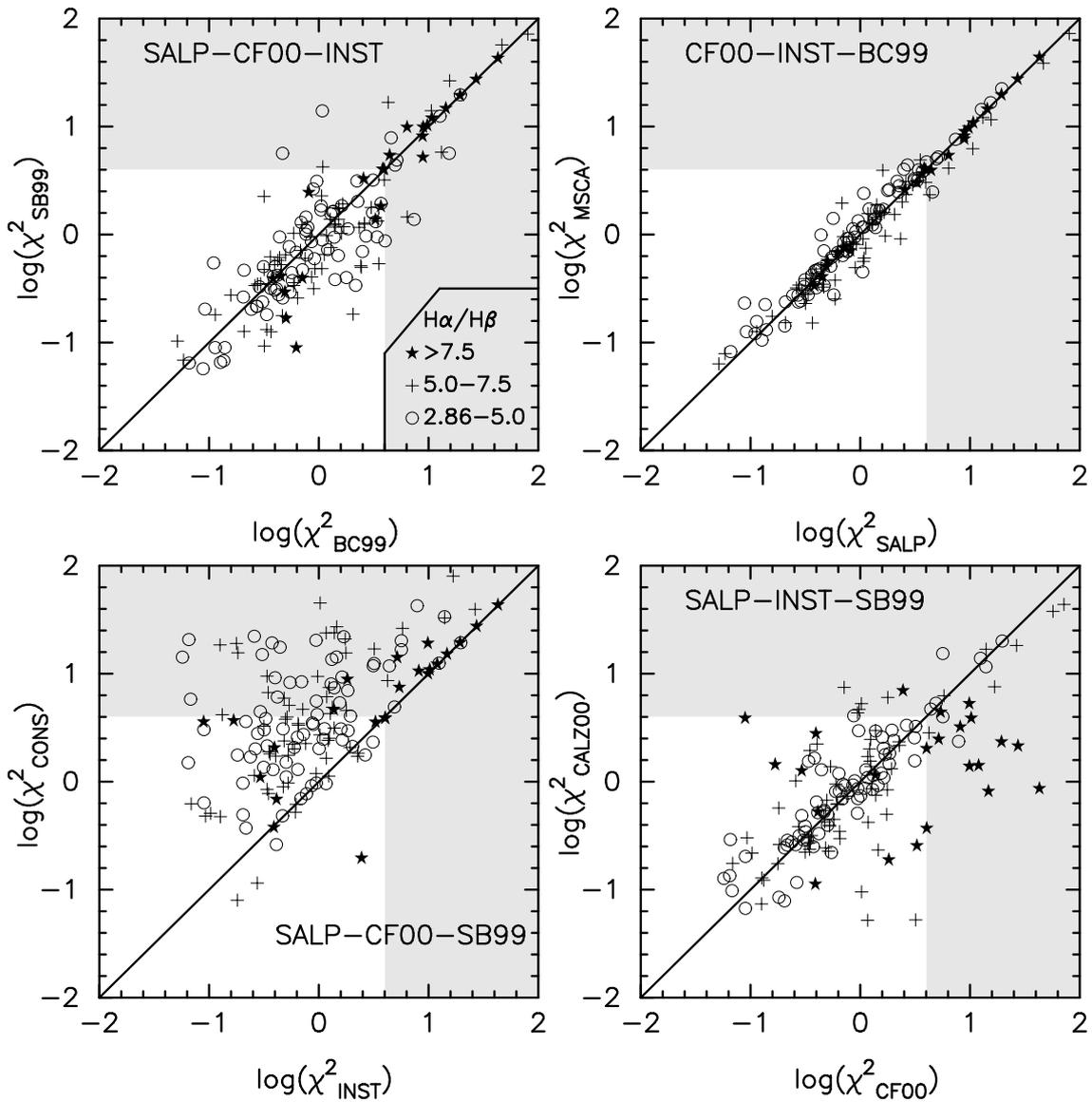


Figura 6.8: Diagramas de comparación de los valores del estimador de la bondad del ajuste  $\chi^2$  para diferentes binomios de parámetros seleccionados *a priori*. Los diferentes símbolos muestran distintos cocientes  $H\alpha/H\beta$  (por tanto, diferentes extinciones). El panel superior-izquierda compara las 2 familias de modelos de síntesis evolutiva (BC99 y SB99) para valores fijos de los otros parámetros seleccionables (en concreto, se usa una IMF de Salpeter, la receta de extinción de CF00 y una SFR instantánea, tal y como se muestra en la esquina superior-izquierda del panel). En el diagrama superior-derecha se comparan las IMFs, los modos de formación estelar en el panel inferior-izquierda y las recetas de extinción en el diagrama inferior-derecha.

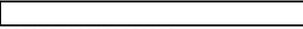
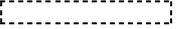
IMF		N	%		IMF		N	%		IMF		N	%	
Bruzual & Charlot 1999 models														
SALP	INST	10	6		SCA	INST	5	3		MSCA	INST	6	4	
		14	9				4	3				10	6	
	CONS	4	3			CONS	1	1			CONS	8	5	
		4	3				1	1				9	6	
Leitherer et al. 1999 models														
SALP	INST	54	33							SALP	CONS	2	1	
		30	18									1	1	

Figura 6.9: Distribución de los mejores ajustes (aquellos con el menor valor del estimador  $\chi^2$ ) para las galaxias de la Exploración UCM en función de los parámetros seleccionables de los modelos. Los rectángulos con línea continua se refieren a la receta de extinción de CF00 y los de línea discontinua a CALZ00, siendo sus tamaños proporcionales al número de objetos que se muestra al lado.

Entre las galaxias ajustadas de manera más fiable por los modelos de BC99, dos de las IMFs dominan sobre la otra: las más comunes son la de Salpeter y la de Miller-Scalo, ambas con un 42 % de todos los objetos. Si tenemos en cuenta también las galaxias ajustadas con modelos de SB99, que sólo cuentan con la IMF de Salpeter, un 73 % de la muestra total de galaxias UCM se ajusta mejor a la IMF de Salpeter. Este resultado coincide con varios trabajos recientes que argumentan que los escenarios de formación estelar masiva presentan IMFs de Salpeter con, quizás, una pendiente más plana en la zona de masas pequeñas (Massey & Hunter 1998, Selman et al. 1999, Sakhibov & Smirnov 2000, Schaerer et al. 2000). Sin embargo, es importante enfatizar que hemos obtenido estos porcentajes con una simple comparación de los valores de  $\chi^2$ , y una discusión sobre la IMF implicaría un estudio exhaustivo sobre temas como el rango de masas de las estrellas formadas o la fracción de fotones ionizantes que escapan de la nube parental. Este tema queda fuera del alcance de esta tesis.

Finalmente, en cuanto a la extinción, la receta de CF00 es capaz de reproducir de manera más fiable los observables de las galaxias UCM para un 55 % de la muestra total. Cabe reseñar de nuevo que las galaxias mejor ajustadas con la receta de CALZ00 presentan extinciones más altas,  $\langle E(B - V) \rangle = 0.9 \pm 0.5$ , que las mejor descritas por la receta de CF00,  $\langle E(B - V) \rangle = 0.6 \pm 0.4$ .

Las figuras 6.10 y 6.11 presentan diagramas color-color con los valores residuales entre los modelos y las observaciones para varios binomios de parámetros observacionales. Las dos gráficas se refieren a los modelos de SB99, con brotes instantáneos siguiendo una IMF de Salpeter y una extinción tipo CF00. En la figura 6.10 se estudia el efecto del tipo espectroscópico en la bondad de los ajustes y en la figura 6.11 el efecto de la extin-

ción, representada por medio del cociente  $H\alpha/H\beta$ . El error mediano de cada cantidad representada se indica en la esquina inferior-derecha de los diferentes diagramas.

En la figura 6.10 hemos incluido los ajustes para las galaxias AGNs (aunque su exclusión del presente estudio ya se adelantó en la sección 6.2), observándose claramente que estos objetos no se ajustan bien con nuestro método (hay otras 3 galaxias AGN fuera de los límites de los diagramas, además de 2 de las galaxias con ajustes poco fiables que mencionamos al principio de esta sección). Como cabía esperar, la contribución del núcleo activo a la luminosidad de la galaxia (sobre todo la  $H\alpha$ ) no puede ser reproducida por modelos de síntesis de poblaciones estelares, lo que justifica el que todas las AGNs fueran excluidas del estudio que nos ocupa.

Un grupo de objetos, dominado por galaxias tipo disco, presentan colores observados  $B - r$  y  $B - J$  más rojos que las predicciones de los modelos, es decir, muestran un déficit de la luminosidad en el filtro  $B$  (por ejemplo, los objetos con un  $\Delta(B - r)$  positivo en el panel superior-izquierda). La mayoría de estos objetos están caracterizados por razones  $H\alpha/H\beta$  altas, incluso en algunos la línea  $H\beta$  no fue detectada. Estas galaxias en las que  $H\beta$  no se detecta deben tener, en principio, una extinción muy alta (aunque puede haber efectos derivados de la temperatura y densidad de las regiones HII o de absorción estelar). Inicialmente se asumió un valor medio del  $E(B - V)$  en función del tipo espectroscópico para cada una de estas galaxias, pero se encontró que esta suposición claramente subestimaba la extinción y se obtenían colores del modelo más azules que los observados realmente. Por esta razón se decidió usar un  $E(B - V)$  calculado como la media del 25% de galaxias de un tipo espectral con mayor extinción, que son los valores que se usan en las figuras 6.10 y 6.11. Aunque esta suposición llevó a la obtención de mejores ajustes, parece que existe todavía una subestimación del efecto de la extinción para algunos objetos.

En este punto es importante recalcar que se usaron las  $EW(H\alpha)$  y los  $H\alpha/H\beta$  procedentes de las observaciones espectroscópicas, asumiendo que estas cantidades son representativas de toda la galaxia. Por esta razón, y dado que en el estudio  $H\alpha$  comprobamos que, en promedio, las anchuras equivalentes medidas en las imágenes son menores que las espectroscópicas, se decidió dar menor importancia en los ajustes al término de  $EW(H\alpha)$  frente a los términos de color integrado, considerándose un error del 20% en todas las  $EW(H\alpha)$ . Sin embargo, hay que recalcar la importancia del uso de la  $EW(H\alpha)$ , dado que está directamente ligada a la población más joven. En el caso de la extinción, aunque su valor también proviene de las observaciones espectroscópicas, hay que tener en cuenta que los modelos sólo consideran la atenuación de la emisión de los brotes (y el gas ionizado), no de la de la población subyacente, y esta atenuación es exactamente la

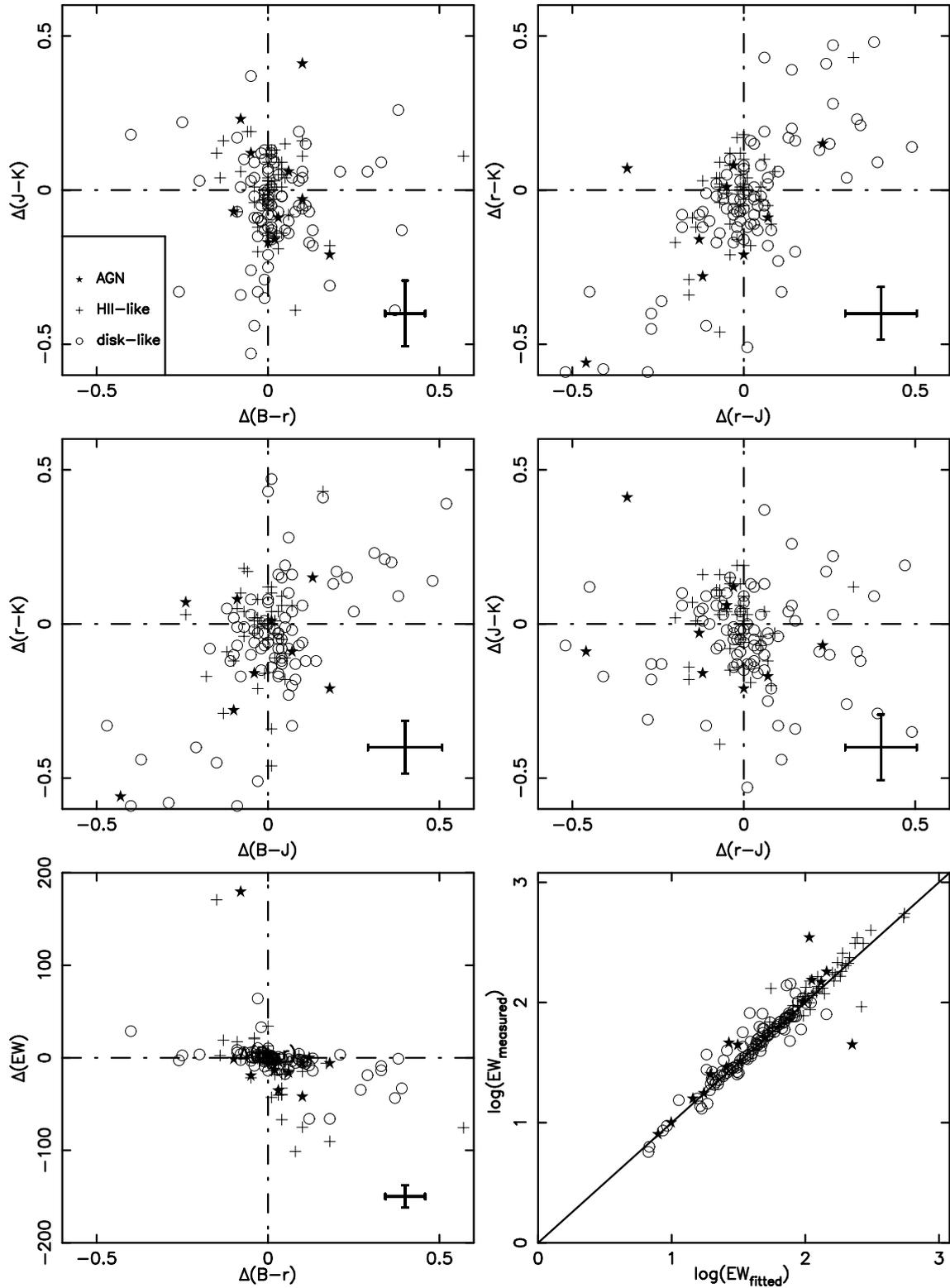


Figura 6.10: Diferencias entre valores ajustados y medidos de los colores ópticos y NIR y de la  $EW(H\alpha)$ . Los errores medianos de cada color se muestran en la esquina inferior-derecha de cada panel. Los distintos símbolos se refieren al tipo espectroscópico colapsado, tipo disco o tipo HII (o AGN). Los datos provienen de los modelos de SB99 de SFR instantánea, con IMF de Salpeter y extinción de CF00.

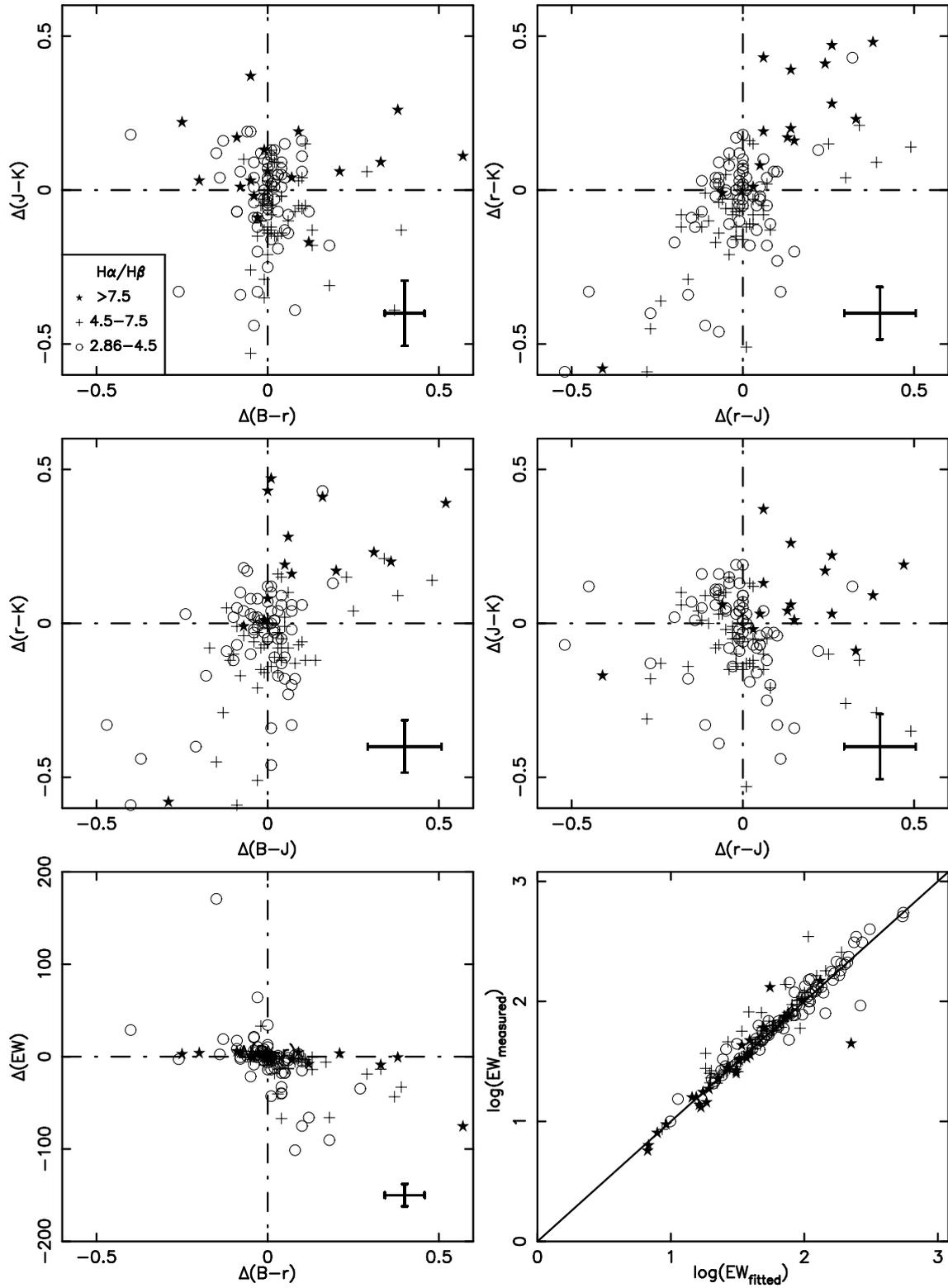


Figura 6.11: Lo mismo que la figura 6.10 pero los símbolos representan distintos valores de la extinción, representada por el cociente  $H\alpha/H\beta$ .

que se mide en los espectros, por lo que el efecto de utilizar los datos espectroscópicos no es preocupante.

Otro grupo de objetos interesantes en las figuras 6.10 y 6.11 es el que tiene colores híbridos óptico-NIR que no son reproducidos adecuadamente por los modelos, como es el caso de las galaxias con diferencias positivas de colores  $r - J$  y  $r - K$  en los paneles superior-derecha. Una inspección visual de estos objetos revela que un número importante de ellos son galaxias con alta inclinación (elipticidad mayor que 0.3), algunos con claras bandas de polvo visibles en la banda  $B$ . Algunos ejemplos pueden ser UCM0044+2246, UCM2255+1654 y UCM2329+2427. La receta de extinción de CF00 no es capaz de modelar estas galaxias (como se ve en la figura 6.11), mientras que la receta de CALZ00 funciona bastante mejor. Entre las 15 galaxias de este tipo que peor ajustan, el 50 % tienen  $EW(H\alpha)$  menores que 30 Å y virtualmente todo el resto menores que 60 Å. Los colores  $J - K$  de estos objetos son también más rojos de lo que predicen los modelos, lo que puede indicar que la población subyacente es más dominante en estos objetos o tiene colores más rojos de lo supuesto en nuestro análisis.

El problema de la extinción crece en importancia cuando nos movemos hacia longitudes de onda más cortas. Algunas galaxias pueden presentar una extinción tan alta que es posible que sólo estemos observando la superficie de los discos en la banda  $B$ , mientras que somos capaces de llegar más profundo en los filtros NIR (véase, por ejemplo, Corradi et al. 1996). Dado que estaríamos observando menos estrellas en el azul, los colores medidos serían más rojos que lo que predicen los modelos (que es precisamente lo que constatamos). A estos fenómenos se une también el hecho de que existe todavía mucha controversia y trabajo que hacer en los modelos de extinción que pretenden describir la emisión en un rango tan amplio de longitudes de onda como el nuestro, que va desde el azul al NIR.

Por último, en los diagramas de la  $EW(H\alpha)$  se puede observar que los modelos son capaces de reproducir los valores observados, aunque parece existir una ligera tendencia a subestimar las  $EW(H\alpha)$  medidas. Este efecto es esperable, dada la suposición de que los valores espectroscópicos son representativos de toda la galaxia, lo que no es correcto ya que la formación estelar está más concentrada que la población subyacente (véase el capítulo 5).

### 6.4.2. Degeneración de las soluciones

La técnica que hemos descrito en este capítulo para derivar las propiedades de las poblaciones estelares en las galaxias UCM hace uso de las incertidumbres observacionales y realiza un análisis PCA de las soluciones, lo que permite obtener información acerca de las degeneraciones en el espacio de soluciones  $\{t, b, Z\}$ . En GdP00 se aplicó un sofisticado método estadístico consistente en el estudio de las aglomeraciones en el espacio de  $\{t, b, Z\}$  de las 1000 soluciones obtenidas para cada galaxia (véase también Murtagh & Heck 1987). En este trabajo se constató que el patrón de aglomeración de soluciones está dominado principalmente por el hecho de que las metalicidades de los modelos de BC99 (y SB99) están discretizadas, por lo que el análisis de cúmulos de soluciones no permite obtener resultados significativos. Por esta razón en este trabajo de tesis se decidió realizar el PCA directamente, sin estudio de aglomeraciones previo, sobre las 1000 partículas del espacio de soluciones existentes para cada galaxia.

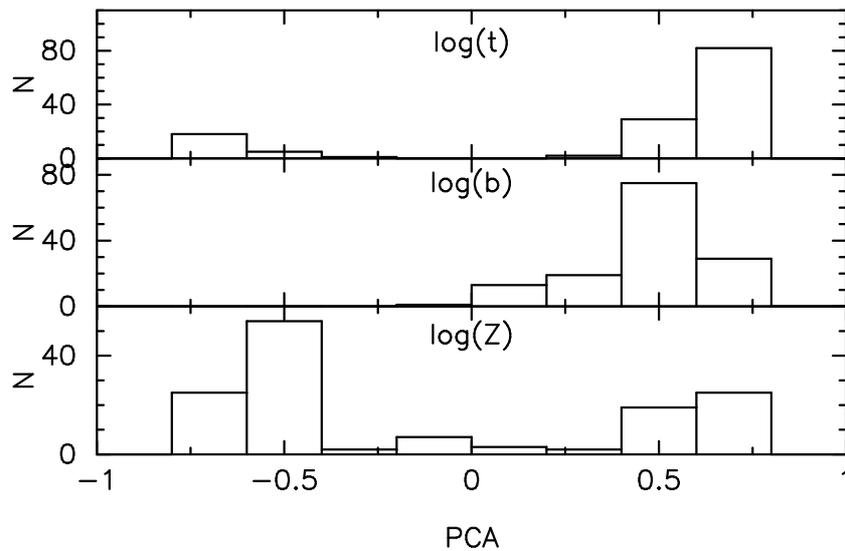


Figura 6.12: Histogramas de las 3 componentes del primer vector de PCA para la muestra de galaxias UCM. El gráfico utiliza modelos SB99 con IMF de Salpeter, SFR instantánea y receta de extinción de CALZ00.

El estudio de PCA muestra que, en media para toda la muestra UCM, un  $69 \pm 2\%$  de la dispersión de las partículas en el espacio de soluciones está asociado a la primera componente principal. En menos de un 3% de objetos esta fracción es menor que la mitad de la dispersión. En GdP00 el análisis de aglomeraciones eliminó toda la dispersión en las soluciones debido a la metalicidad, por lo que la coordenada de la primera componente principal en la dirección de la metalicidad era nula en casi todas las galaxias. Ahora la distribución de esta componente para la muestra total, que se muestra en la figura 6.12, es algo más plana, con el pico más prominente en  $-0.5$ . Esta figura también muestra que las distribuciones en las coordenadas de la primera componente principal asociadas con

la edad y la fuerza de brote son muy parecidas, lo que indica que ambos parámetros están correlacionados: si incrementamos la edad de un brote en los modelos necesitamos un incremento de la fuerza de brote para mantener la misma  $EW(H\alpha)$ . Además, dado que el pico más prominente de la metalicidad tiene signo contrario a los de las otras dos componentes, se constata la existencia de una degeneración edad-metalicidad (anticorrelación).

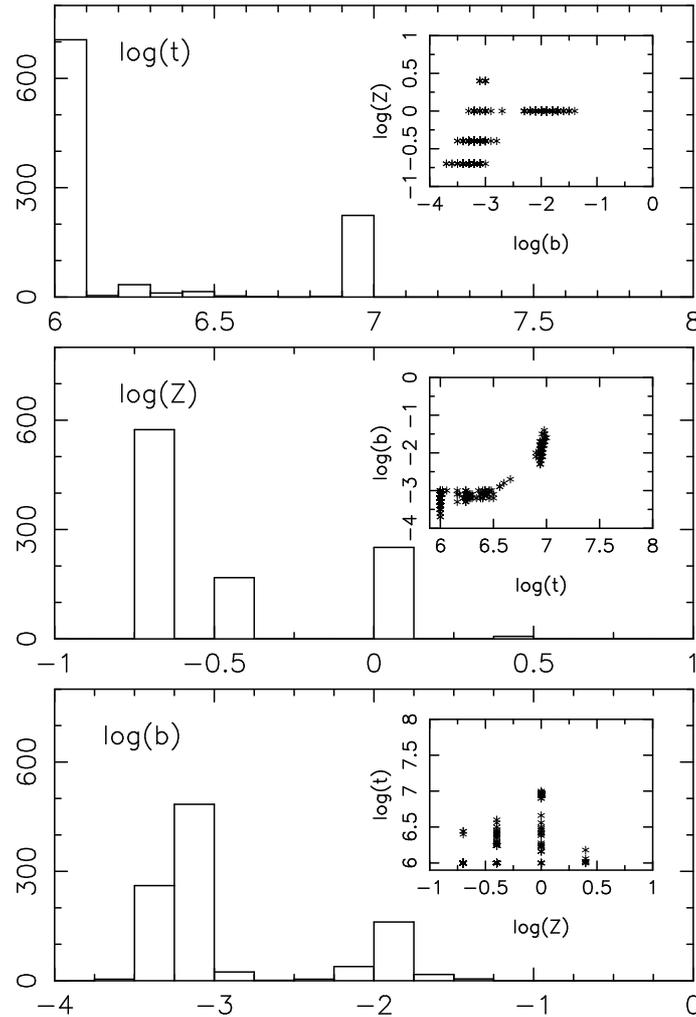


Figura 6.13: Degeneraciones de las soluciones obtenidas por los modelos de síntesis de poblaciones para la galaxia UCM1452+2754. Los histogramas muestran las distribuciones en edad, metalicidad y fuerza de brote de las 1000 soluciones obtenidas para la citada galaxia. En los diagramas interiores se enfrentan los valores de cada parámetro de dos en dos.

Las degeneraciones típicas explicadas en el párrafo anterior quedan más claras tras observar la figura 6.13, en la que se muestra la distribución y relación entre las soluciones obtenidas en los 1000 ajustes efectuados para la galaxia UCM1452+2754. Como se observa en los diagramas de la edad y de la fuerza de brote existen tres soluciones bien

diferenciadas, una con una edad muy joven, en torno a 1 Ma, y una fuerza de brote pequeña,  $\log(b) < -3$ , otra con una edad y fuerza de brote algo mayores,  $\log(t) = 6.4$  y  $\log(b) \sim -3$ , y la última con una edad muy vieja,  $\log(t) = 7$ , y una fuerza de brote más alta,  $\log(b) \sim -2$ . La primera solución es la dominante, como se observa en el histograma superior. En cuanto a las metalicidades existe una gran dispersión, pero el diagrama interno del panel superior muestra que a brotes menos masivos les corresponden metalicidades más bajas.

### 6.4.3. Optimización de los observables para obtener masas estelares

Uno de los resultados más importantes obtenidos a partir de los modelos es la masa estelar de las galaxias, como se constatará en el siguiente capítulo y en el 8. A la hora de calcular este parámetro, dado que la población subyacente es normalmente dominante, las luminosidades en el NIR resultan esenciales. Para la muestra UCM obtuvimos fotometría tanto en la banda  $J$  como en la  $K$ , aunque, como vimos en la figura 6.7, el color  $J - K$  no varía extremadamente, sólo en torno a  $0.2^m$  de unas edades y fuerzas de brote a otras. Resultaría interesante, por tanto, comparar las masas estelares obtenidas con los modelos a través de la magnitud  $J$  y la  $K$ , lo que también nos serviría para constatar la consistencia de nuestros modelos. Esta comparación se realiza en el panel izquierdo de la figura 6.14, donde se observa que las masas estelares obtenidas con las luminosidades en  $J$  (y las relaciones masa-luminosidad derivadas individualmente para cada galaxia por nuestros modelos) son prácticamente idénticas a las obtenidas con el filtro  $K$ , aunque existe una ligera tendencia a obtener valores menores (en mediana, 0.02dex) con los datos  $J$ , lo que encuentra explicación en el hecho de que éstos están más afectados por la extinción que los  $K$ . Comparaciones equivalentes con las otras bandas darían resultados similares, con una influencia creciente de la extinción hacia longitudes de onda más cortas.

Dado que para galaxias a desplazamientos al rojo mayores que los de la UCM la banda en reposo muestreada por el filtro  $K$  corresponde a longitudes de onda más cortas, también sería interesante analizar qué resultados obtendríamos si tuviéramos observaciones en el filtro  $J$  pero no en el  $K$  (en reposo). El panel derecho de la figura 6.14 demuestra que nuestro método de modelado obtiene resultados muy parecidos a partir de la luminosidad  $J$  si omitimos o usamos la información en  $K$ , siendo la mediana de las diferencias absolutas menor que 0.01dex. Existe, sin embargo, una ligera dispersión en la zona de galaxias poco masivas, donde el efecto de los brotes sería más importante (véase el siguiente capítulo).

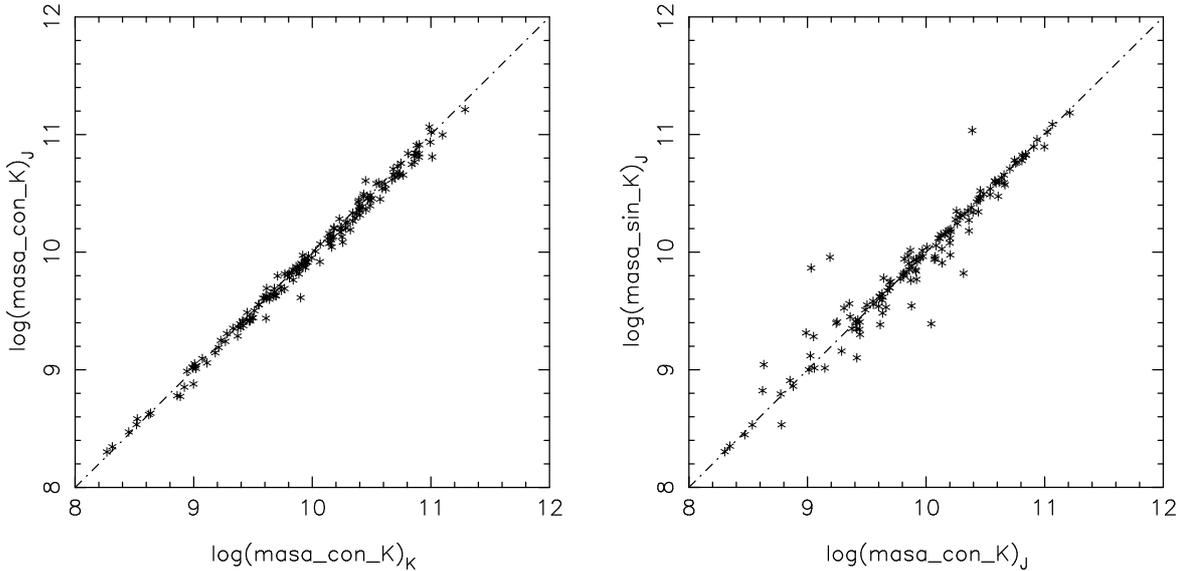


Figura 6.14: Comparación de masas estelares obtenidas con  $J$  y con  $K$  (panel izquierdo) y con  $J$  en modelos en los que se tenían observaciones en  $K$  o no (panel derecho).

## 6.5. Sumario y conclusiones

En este capítulo se ha descrito un método de modelado de poblaciones estelares en galaxias con formación estelar activa, aplicándolo a los datos multibanda espectroscópicos y fotométricos de las galaxias UCM. Los resultados de este estudio de las galaxias UCM serán presentados y ampliamente discutidos en el siguiente capítulo. Asimismo, se han descrito las observaciones existentes hasta el momento para nuestra muestra que han sido utilizadas en la caracterización de poblaciones estelares. La técnica de modelado se basa en la hipótesis de que este tipo de galaxias tiene una población estelar compuesta, una parte de ella relativamente evolucionada, y otra mucho más joven que ha sido formada recientemente (hace menos de 10 Ma) y que es la responsable de la emisión nebulosa por la que las galaxias UCM fueron seleccionadas. Se ha asumido que las propiedades de la población subyacente son las mismas que las encontradas en la literatura para espirales normales quiescentes, y que las de la población del brote se pueden obtener de un modelo de síntesis evolutiva. Esto significa que el modelado presentado en esta memoria de tesis se refiere a las propiedades de un brote reciente de formación estelar que está teniendo lugar con una mayor intensidad de lo que es típico en una espiral o lenticular normal. Los modelos que se consideran permiten la elección *a priori* de distintos parámetros: (1) el modelo de síntesis estelar evolutiva (BC99, Bruzual & Charlot, comunicación privada; o SB99, Leitherer et al. 1999); (2) la IMF (Salpeter 1955, Miller & Scalo 1979, Scalo 1986); (3) el modo de formación estelar del brote reciente (tasa instantánea o constante); y (4) el tratamiento de la extinción (Calzetti et al. 2000 y Charlot & Fall 2000).

El modelado también incluye un método estadístico que tiene en cuenta los errores observacionales y una interpretación cuidadosa de los resultados. La técnica ha sido aplicada a los datos de la muestra UCM y se ha estudiado la bondad del ajuste en función de varios parámetros. Los principales resultados se detallan a continuación:

- ✓ El método de modelado de poblaciones estelares es capaz de reproducir con fiabilidad las observaciones fotométricas y espectroscópicas de un amplio porcentaje de las galaxias UCM.
- ✓ La librería estelar de BC99 y la de SB99 proporcionan resultados igualmente satisfactorios, aunque la segunda obtiene ajustes marginalmente mejores, en particular para objetos con colores más rojos y con valores de la  $EW(H\alpha)$  relativamente más altos.
- ✓ Las propiedades observacionales de las galaxias UCM se corresponden de una manera más fiable con la presencia de un brote de formación estelar instantáneo, en detrimento de una tasa constante en el citado brote reciente.
- ✓ Los modelos con una IMF de Salpeter logran reproducir los observables con mayor fiabilidad que otras IMFs en cerca de un 75 % de las galaxias UCM, aunque este resultado debe tomarse con precaución.
- ✓ La descripción de la extinción en galaxias con brotes de formación estelar desarrollada por CF00 proporciona resultados fiables para la mayor parte de nuestras galaxias (con una variación de la ley de extinción), aunque no es capaz de emular las propiedades observacionales de las galaxias con extinciones más altas.
- ✓ De entre todos los modelos muestreados, el que proporciona los mejores resultados para un número mayor de galaxias (un tercio del total) es el que usa la librería de SB99 para describir un brote instantáneo de formación estelar que sigue una IMF de Salpeter y extinción de CF00.
- ✓ Nuestro método de análisis da cuenta de las degeneraciones típicas de este tipo de estudios, como puede ser la degeneración edad-metalicidad.
- ✓ Se ha demostrado la consistencia de nuestro método de modelado a la hora de estimar masas estelares contando con observaciones en  $J$  y/o en  $K$ , lo que tiene una aplicación directa para estudios de galaxias a alto desplazamiento al rojo.



# CAPÍTULO 7

## Propiedades integradas de las poblaciones estelares en las galaxias UCM

La técnica de modelado de poblaciones estelares en galaxias con formación estelar activa presentada en el capítulo anterior será aplicada a los datos integrados multibanda de las galaxias de la muestra UCM con el objetivo de determinar las propiedades globales de la población estelar presente en los brotes recientemente formados, responsables del calentamiento e ionización del gas cuya emisión fue detectada por la exploración prisma-objetivo. Tras introducir los objetivos de este estudio en la primera sección de este capítulo, se pasará a describir los resultados acerca de propiedades como la fuerza de brote, la edad y la metalicidad de los brotes, así como las correlaciones entre estos parámetros. A continuación presentaremos el estudio de las masas estelares y de las tasas de formación estelar de las galaxias UCM, finalizando con la redacción de las conclusiones del capítulo.

## 7.1. Objetivos del estudio

La extensa variedad de datos observacionales que existen para las galaxias de la Exploración UCM, parte de ellos presentados en esta memoria de tesis, la convierten en una muestra clave para estudiar los procesos involucrados en la formación estelar masiva en galaxias y, a través de la comparación con galaxias a desplazamientos al rojo mayores, para comprender la formación y evolución de estructuras en escalas de tiempo cosmológicas.

En la literatura existen muchos estudios de poblaciones estelares basados en la comparación de observables fotométricos y espectroscópicos con modelos de síntesis estelar evolutiva, abarcando un amplio rango de desplazamientos al rojo (véase, por ejemplo, Krüger et al. 1995, de Jong 1996c, Abraham et al. 1999, Brinchmann & Ellis 2000, Gil de Paz et al. 2000a, Bell & de Jong 2000, Papovich et al. 2001). Otros autores se han encargado de realizar un estudio cuantitativo del conjunto de observables óptimo y la calidad de los datos necesaria para obtener resultados robustos (véase Bolzonella et al. 2000, Gil de Paz & Madore 2002, y las referencias allí citadas).

En la mayoría de los trabajos anteriormente citados se utilizaron datos en el UV y el NIR para obtener parámetros fundamentales de poblaciones de galaxias con formación estelar activa. Los datos UV pueden ser complementados o substituidos por datos referentes a flujos de líneas de emisión nebular, que igualmente trazan las propiedades de las estrellas más calientes, masivas y jóvenes. En cambio, las luminosidades NIR son esenciales para la caracterización de las estrellas más evolucionadas, como se mencionó en el capítulo anterior.

Uno de los resultados más importantes de los estudios de síntesis de poblaciones es la determinación de las masas estelares de las galaxias. En los últimos 10–20 años se ha argumentado que las luminosidades NIR, y más concretamente la emisión en el filtro *K*, son las más adecuadas para obtener masas estelares precisas, dado que en esta zona del espectro la emisión está dominada por estrellas evolucionadas que comúnmente son las más abundantes (las que contribuyen de forma más determinante a la masa total) en cualquier galaxia (Rix & Rieke 1993, Brinchmann & Ellis 2000). Con esta hipótesis en mente se han llevado a cabo muchas exploraciones de campo amplio y profundo en el NIR con el objetivo de obtener la distribución de masas de las galaxias a varios desplazamientos al rojo (por ejemplo, Cowie et al. 1996, Cohen et al. 1999, Kochanek et al. 2001, Drory et al. 2001).

Sin embargo, es importante comprobar la fiabilidad de las masas estelares obteni-

das a partir de las luminosidades NIR. Efectivamente, diferencias en la edad media de la población estelar de unas galaxias a otras, o la presencia de brotes masivos y recientes de formación estelar (con una masa comparable a la de la población de estrellas más evolucionadas) son causas que pueden afectar a las razones masa-luminosidad incluso en el NIR. En este sentido, recientemente han surgido trabajos que argumentan sobre la correlación entre las citadas razones masa-luminosidad y otros parámetros que, de alguna manera, se relacionan con la historia de la formación estelar de cada galaxia, como puede ser el caso de los colores ópticos (Moriondo et al. 1998, Brinchmann & Ellis 2000, Bell & de Jong 2001, Graham 2002).

En este contexto, el presente estudio pretende abordar los siguientes puntos:

- Determinar la edad y metalicidad de la población estelar más joven que forma parte de los brotes de formación estelar reciente que fueron detectados en la exploración de prisma-objetivo de la UCM. Asimismo, se pretende determinar la importancia de este brote reciente con respecto a la población estelar global de cada galaxia.
- Caracterizar cuantitativamente la influencia en los resultados de los parámetros iniciales de los modelos, como son la IMF, el modo de formación estelar o el tratamiento de la extinción.
- Estudiar las correlaciones existentes entre las propiedades citadas anteriormente y características observacionales globales como la extinción o los colores ópticos.
- Determinar las masas estelares de las galaxias UCM objeto a objeto, teniendo en cuenta sus posibles diferencias en historia evolutiva.
- Analizar la relación entre las propiedades de la formación estelar y los tipos morfológicos y espectroscópicos de las galaxias UCM, así como el contenido de gas de cada galaxia.
- Comparar la muestra de galaxias con formación estelar de la UCM con otras muestras de objetos locales y a desplazamientos al rojo mayores.

## 7.2. Propiedades de los brotes de formación estelar

En esta sección presentaremos los resultados acerca de la edad y metalicidad de los brotes recientes de formación estelar en las galaxias UCM, así como la fuerza de brote, es decir, la fracción de la masa estelar total de cada objeto que está en forma de las estrellas

recién formadas. Para cada característica reseñada se discutirán los resultados referentes a las distintas combinaciones de parámetros seleccionados *a priori* en los modelos. Para comodidad del lector resumimos a continuación estos parámetros seleccionables y los acrónimos que utilizaremos en este capítulo:

- Modelos de síntesis evolutiva: Bruzual & Charlot (comunicación privada; BC99 de aquí en adelante), o Leitherer et al. (1999, SB99 a partir de ahora).
- El modo de formación estelar de la población joven: instantánea (INST) o continua (CONS).
- La función inicial de masas (IMF): Salpeter (1955, SALP), Miller & Scalo (1979, MS-CA), o Scalo (1986, SCA). En todos los casos se han asumido los siguientes cortes en masa de la IMF:  $\mathcal{M}_{\text{low}} = 0.1 \mathcal{M}_{\odot}$  y  $\mathcal{M}_{\text{up}} = 100 \mathcal{M}_{\odot}$ .
- La receta para el tratamiento de la extinción: Calzetti et al. (2000, CALZ00) o Charlot & Fall (2000, CF00).

### 7.2.1. Fuerzas de brote

La figura 7.1 muestra los histogramas de las fuerzas de brote para las 3 IMFs consideradas y la receta de extinción de CF00 (histogramas análogos se obtendrían para la extinción de CALZ00, aunque no añaden nada nuevo y se han omitido, pudiéndose consultar las estadísticas en la tabla 7.1). La primera columna se refiere a los resultados obtenidos considerando brotes de formación estelar instantánea y la segunda a brotes continuos. En cada diagrama se muestran los valores de los 3 cuartiles, que también se adjuntan en la tabla 7.1. Los datos discutidos en los próximos histogramas que se presentarán en este capítulo también incluirán estas informaciones, tanto dentro de las propias figuras como en la tabla 7.1.

Los valores medianos de la fuerza de brote de las galaxias de la Exploración UCM se encuentran en el rango 2–12 %, según la combinación de parámetros de entrada de los modelos. Los valores individuales de cada galaxia se encuentran en todo el intervalo considerado, desde galaxias con un brote de formación estelar puro ( $b \simeq 1$ ) hasta masas de las estrellas recientemente formadas menores que un 0.1 % de la masa estelar total de la galaxia. Estos valores son parecidos a los que encontró GdP00 para una pequeña submuestra de 67 galaxias UCM, aunque ahora se han detectado objetos con fuerzas de brote cercanas al 100 % que no estaban presentes en aquella submuestra (y que detallaremos más adelante).

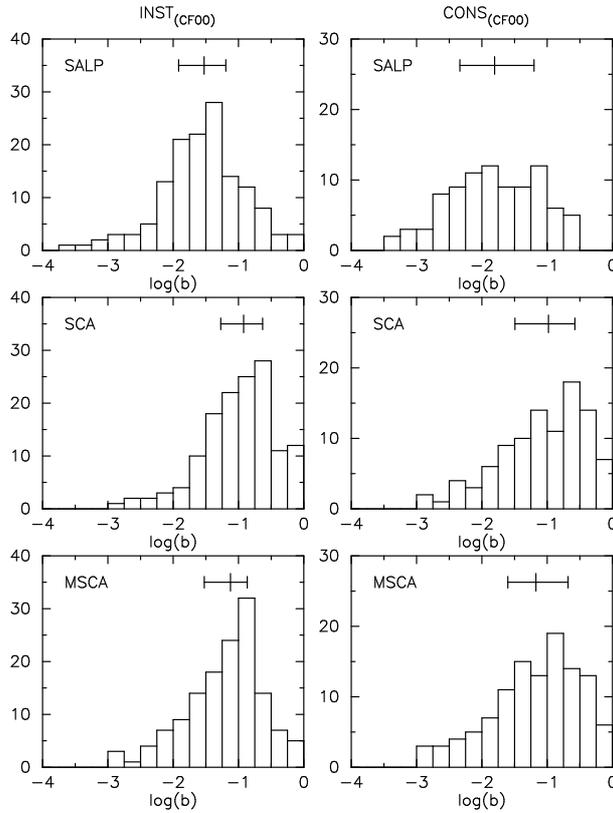


Figura 7.1: Histogramas de la fuerza de brote de las galaxias de la muestra UCM. Los paneles de la izquierda se refieren a modelos BC99 con SFR instantánea y receta de extinción de CF00, adjuntándose un diagrama por cada IMF considerada. Los paneles de la derecha se refieren a una SFR constante.

obtener la luminosidad observada (principalmente la  $H\alpha$ ) independientemente de la IMF, por lo que los casos de MSCA y SCA nos llevan a una mayor cantidad de estrellas poco masivas, que son las que dominan la masa total del brote, lo que finalmente se traduce en fuerzas de brote más altas. La (pequeña) diferencia entre las fuerzas de brote obtenidas con las parametrizaciones de MSCA y SCA se debe a las distintas pendientes de la IMF en la zona de masas pequeñas.

Las fuerzas de brote derivadas con los modelos de SFR continua se comparan con los de instantánea en la figura 7.2, donde se observa una gran dispersión alrededor de la recta de igualdad. Esto indica que después de unos millones de años las propiedades de una galaxia que experimentó recientemente un brote de formación estelar instantáneo son muy parecidas a las de un objeto con una brote de formación estelar menos efectivo (con una SFR menor) pero más duradero, habiéndose formado al final la misma masa

Los modelos con IMFs de SCA o MSCA presentan valores de la fuerza de brote mayores que los obtenidos para la IMF de SALP en un factor 3–5. Para la misma edad, los modelos SCA son más rojos que los MSCA, y estos a su vez más rojos que los SALP. Los modelos más rojos necesitan más estrellas jóvenes para obtener los colores observados, por lo que la fuerza de brote es más alta. Este fenómeno encuentra su explicación cuando nos fijamos en las predicciones de cada una de las IMFs en los ámbitos de estrellas de masa grande y pequeña. La IMF de SALP es más plana en la región de masas grandes que las otras dos parametrizaciones, o lo que es lo mismo, las IMFs de MSCA o SCA predicen una fracción entre enanas y gigantes más alta. Son las estrellas masivas las que dominan la luminosidad, sobre todo la radiación ionizante que se relaciona directamente con la emisión  $H\alpha$ , y se necesitan las mismas estrellas de gran masa para ob-

estelar. Volveremos a este argumento más tarde. En la figura 7.2 también se observa una

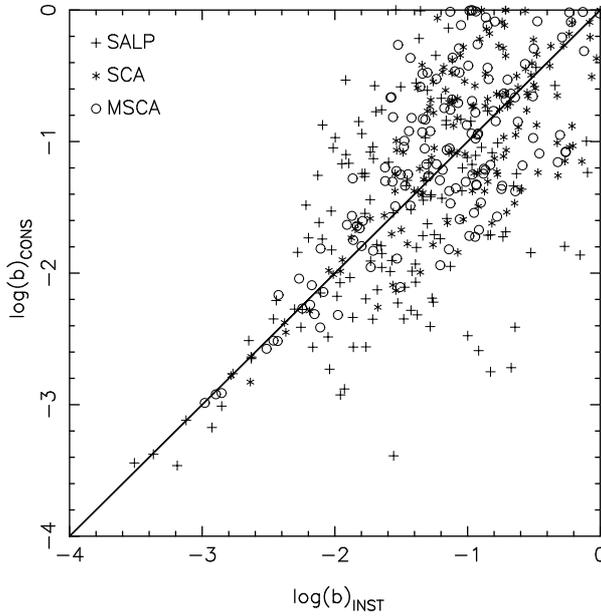


Figura 7.2: Comparación de las fuerzas de brote obtenidas con modelos de SFR instantánea y continua, librería de BC99, extinción de CF00 y las 3 IMFs consideradas en este trabajo de tesis.

ligera tendencia en los modelos CONS a obtener fuerzas de brote menores que los modelos INST. Efectivamente, para una edad dada se puede reproducir la  $EW(H\alpha)$  de un brote con un modelo CONS marginalmente menos masivo que un modelo INST. Finalmente, es interesante resaltar que en la zona de brotes comparativamente menos masivos (con respecto a la masa estelar total de la galaxia) de la figura 7.2 hay un buen acuerdo entre las fuerzas de brote obtenidas tanto con diferentes modos de formación estelar como con diferentes IMFs. Estos mismos objetos también presentarán edades muy similares, como veremos en la sección 7.2.2.

Los resultados de las fuerzas de brote obtenidas con los modelos de SB99 (IMF de SALP y extinción de CF00) se presentan en las dos columnas

de la derecha de la figura 7.4, mostrándose unas conclusiones muy parecidas a las obtenidas con los modelos de BC99. Sin embargo, en media, los modelos SB99 obtienen valores de la fuerza de brote más altos que los BC99 en un factor 0.1dex para el caso de la receta de extinción de CF00, y 0.2dex para CALZ00.

Es importante recordar que una de las conclusiones del capítulo anterior fue que la mayor parte de las galaxias UCM presentan características observacionales que se corresponden de una manera más fiable con modelos de brotes instantáneos. Sólo cinco objetos de toda la muestra tienen fuerzas de brote mayores que el 50% en más de un modelo (de los dieciséis posibles, según las distintas combinaciones de parámetros iniciales), incluyendo aquel que mejor reproduce los observables. Si únicamente consideramos el mejor modelo, hay cuatro galaxias más con brotes de fuerza mayor que el 50% en masa. De los nueve objetos, cuatro fueron clasificados espectroscópicamente como SBN, dos como DANS, y los demás como HIII, siendo la mayoría de ellos objetos compactos (por ejemplo, UCM1256+2910, UCM2315+1923 y UCM2319+2234),

aunque también hay galaxias con formación estelar extendida, tal y como demuestran las imágenes  $H\alpha$  (por ejemplo, UCM0022+2049 y UCM1306+3111), y dos galaxias de cara con estructura espiral visible e intensos brotes nucleares (concretamente, UCM2256+2001 y UCM2317+2356). Los nueve objetos se caracterizan por extinciones relativamente altas,  $E(B - V) = 0.6 - 1.5$ .

### 7.2.2. Edades

Las distribuciones de las edades de los brotes de las galaxias UCM se muestran en la figura 7.3. En el caso de los modelos de SFR instantánea, que se sitúan en los paneles de

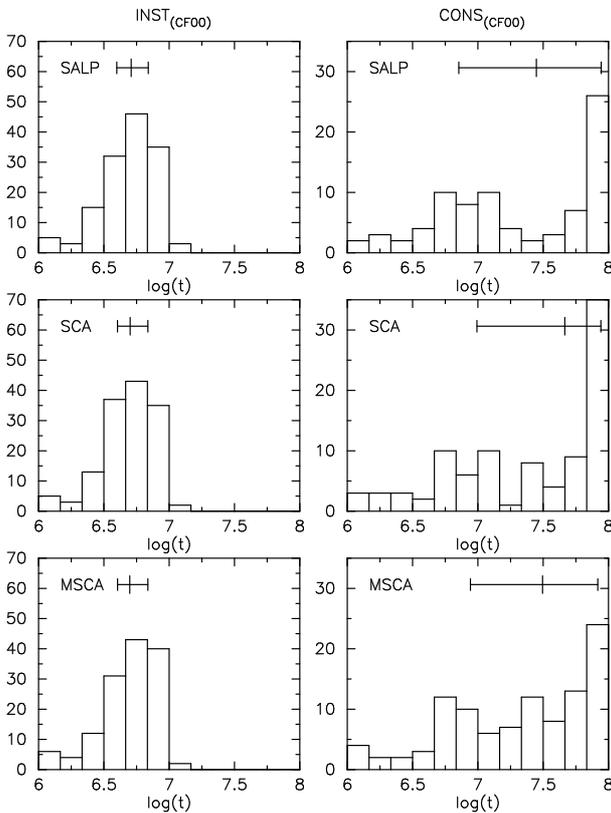


Figura 7.3: Histogramas de la edad de los brotes de formación estelar recientes (en años) de las galaxias de la muestra UCM (análogo al 7.1).

también la discusión en la sección 7.2.4), que está principalmente determinada por la anchura equivalente de  $H\alpha$ , estableciéndose el límite de detección en  $EW(H\alpha) \gtrsim 20 \text{ \AA}$  (Gallego 1995). Dado que los modelos de poblaciones estelares revelan que la  $EW(H\alpha)$  cae brus-

la izquierda, los histogramas presentan un pico relativamente estrecho alrededor de una edad de 5–6 Ma (menos marcado en la escala logarítmica). Las distribuciones de la edad y los valores de los cuartiles son prácticamente independientes de la IMF considerada, con diferencias medianas de tan sólo 0.01dex. La independencia de las edades derivadas de la IMF asumida tiene su explicación en que la edad de los brotes está muy bien determinada por la  $EW(H\alpha)$  (véase, por ejemplo, Alonso-Herrero et al. 1996, GdP00), y este parámetro depende fundamentalmente del contenido en estrellas masivas, que debe ser el mismo sin importar la IMF asumida, como explicamos en la subsección anterior.

Además de lo anterior, en la figura 7.3 también se observa un rango de edades muy estrecho, cuya causa se encuentra en las características de la selección de la muestra UCM (véase tam-

camente a los 10 Ma de producirse un brote instantáneo (véase la figura 7.6), es de esperar que se observe un corte súbito en las edades de los brotes en torno a los mencionados 10 Ma, que es justamente lo que constatamos en la figura 7.3. La representación logarítmica de esta figura en el eje de abscisas explica parcialmente el corte en las edades jóvenes, en torno a  $\sim 3$  Ma, dado que los intervalos de edad son más cortos en esta zona. Además, cuanto más joven es un brote mayor es la probabilidad de que la extinción sea alta, ya que la formación estelar está íntimamente ligada a nubes de gas y polvo y el proceso de destrucción y barrido del polvo puede durar en torno al millón de años (Gordon et al. 1997), por lo que los brotes más jóvenes serían difíciles de detectar.

Los histogramas de los modelos con SFR constante muestran una gran variedad de edades y un porcentaje alto de galaxias en los límites de nuestros modelos, en gran parte debido al amplio rango de edades que el último intervalo en la figura 7.3 incluye (debido a la escala logarítmica). Además, en los modelos CONS la  $EW(H\alpha)$  varía muy lentamente con la edad (Alonso-Herrero et al. 1996). En cualquier caso, dado que en el capítulo 6 se demostró que los brotes son instantáneos, estos efectos en las edades derivadas de los modelos CONS son irrelevantes.

Según muestran los paneles centrales de los diagramas de la derecha de la figura 7.4, los modelos SB99 encuentran comportamientos muy similares en las distribuciones de la edad, siendo los valores medianos de los histogramas marginalmente mayores (0.1dex más viejos) que los resultados de BC99, lo que directamente se relaciona con el hecho de que las  $EW(H\alpha)$  de la librería de SB99 son mayores para cualquier edad que las predicciones de BC99.

### 7.2.3. Metalicidades

La metalicidad tiene un menor efecto en los colores y en las anchuras equivalentes de  $H\alpha$  predichos por los modelos que la fuerza de brote o la edad. Teniendo en cuenta además que las librerías de SB99 y BC99 sólo incluyen datos para unos pocos valores discretos de la metalicidad, lo que afecta directamente a la aglomeración de soluciones en el espacio de  $\{t, b, Z\}$  según vimos en el capítulo 6, debemos considerar que las metalicidades derivadas de nuestros modelos cuentan con incertidumbres relativas altas, mucho mayores que las de la edad y la fuerza de brote, por lo que cualquier resultado acerca de ellas debe ser tomado con precaución. Presentaremos, sin embargo, los histogramas y valores medios por completitud.

Las dos columnas de la izquierda en la figura 7.4 muestran las distribuciones de

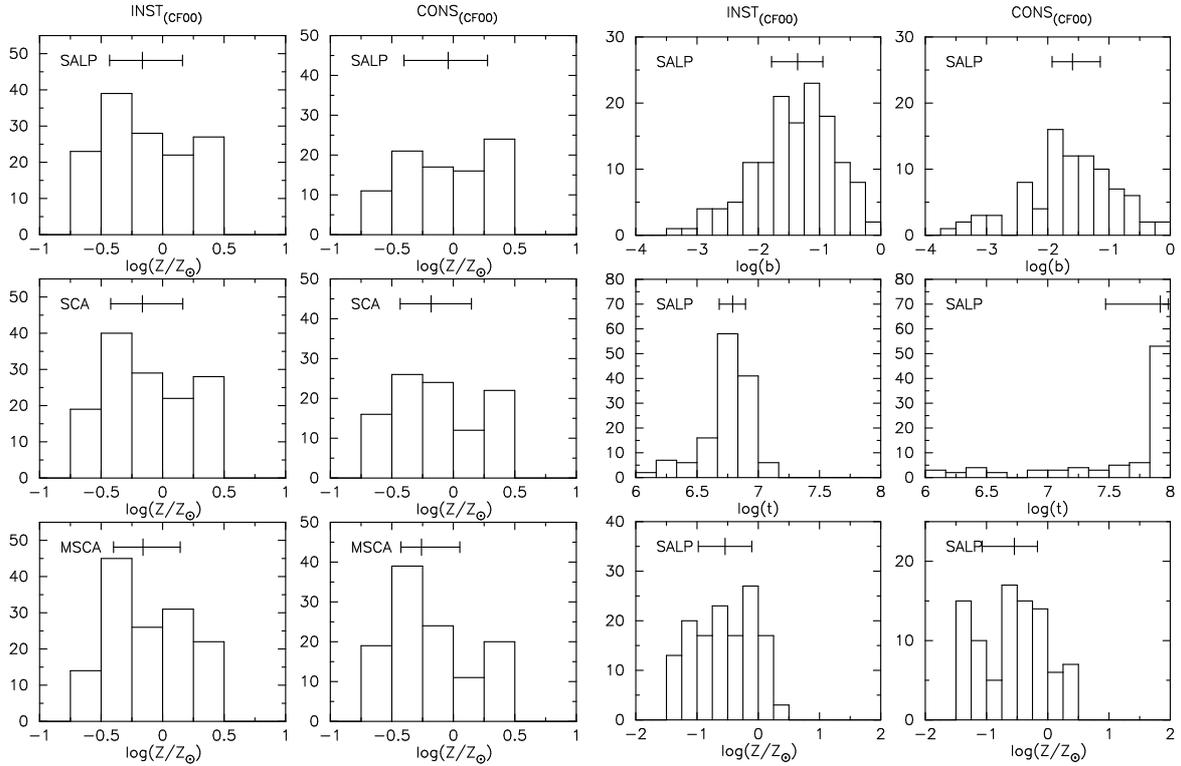


Figura 7.4: Los paneles de la izquierda representan los histogramas de la metalicidad para los modelos BC99 con SFR instantánea (izquierda) y continua (derecha), receta de extinción de CF00 y las tres IMFs consideradas. A la derecha se dan las distribuciones de todos los parámetros de la población de los brotes para los modelos SB99, IMF de SALP, extinción de CALZ00 y SFR INST (izquierda) y CONS (derecha).

metallicidades de las estrellas de los brotes de formación estelar reciente en las galaxias UCM. Hay una gran variedad de valores, aunque parece existir una mayor predilección por metalicidades subsolares, siendo la media  $\langle \log(Z/Z_{\odot}) \rangle \simeq -0.2$ , valor que varía poco de una IMF a otra. Los modelos SB99, como se observa en las dos columnas de la derecha de la misma figura, obtienen metalicidades 0.1–0.3dex menores, presentando valores supersolares menos de un 10% de galaxias de la muestra completa.

En la sección 7.3 discutiremos acerca de las metalicidades calculadas a partir de datos espectroscópicos (dado que las de los modelos son poco fiables) y su relación con la masa estelar de cada galaxia.

#### 7.2.4. Correlaciones entre parámetros

Con el objetivo de facilitar la presentación y la discusión sobre los resultados del modelado, en esta sección y las siguientes nos centraremos en las predicciones obtenidas con los modelos de SB99, SFR instantánea, IMF de SALP y extinción de CF00. Esta

Tabla 7.1: Estadísticas (medias y cuartiles) de los resultados de los modelos para la edad, metalicidad y fuerza de brote de la población estelar de los brotes de formación estelar reciente en las galaxias UCM. Todas las combinaciones de parámetros iniciales de los modelos han sido consideradas, así como los resultados referentes al mejor modelo (últimas dos filas).

Bruzual & Charlot 1999		$\log(t)$				$\log(b)$				$\log(Z)$			
		INST		CONS		INST		CONS		INST		CONS	
SALP	CF00	6.71	+0.13 -0.11	7.45	+0.50 -0.59	-1.53	+0.33 -0.39	-1.80	+0.60 -0.53	-0.16	+0.33 -0.27	-0.04	+0.32 -0.36
	CALZ00	6.75	+0.08 -0.13	7.60	+0.34 -0.56	-1.83	+0.42 -0.37	-1.77	+0.27 -0.67	-0.18	+0.21 -0.20	-0.20	+0.31 -0.24
SCA	CF00	6.70	+0.14 -0.10	7.67	+0.28 -0.67	-0.92	+0.29 -0.35	-0.98	+0.40 -0.51	-0.16	+0.33 -0.26	-0.18	+0.33 -0.25
	CALZ00	6.74	+0.08 -0.14	7.46	+0.36 -0.46	-1.24	+0.31 -0.30	-1.21	+0.32 -0.54	-0.16	+0.19 -0.20	-0.24	+0.23 -0.22
MSCA	CF00	6.70	+0.14 -0.09	7.49	+0.42 -0.55	-1.12	+0.26 -0.40	-1.17	+0.49 -0.43	-0.16	+0.30 -0.24	-0.26	+0.31 -0.17
	CALZ00	6.75	+0.08 -0.13	7.22	+0.44 -0.32	-1.54	+0.34 -0.31	-1.51	+0.41 -0.54	-0.17	+0.16 -0.21	-0.20	+0.23 -0.23
Leitherer et al. 1999		INST		CONS		INST		CONS		INST		CONS	
SALP	CF00	6.79	+0.11 -0.11	7.92	+0.07 -0.45	-1.36	+0.41 -0.42	-1.60	+0.45 -0.33	-0.54	+0.44 -0.44	-0.55	+0.38 -0.53
	CALZ00	6.71	+0.07 -0.15	7.76	+0.21 -0.43	-1.95	+0.43 -0.33	-1.66	+0.35 -0.64	-0.35	+0.30 -0.34	-0.44	+0.50 -0.23
Mejor ajuste		$\log(t)$				$\log(b)$				$\log(Z)$			
		6.79	+0.08 -0.07			-1.31	+0.44 -0.37			-0.04	+0.13 -0.23		

combinación de parámetros es la que mejores resultados obtiene para un número mayor de galaxias, como se explicó en el capítulo 6, aunque si cambiamos la receta de extinción por la de CALZ00 se alcanzan mejores resultados para las galaxias con altas extinciones. Además, en los diagramas siguientes sólo se representarán las galaxias con ajustes aceptables, según lo establecido en el capítulo anterior. Cuando sean relevantes también se mencionarán los resultados referentes a otras combinaciones de parámetros de entrada de los modelos.

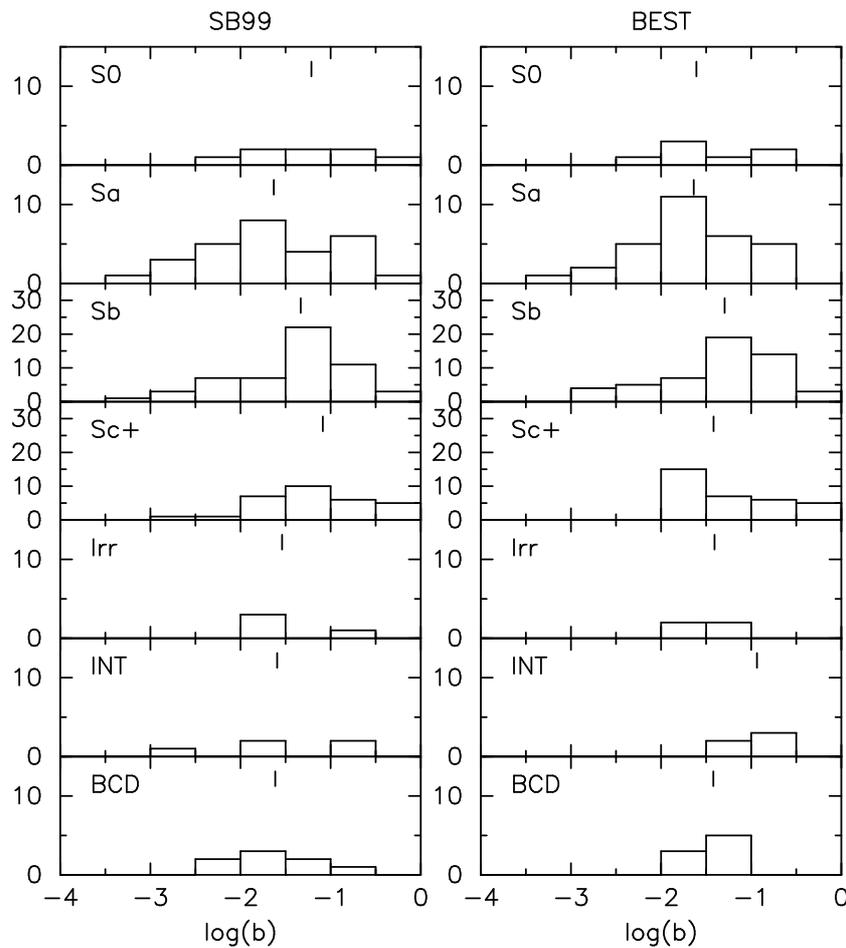


Figura 7.5: Correlación entre la fuerza de brote y el tipo morfológico. Los paneles de la izquierda se refieren a los modelos de SB99 con SFR INST, IMF de SALP y extinción de CF00. A la derecha se dan las distribuciones para los mejores ajustes de cada galaxia (los que cuentan con un valor de  $\chi^2$  menor). En cada histograma se ha marcado el valor mediano de la distribución.

La figura 7.5 muestra la dependencia de la fuerza de brote con el tipo morfológico de cada galaxia. Los resultados de los paneles de la izquierda, referentes a los modelos descritos en el párrafo anterior, revelan un aumento de la fuerza de brote desde los tipos tempranos de espirales (Sa) a los más tardíos (Sb, Sc+). El número de irregulares es muy

pequeño como para obtener resultados fiables. Aunque esta tendencia coincide con la idea de que la formación estelar es más importante en las espirales de últimos tipos (en relación a la masa de la población más evolucionada), recordamos al lector que nuestros modelos asumen una población subyacente similar a la de galaxias normales quiescentes del mismo tipo morfológico, por lo que las estrellas del brote que caracterizan los modelos se han formado en exceso de lo que es típico en galaxias relajadas normales, y la dependencia entre formación estelar y tipo de Hubble no es tan clara como en esas galaxias normales (véase también la discusión en la sección 5.5.4 del capítulo 5). Otro punto importante que es necesario tener en cuenta al interpretar estos diagramas es que la muestra UCM está sesgada en contra de la detección de objetos de brillo superficial bajo, por lo que los tipos más tardíos (por ejemplo, las irregulares) no están bien representados. Por otro lado, las galaxias S0 que fueron detectadas por la exploración prisma-objetivo deben tener una formación estelar muy por encima de lo que es común para este tipo morfológico. Por último, son de destacar las pequeñas fuerzas de brote obtenidas para las galaxias BCD ( $\langle b \rangle \simeq 5\%$ ), lo que pone de manifiesto la importante población subyacente que poseen estos objetos, en contra de lo que se pensaba hace años y confirmando trabajos más recientes (Krüger et al. 1995, Gil de Paz et al. 2000b,c, Kunth & Östlin 2000).

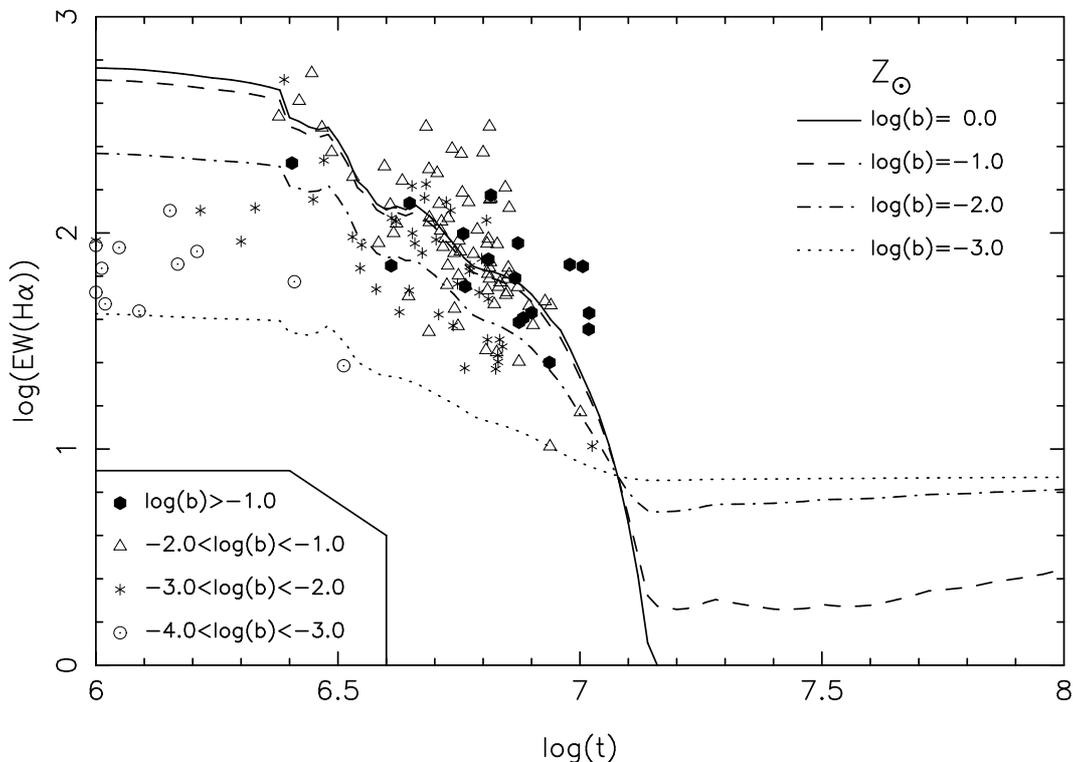


Figura 7.6: Evolución temporal de la  $EW(H\alpha)$  para modelos de metalicidad solar y diferentes fuerzas de brote. Los valores para cada galaxia UCM también se muestran, utilizando diferentes símbolos para los distintos intervalos de  $\log(b)$ .

La figura 7.6 muestra la relación entre la  $EW(H\alpha)$  y la edad de los brotes para las galaxias UCM, incluyéndose también las predicciones de los modelos con metalicidad solar y distintos valores de  $b$  (para una galaxia tipo Sb, la morfología más común de la muestra UCM). Los diferentes símbolos muestran los distintos valores de la fuerza de brote de cada galaxia. Es de reseñar el hecho de que, aunque existe un número importante de galaxias por encima del modelo de brote puro, es decir,  $b = 100\%$ , en esta zona existen modelos de metalicidades diferentes (más bajas) a la solar (que es la que se utiliza en el gráfico) que logran reproducir los observables para todas las galaxias.

Tanto los modelos como los datos de las galaxias revelan que a los 2 Ma ( $\log(t) = 6.3$ ) de la formación del brote la  $EW(H\alpha)$  empieza a disminuir hasta quedar por debajo del límite de detección de la Exploración UCM en torno a 10 Ma ( $\log(t) = 7$ ). También aproximadamente a esta edad, la  $EW(H\alpha)$  de la población joven se iguala a la de la población subyacente que, para el tipo morfológico Sb considerado, es de  $8 \text{ \AA}$ , lo que provoca el cruce de todos los modelos en la abscisa  $\log(t) \sim 7.1$ . Para brotes más viejos que esta edad, la  $EW(H\alpha)$  integrada de la galaxia estará dominada por la población subyacente si la fuerza de brote es baja (que correspondería a los modelos que siguen una línea de  $EW(H\alpha)$  constante en torno a  $10 \text{ \AA}$ ) o bien estará dominada por la población del brote para fuerzas de brote altas, por lo que la  $EW(H\alpha)$  puede seguir bajando y hacerse constante en un valor menor.

Como se mencionó en la sección 7.2.2 de este capítulo, los brotes de formación estelar más jóvenes deben estar afectados de extinciones muy altas ya que pueden estar todavía dentro de densas nubes de gas molecular y polvo. Consecuentemente, cabría esperar que se observaran pocos objetos con edades pequeñas, que es precisamente lo que muestra la figura 7.6, donde sólo unas pocas galaxias presentan edades inferiores a  $\log(t) = 6.5$ .

En la figura 7.7 se enfrenta la fuerza de brote con la extinción de los brotes, representada por el decremento de Balmer  $H\alpha/H\beta$ . Aunque hay una gran dispersión, las galaxias con mayor fuerza de brote parecen tener mayores extinciones, con razones  $H\alpha/H\beta$  mayores que 5 ( $E(B - V) > 0.5$ ). En el extremo contrario, las galaxias con fuerzas de brote menores presentan extinciones más bajas. En esta figura también hemos incluido un diagrama de la distribución de fuerzas de brote en función del tipo espectroscópico global, no observándose una clara distinción entre las galaxias tipo HII y tipo disco.

Finalmente, la figura 7.8 representa la correlación entre la fuerza de brote y el color óptico integrado  $B - r$  (corregido de extinción Galáctica). Los datos muestran una envolvente inferior clara, indicando que no hay objetos azules con brotes pequeños. Además,

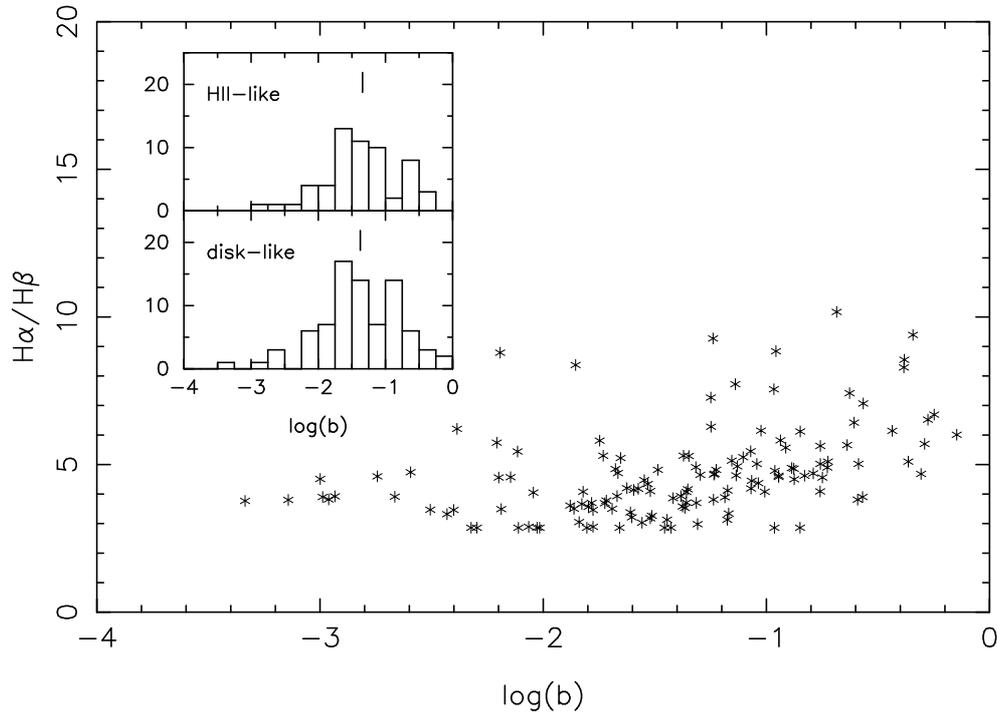


Figura 7.7: Correlación entre la fuerza de brote y la extinción (representada por el cociente  $H\alpha/H\beta$ ). El diagrama interior muestra los histogramas de la fuerza de brote para los tipos espectroscópicos HII y disco.

se puede establecer una anticorrelación lineal (véanse los datos del ajuste en el pie de la figura) entre el color  $B - r$  y la fuerza de brote para las galaxias con menor extinción ( $H\alpha/H\beta < 5$ ), como cabía esperar. Es de resaltar que todos estos objetos presentan fuerzas de brote menores que el 10 %, incluso siendo tan azules como  $B - r \simeq 0.0$ , sólo observándose brotes más intensos cuando la formación estelar se produce en ambientes más extinguidos, en cuyo caso, la correlación mencionada anteriormente se rompe. Aunque un brote más intenso implica colores más azules, la alta extinción enrojece la emisión en diferente medida para cada galaxia, provocando la dispersión de los datos e imposibilitando la detección de cualquier correlación. Queda demostrado, por tanto, que los colores ópticos por sí mismos sólo pueden servir para obtener límites inferiores de la fuerza de brote.

### 7.3. Masas estelares

La técnica de modelado de poblaciones estelares proporciona valores de la razón masa-luminosidad en todos los filtros. Dado que el filtro  $K$  es el que traza de manera más fiable la población evolucionada, dominante en una fracción importante de las galaxias

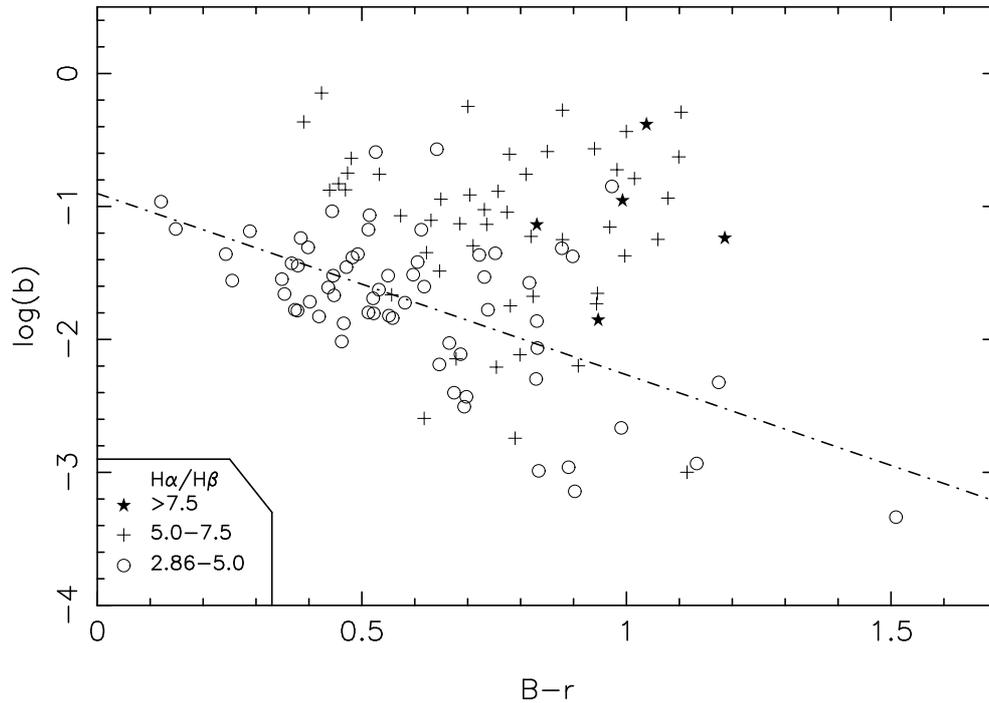


Figura 7.8: Correlación entre la fuerza de brote y el color óptico  $B - r$ . La información acerca de la extinción de cada objeto se codifica en su símbolo. Los objetos con una extinción menor han sido ajustados a una recta, cuya ecuación es  $\log(b) = (-0.90 \pm 0.16) + (-1.36 \pm 0.24) (B - r)$ , con una dispersión de  $\sigma = 0.47$ . Para la receta de CALZ00 el mismo ajuste obtiene:  $\log(b) = (-1.30 \pm 0.13) + (-1.37 \pm 0.21) (B - r)$ ,  $\sigma = 0.42$ .

de la muestra UCM, y que también es el filtro que menos está afectado por la extinción interna de la galaxia, hemos utilizado la razón masa-luminosidad en  $K$  ( $\mathcal{M}/L_K$ ) para calcular la masa estelar total de cada galaxia UCM. En el capítulo 6 comprobamos que el cálculo de la razón masa-luminosidad es consistente en el sentido de que las masas obtenidas con las luminosidades en los distintos filtros son muy similares, salvo efectos derivados de la extinción.

En la descripción del método de modelado que realizamos en el capítulo 6 se explicó que nuestra técnica asume una  $\mathcal{M}/L_K$  para la población subyacente de las galaxias que depende del tipo morfológico (y de la IMF) y es igual a los valores observados para espirales normales quiescentes. Tradicionalmente se ha asumido que la razón masa-luminosidad en el NIR (y especialmente en la banda  $K$ ) es independiente de la población estelar y de la historia de la formación estelar de las galaxias, es decir, que la razón masa-luminosidad es constante. Sin embargo, es factible suponer que esta razón debe decrecer en alguna medida cuando se produce un brote de formación estelar en el seno de una población más evolucionada. Obviamente, la magnitud de este cambio debe depender de la fuerza de brote y de la edad de las estrellas recientemente formadas. Por ejemplo,

nuestros modelos indican que para un brote típico con una edad de 5 Ma y una fuerza de brote del 10 %, teniendo lugar en una galaxia de tipo Sb, la razón masa-luminosidad puede decrecer en un factor  $\sim 2$  (dependiendo de los parámetros seleccionados *a priori*). Este efecto ya ha sido recalcado recientemente por otros autores, como Krüger et al. (1995) y Bell & de Jong (2001), y también fue comentado en el capítulo anterior de esta memoria de tesis (figura 6.4), donde se demostró que un brote como el mencionado contribuiría con casi la mitad de la luminosidad en la banda  $K$ . Por lo tanto, la estimación de la masa estelar de una galaxia a partir de la luminosidad en  $K$  debe incluir un estudio de la historia de la formación estelar del objeto que proporcione una razón masa-luminosidad precisa. Nuestro método tiene en cuenta tanto los efectos de las diferentes poblaciones subyacentes con las que cuenta cada galaxia como la influencia del brote reciente de formación estelar, proporcionando razones masa-luminosidad en el NIR (también en el óptico) que nos sirven para calcular la masa estelar total. Los valores de la  $\mathcal{M}/L_K^1$  y de la masa estelar total para cada galaxia se detallan en la tabla 7.2.

Dado que el cálculo robusto de razones masa-luminosidad, incluso en el NIR, requiere un análisis detallado de las propiedades de las poblaciones estelares de cada galaxia en particular, es importante comprobar las posibles correlaciones entre la  $\mathcal{M}/L_K$  y otros parámetros observacionales. Los colores de banda ancha son una primera elección obvia, ya que son fáciles de obtener observacionalmente y además muestrean las propiedades de la población estelar integrada de una galaxia. Así, por ejemplo, Moriondo et al. (1998) usa colores  $B - H$  para parametrizar  $\mathcal{M}/L_K$ , Brinchmann & Ellis (2000) usa también colores ópticos-NIR, y Bell & de Jong (2001) usa el color  $B - R$ .

En la figura 7.9 mostramos la dependencia de la  $\mathcal{M}/L_K$  con respecto al color óptico  $B - r$  (corregido de extinción Galáctica), incluyendo también información acerca de la extinción de los brotes de cada galaxia. En esta figura se observa una dispersión muy grande, sin una clara correlación entre ambas cantidades. En cambio, otros autores como Bell & de Jong (2001) encuentran una correlación muy fuerte entre  $\mathcal{M}/L_K$  y  $B - R$ , aunque cuando comparan sus modelos con las observaciones argumentan que los objetos que no siguen esta correlación deben estar experimentando un brote de formación estelar, lo que no es muy común en la muestra de galaxias espirales con la que trabajan. Además, esta muestra está compuesta por galaxias masivas que siguen la relación Tully-Fisher, lo que las diferencia mucho de nuestros objetos. Por tanto, no es sorprendente que no se encuentre la correlación  $\mathcal{M}/L_K$ -color para la muestra UCM, donde los brotes pueden ser muy intensos. En apoyo de este argumento Kauffmann et al. (2002), en un estudio de síntesis de poblaciones estelares basado en datos espectroscópicos de  $\sim 10^5$  galaxias del

<sup>1</sup>Se ha usado  $M_K^\odot = 3.33^m$  y  $M_J^\odot = 3.70^m$  (Worthey 1994).

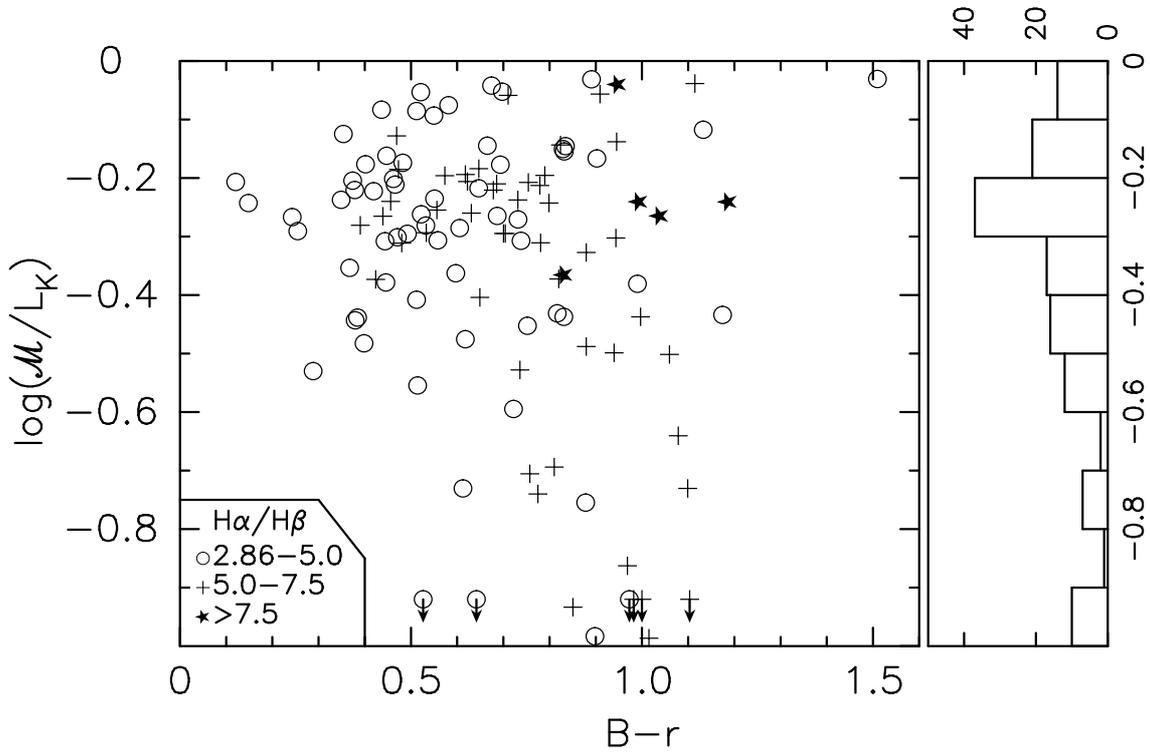


Figura 7.9: Relación entre la razón masa-luminosidad en la banda  $K$  y el color óptico  $B - r$ , incluyendo también información acerca de la extinción de los brotes. El histograma de la derecha muestra la distribución de las  $M/L_K$  de las galaxias UCM.

SDSS, concluyen que la relación entre la razón masa-luminosidad y los colores ópticos se rompe para galaxias débiles, con  $L < L^*$ , y sólo un 7% de las galaxias UCM (excluyendo AGNs) poseen una luminosidad en  $K$  más brillante que la  $L^*$  calculada por Loveday (2000). Cabría pensar, asimismo, que la extinción, que cambia los colores en diferente medida, podría contribuir a esconder la correlación esperada.

Las masas de las galaxias UCM han sido calculadas a partir de los valores de  $M/L_K$  proporcionados por los modelos y las magnitudes absolutas en  $K$ , corregidas de extinción interna y Galáctica por medio de los decrementos de Balmer detallados en la tabla 6.2 del capítulo 6. Estas masas se dan en la tabla 7.2.

La mediana de la distribución de masas de las galaxias UCM, que se muestra en la figura 7.10 (diagrama inferior, en blanco), proporciona la masa estelar típica de una galaxia con formación estelar en el Universo Local,  $M \sim 1.3 \times 10^{10} M_\odot$ , aproximadamente la mitad de lo obtenido por GdP00. Esta discrepancia tiene su origen en diferencias en la técnica de modelado y en los datos de entrada (por ejemplo, GdP00 utilizó los modelos de Bruzual & Charlot de 1993, que proporcionaban un número de fotones ionizantes

mayor en un factor  $\sim 10$  que los BC99 utilizados en el presente trabajo), y podría ser considerada como indicativa de las incertidumbres típicas de este tipo de estudios. Si asumimos  $M_K^* = -24.4^m$  (Loveday 2000) y  $M/L_K \sim 0.9$ , la masa de una galaxia  $L^*$  sería  $\sim 10^{11} M_\odot$ . Más recientemente, Cole et al. (2001) estiman la masa de una galaxia típica en  $M^* = 7 \times 10^{10} M_\odot$  (lo que coincide con Kauffmann et al. 2002). Consecuentemente (véase la figura 7.10), nuestro estudio concluye que la formación estelar en el Universo Local está dominada por galaxias entre 5 y 10 veces menos masivas que  $L^*$ .

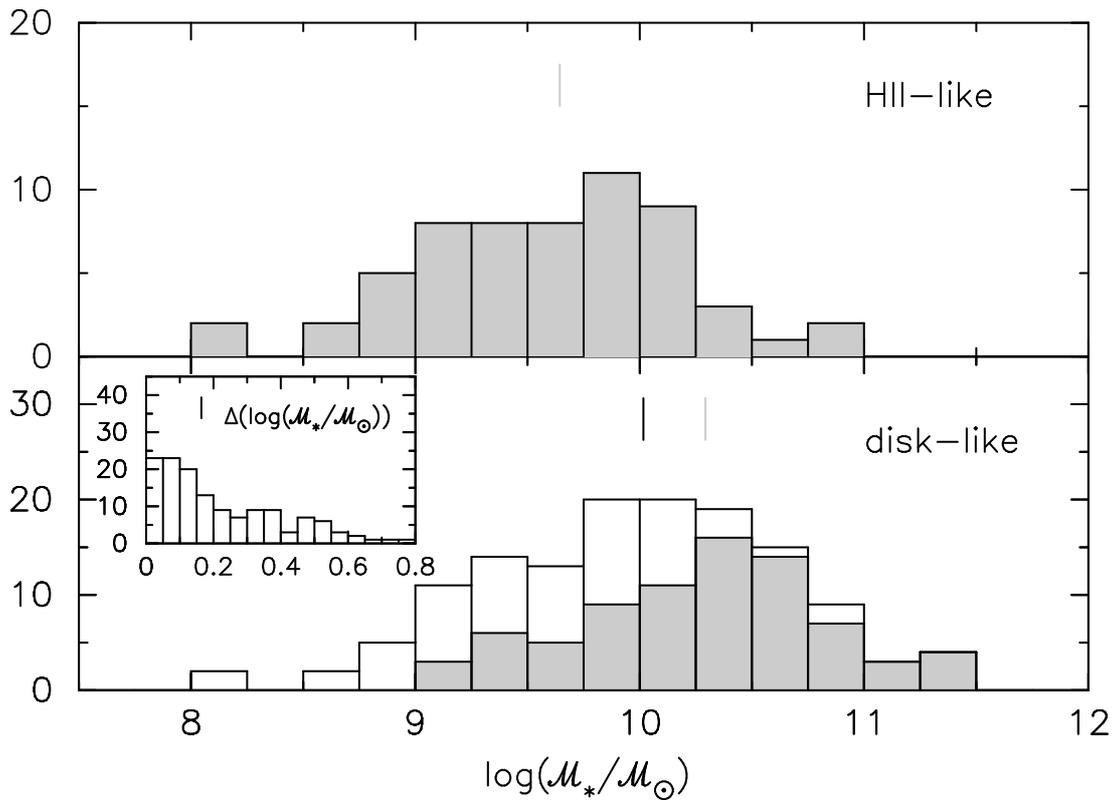


Figura 7.10: Distribución de las masas estelares totales (en unidades solares) de las galaxias UCM. El panel superior muestra los datos referentes a las galaxias tipo HII, y el inferior a las de tipo disco (en gris) y el histograma de la muestra completa (en blanco). La distribución de las incertidumbres en el cálculo de la masa estelar se adjunta en la esquina superior-izquierda.

Como hemos mencionado, la figura 7.10 muestra la distribución de masas estelares de las galaxias de la muestra UCM. El panel superior se refiere a las galaxias tipo HII y el histograma en gris del panel inferior a las galaxias tipo disco. En este panel inferior también se muestra la distribución total de masas (en blanco) y sus incertidumbres (en el panel interno). Tal y como apuntó GdP00, hay una segregación en masa clara entre galaxias HII y disco, siendo las primeras menos masivas que las segundas. Esto es una manifestación directa de la mayor luminosidad en  $K$  de las galaxias tipo disco, ya que las razones masa-luminosidad no varían demasiado de un tipo espectroscópico a otro. Hay,

sin embargo, un cierto solapamiento entre las distribuciones de masa de ambos tipos, indicando un continuo en las propiedades espectroscópicas.

Los valores medianos para las galaxias tipo disco y HII son  $1.9 \times 10^{10} M_{\odot}$  y  $0.4 \times 10^{10} M_{\odot}$ , respectivamente. Además, según indica la tabla 7.3, en promedio los valores de la masa estelar obtenidos con diferentes modelos son muy similares, con diferencias menores que un factor  $\sim 2$ , lo que se encuentra dentro del rango típico de incertidumbres.

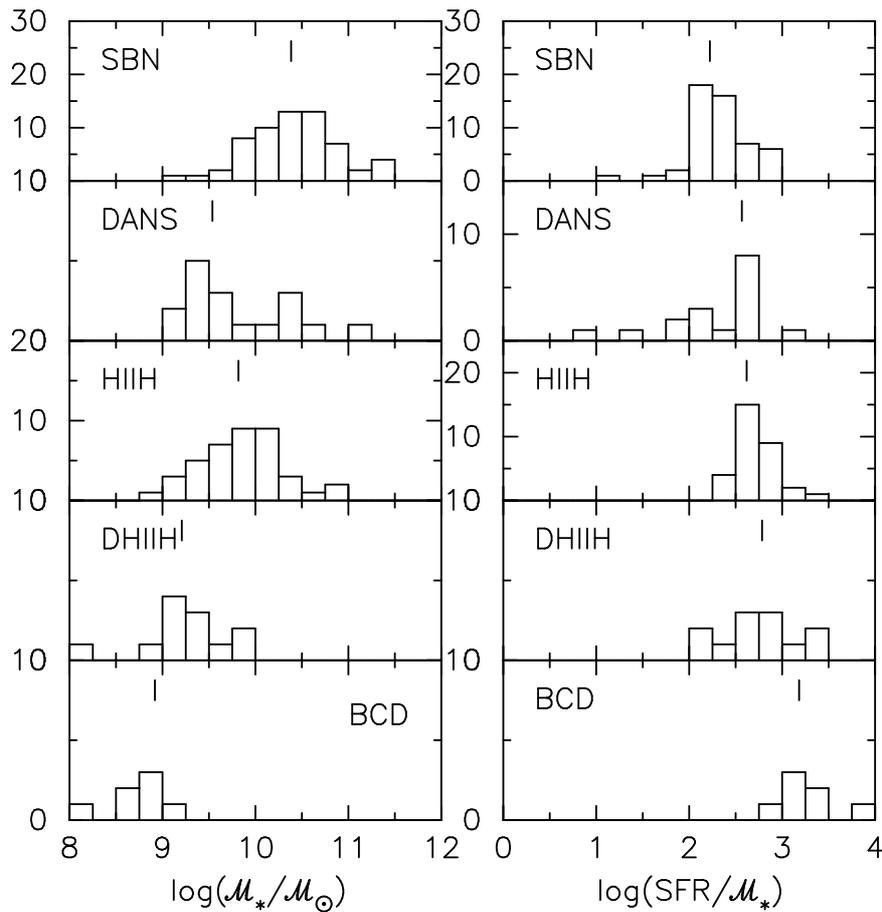


Figura 7.11: Distribuciones de las masas estelares totales (izquierda) y las SFRs específicas (derecha, en unidades de  $10^{-11}$  años $^{-1}$ ) para la muestra UCM en función de los distintos tipos espectroscópicos. En cada panel se muestran los valores medianos.

El error mediano en la determinación de las masas estelares de las galaxias UCM es 0.16dex (el medio es 0.22dex), lo que significa que más de la mitad de la muestra posee estimaciones de la masa estelar con una precisión del orden de un factor 2 o mejor. Estas incertidumbres son típicas de este tipo de estudios (véase, por ejemplo, Bell & de Jong 2001, Papovich et al. 2001, Kauffmann et al. 2002). Los errores son mayores en las galaxias con una fuerza de brote alta, ya que las razones masa-luminosidad globales están más

afectadas por la población estelar joven. Es preciso resaltar que las  $\mathcal{M}/L_K$  de la población estelar del brote son muy sensibles a pequeños cambios en la edad, oscilando en un factor  $\sim 15$  desde una edad de 1 Ma hasta 10 Ma.

La figura 7.11 divide los tipos espectroscópicos globales de la figura 7.10 en subclases. Los histogramas muestran una clara secuencia en masa desde las galaxias SBN hasta las BCD, que son los objetos menos masivos de la muestra con una masa media de  $\sim 8 \times 10^8 \mathcal{M}_\odot$ . Es interesante el amplio rango de masas que presentan las DANS.

También existe una relación entre la masa estelar y el tipo morfológico. En media, las galaxias más masivas son las que presentan signos de interacción ( $4 \times 10^{10} \mathcal{M}_\odot$ ), seguidas de las S0 y espirales, desde los primeros tipos hasta los últimos. Las masas estelares medias son  $2 \times 10^{10} \mathcal{M}_\odot$  para lenticulares,  $1 \times 10^{10} \mathcal{M}_\odot$  para Sc+ y  $4 \times 10^9 \mathcal{M}_\odot$  para irregulares.

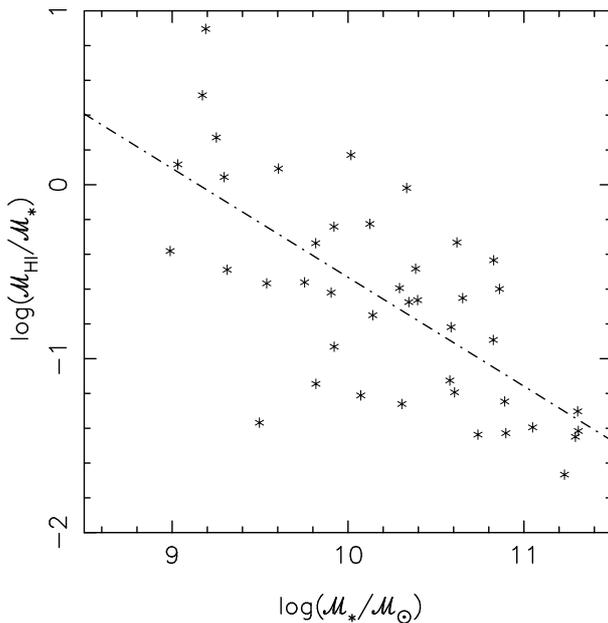


Figura 7.12: Correlación entre la masa estelar total y el contenido en gas neutro (HI) para las galaxias UCM. El ajuste lineal corresponde a:

$$\log(\mathcal{M}_{HI}/\mathcal{M}_*) = (6.1 \pm 1.1) + (-0.67 \pm 0.11) \log(\mathcal{M}_*).$$

En el caso de la receta de extinción de CALZ00 se obtiene

$$\log(\mathcal{M}_{HI}/\mathcal{M}_*) = (6.2 \pm 1.0) + (-0.67 \pm 0.09) \log(\mathcal{M}_*).$$

consecuencia directa de la conocida ley de Schmidt (1959), que relaciona las densidades super-

En la figura 7.12 se comparan las masas estelares de las galaxias UCM con el contenido en gas neutro HI (véase el capítulo 2 de esta memoria), normalizado con la masa estelar total de la galaxia. Claramente, las galaxias más masivas presentan una menor cantidad relativa de gas, lo que se interpretaría como que estos objetos han agotado todas las reservas de gas convirtiéndolo en estrellas. Los objetos menos masivos son los que más gas poseen y, por tanto, tienen más combustible para futuros brotes de formación estelar. Obviamente no hemos incluido el gas molecular en estos cálculos, pero nuestros resultados no deben cambiar demasiado dado que las fracciones  $H_2/HI$  no varían mucho de unas galaxias a otras. Dado que las galaxias poco masivas también se caracterizan por una SFR específica alta (véase la sección 7.4), este efecto parece una conse-

ficiales del gas y de la SFR de una galaxia, estableciendo que los brotes más violentos (de mayor densidad de SFR) se dan en ambientes gaseosos muy densos. La correlación para el caso de las densidades de HI, que son los datos que están disponibles para algunas de las galaxias UCM, es (donde las densidades superficiales se han obtenido a partir de las áreas de la isofota de 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup>):

$$\log(\Sigma_{\text{SFR}}) = (0.814 \pm 0.153) \log(\Sigma_{\text{HI}}) + (-2.399 \pm 0.383) \quad (7.1)$$

Usando los valores para la masa dinámica de 11 galaxias estimados por Pisano et al. (2001) por medio de la anchura de la línea de 21 cm de HI, se han calculado las razones entre la masa estelar y la masa dinámica de estos objetos (véase la figura 7.13). Encontramos una media de  $\mathcal{M}_* = (0.19 \pm 0.14) \mathcal{M}_{\text{din}}$ , con valores en el intervalo 0.02–0.60. Estas fracciones son similares a las encontradas por otros autores para muestras de galaxias más grandes (por ejemplo, Boselli et al. 1997, Brinchmann & Ellis 2000).

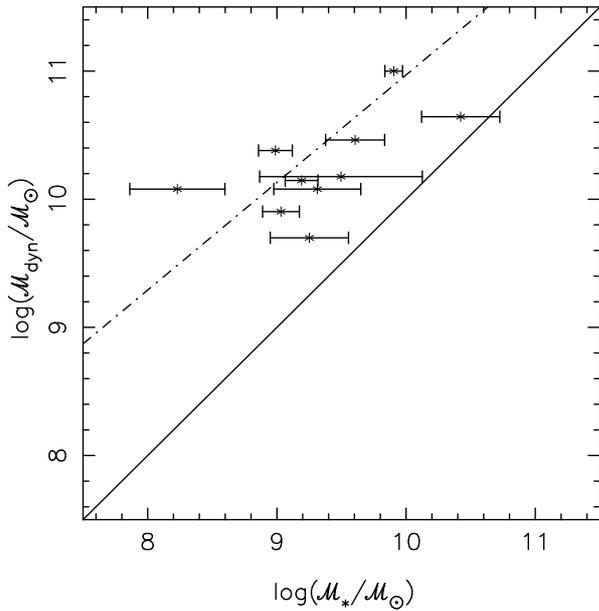


Figura 7.13: Correlación entre la masa estelar total y la masa dinámica obtenida por medio de la anchura de la línea de 21 cm del HI para 11 galaxias (Pisano et al. 2001). La línea discontinua muestra el mejor ajuste, correspondiente a la ecuación:  $\log(\mathcal{M}_{\text{din}}) = (2.6 \pm 4.1) + (0.84 \pm 0.43) \log(\mathcal{M}_*)$ .

Finalmente, la figura 7.14 representa la correlación entre la masa estelar y la metalicidad de los brotes de formación estelar (calculadas a partir de líneas de emisión nebulosa, véase Melbourne & Salzer 2002 y Rego et al. 2003). El diagrama demuestra la existencia de una correlación entre ambos parámetros, con las galaxias más masivas albergando brotes más metálicos, lo que se interpreta como el efecto de una historia de la formación estelar más compleja, en la que se ha formado una mayor cantidad de estrellas que han enriquecido el medio, por lo que los nuevos brotes cuentan con un combustible gaseoso más metálico.

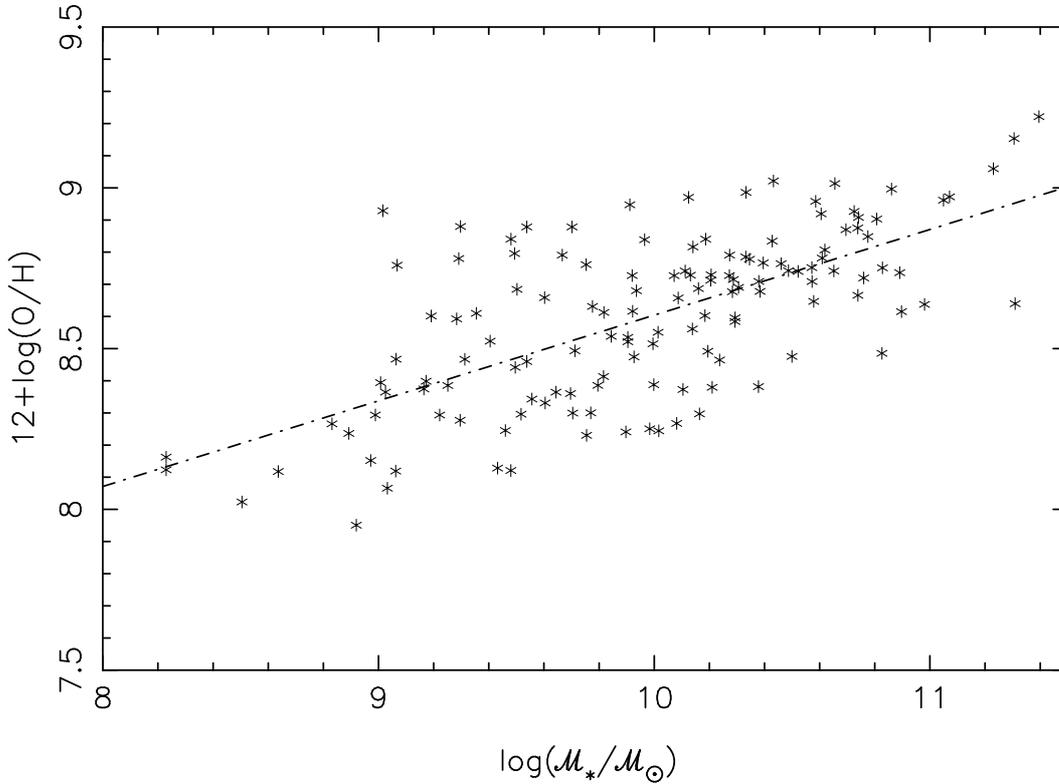


Figura 7.14: Correlación entre la masa estelar total y la metalicidad del brote de formación estelar (abundancia de oxígeno) para las galaxias UCM.

El ajuste es:  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = (6.409 \pm 0.245) + (0.223 \pm 0.025) \times \log(\mathcal{M}_*)$ , con  $\sigma = 0.213$ .

Para la extinción de CALZ00:  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = (6.024 \pm 0.281) + (0.257 \pm 0.028) \times \log(\mathcal{M}_*)$ ,  $\sigma = 0.231$ .

#### 7.4. Tasas de formación estelar específicas

En el capítulo 6 se demostró que los datos observacionales de las galaxias UCM se pueden reproducir de manera más fiable usando un brote de formación estelar instantáneo (en detrimento de una tasa de formación constante) sobre la población típica de una espiral normal. En un brote de formación estelar instantáneo el concepto de la “SFR actual” pierde su sentido, ya que el brote puede haber ocurrido hace varios millones de años y la SFR en el presente ser cero. En Alonso-Herrero et al. (1996), Guzmán et al. (1997) y GdP00 se presentó el concepto de la “SFR efectiva”, que se define como la tasa de formación estelar que mediríamos en una galaxia que formara estrellas de forma continua produciendo la misma masa de estrellas jóvenes que lo derivado por los modelos de SFR instantánea. Además, en el caso de la muestra UCM, la definición de la SFR efectiva debe incluir el hecho de que la galaxia tiene que mostrar una  $EW(\text{H}\alpha)$  por encima del límite de detección de la exploración ( $EW(\text{H}\alpha) > 20 \text{ \AA}$ ).

Tabla 7.2: Propiedades de la población estelar joven, masas estelares integradas y parámetros del ajuste del modelado de poblaciones estelares de las galaxias UCM. Los resultados se refieren a los modelos SB99 con SFR instantánea, IMF de Salpeter y receta de extinción de CF00. Los resultados poco fiables ( $\chi^2 > 4$ ) han sido marcados en la última columna. Cuando el modelo descrito anteriormente no es el que cuenta con el ajuste más fiable (el de menor valor de  $\chi^2$ , siempre que  $\chi^2 > 4$ ) se adjunta una segunda línea para la galaxia en cuestión (y no se escribe el nombre de la galaxia en la primera columna) con los resultados correspondientes al mejor modelo. Las columnas detallan: (1) Nombre UCM. (2) Logaritmo de la edad del brote de formación estelar en años y error. (3) Logaritmo de la fuerza de brote y error. (4) Logaritmo de la metalicidad (obtenida de los modelos) y error. (5) Razón masa-luminosidad en el filtro  $K$ . (6) Logaritmo de la masa estelar total en unidades solares y error. (7) Logaritmo de la tasa de formación estelar específica (SFR por unidad de masa estelar) en  $10^{-11}$  año $^{-1}$  y error. (8) Coordenadas del primer vector principal en la forma  $(u_{\log(t)}, u_{\log(b)}, u_{\log(Z)})$ . (9) Porcentaje de la varianza total asociada a la componente principal anterior. (10) Código del conjunto de parámetros iniciales usados, descritos a continuación.

Nombre UCM (1)	$\log(t)$ (2)	$\log(b)$ (3)	$\log(Z)$ (4)	$\mathcal{M}/L_K$ (5)	$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$ (6)	$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$ (7)	PCA (8)	Var (9)	(10)
0000+2140	6.59±0.08	-0.97±0.23	-0.07±0.63	0.31±0.07	10.90±0.10	—	(+0.404,+0.634,+0.660)	60.7	
	7.10±0.35	-1.11±0.22	+0.10±0.41	0.29±0.02	10.87±0.03	—	(+0.573,+0.574,-0.585)	94.1	7
0003+2200	6.79±0.08	-1.04±0.77	-0.11±0.23	0.18±0.21	9.28±0.49	2.65±0.49	(+0.610,+0.571,-0.549)	87.1	
0006+2332	6.81±0.09	-0.94±0.29	-0.20±0.48	0.28±0.16	9.82±0.25	—	(+0.684,+0.298,-0.666)	69.0	
	6.75±0.03	-1.28±0.32	-0.03±0.23	0.30±0.14	9.84±0.20	—	(+0.695,+0.718,+0.027)	47.5	29
0013+1942	6.75±0.13	-1.88±0.23	-0.79±0.69	0.61±0.02	9.70±0.03	2.73±0.03	(+0.605,+0.560,-0.566)	89.0	
	6.71±0.22	-1.83±0.80	-0.18±0.41	0.34±0.38	9.43±0.48	3.00±0.48	(+0.712,+0.701,-0.040)	59.7	17
0014+1829	6.11±0.14	-1.93±0.13	-1.30±0.00	0.86±0.02	10.11±0.07	2.13±0.07	(-0.707,+0.707,+0.001)	37.7	$\chi^2 > 4$
	6.41±0.08	-0.71±0.28	+0.37±0.16	0.27±0.13	9.61±0.23	2.63±0.23	(+0.616,+0.489,-0.618)	65.7	17
0014+1748	6.36±0.22	-2.21±0.52	-0.41±0.69	0.62±0.22	10.74±0.17	2.22±0.17	(+0.620,+0.639,+0.455)	68.5	
	6.71±0.39	-1.26±1.09	-0.09±0.29	0.13±0.19	10.07±0.62	2.89±0.62	(+0.605,+0.603,+0.520)	79.7	17
0015+2212	6.66±0.13	-2.43±0.27	-0.79±0.66	0.89±0.04	9.93±0.03	2.56±0.03	(+0.684,+0.595,-0.421)	69.9	
	6.76±0.24	-2.03±0.59	-0.03±0.34	0.55±0.31	9.72±0.24	2.76±0.24	(+0.713,+0.676,-0.188)	63.1	1
0017+1942	6.87±0.11	-1.04±0.19	-0.93±0.53	0.49±0.13	10.02±0.12	2.69±0.12	(+0.653,+0.463,-0.599)	75.8	
	6.67±0.08	-1.64±0.26	-0.07±0.55	0.48±0.13	10.01±0.12	2.70±0.12	(+0.758,+0.401,-0.515)	54.9	29

El modelo por defecto es el mencionado más arriba: SB99-INST-SALP-CF00.

Los demás son:

- 1.BC99-INST-SALP-CF00,
- 3.BC99-INST-SCA-CF00,
- 5.BC99-INST-MSCA-CF00,
- 7.BC99-CONS-SALP-CF00,
- 9.BC99-CONS-SCA-CF00,
- 11.BC99-CONS-MSCA-CF00,

- 13.SB99-INST-SALP-CF00,
- 15.SB99-CONS-SALP-CF00,
- 17.BC99-INST-SALP-CALZ00,
- 19.BC99-INST-SCA-CALZ00,
- 21.BC99-INST-MSCA-CALZ00,
- 23.BC99-CONS-SALP-CALZ00,
- 25.BC99-CONS-SCA-CALZ00,
- 27.BC99-CONS-MSCA-CALZ00,
- 29.SB99-INST-SALP-CALZ00,
- 31.SB99-CONS-SALP-CALZ00.

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM	$\log(t)$	$\log(b)$	$\log(Z)$	$\mathcal{M}/L_K$	$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$	$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$	PCA	Var	(10)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	
0017+2148	6.82±0.11	-1.24±0.58	-0.69±0.65	0.41±0.47	9.60±0.50	—	(-0.627,+0.337,+0.702)	65.6	
	6.81±0.19	-1.62±0.62	+0.12±0.29	0.31±0.31	9.48±0.44	—	(+0.751,+0.640,-0.163)	49.8	17
0018+2216	6.80±0.02	-2.11±0.14	+0.21±0.20	0.54±0.05	9.49±0.05	1.95±0.05	(-0.708,-0.008,+0.707)	62.2	
	6.85±0.02	-1.71±0.44	+0.19±0.20	0.29±0.21	9.22±0.32	2.22±0.32	(-0.480,+0.490,+0.727)	58.4	29
0018+2218	7.01±0.15	-0.34±0.42	-0.89±0.61	0.37±0.10	10.66±0.14	—	(+0.589,+0.561,-0.582)	94.1	
0019+2201	6.82±0.03	-1.31±0.68	+0.00±0.02	0.18±0.22	9.30±0.54	2.70±0.54	(+0.706,+0.706,-0.061)	59.4	
0022+2049	6.69±0.15	-1.25±0.40	-0.09±0.31	0.32±0.15	10.35±0.21	2.41±0.21	(+0.620,+0.550,+0.560)	83.9	
	7.79±0.15	-0.29±0.21	-0.63±0.16	0.09±0.02	9.81±0.11	2.95±0.11	(+0.608,+0.585,-0.537)	68.7	11
0023+1908	6.79±0.12	-1.01±0.54	-0.53±0.66	0.25±0.27	9.35±0.46	—	(-0.655,+0.240,+0.716)	61.6	
0037+2226	6.90±0.12	-1.07±0.58	-0.67±0.64	0.28±0.35	10.14±0.55	—	(-0.643,+0.369,+0.671)	70.9	
	6.84±0.12	-1.77±0.32	-0.59±0.62	0.53±0.24	10.42±0.20	—	(+0.681,+0.379,-0.627)	69.6	29
0038+2259	6.80±0.11	-1.13±0.45	+0.12±0.46	0.30±0.24	10.33±0.35	2.18±0.35	(+0.689,+0.268,-0.674)	68.4	
	6.80±0.03	-1.51±0.46	+0.00±0.14	0.31±0.23	10.35±0.32	2.17±0.32	(+0.722,+0.366,-0.588)	55.6	29
0040+0257	7.00±0.02	-0.87±0.06	-1.30±0.00	0.62±0.01	9.84±0.03	2.69±0.03	(+0.707,+0.707,-0.001)	46.3	$\chi^2 > 4$
	6.65±0.06	-0.98±0.64	+0.40±0.04	0.12±0.16	9.12±0.58	3.41±0.58	(+0.710,+0.696,-0.106)	54.5	17
0040+2312	6.92±0.12	-0.38±0.37	-0.68±0.50	0.27±0.09	10.65±0.14	—	(+0.586,+0.561,-0.584)	93.5	
0040+0220	6.82±0.13	-1.42±0.25	-0.55±0.73	0.52±0.15	9.19±0.13	2.69±0.13	(+0.621,+0.526,-0.581)	84.5	
0043-0159	6.15±0.15	-2.26±0.19	-1.30±0.00	0.64±0.01	11.14±0.03	—	(-0.707,+0.707,+0.001)	37.6	$\chi^2 > 4$
	6.59±0.12	-0.47±0.43	+0.39±0.06	0.14±0.10	10.48±0.32	—	(+0.708,+0.706,-0.022)	61.4	19
0044+2246	6.79±0.09	-0.63±0.50	+0.00±0.44	0.19±0.12	10.29±0.28	2.23±0.28	(+0.710,+0.128,-0.692)	65.2	
0045+2206	6.74±0.12	-1.59±0.49	-0.44±0.68	0.45±0.34	10.14±0.33	—	(+0.715,+0.284,-0.638)	61.3	
	6.71±0.13	-1.02±0.41	-0.21±0.43	0.28±0.13	9.93±0.20	—	(+0.668,+0.510,-0.542)	69.7	3
0047+2051	6.28±0.22	-2.74±0.32	-0.71±0.64	0.64±0.06	10.81±0.04	2.35±0.04	(+0.586,+0.612,+0.531)	70.8	
	6.95±0.53	-1.75±0.39	-0.04±0.35	0.22±0.03	10.35±0.07	2.81±0.07	(+0.687,+0.695,+0.214)	64.5	11
0047-0213	6.95±0.09	-1.13±0.35	-0.97±0.46	0.62±0.49	10.00±0.35	2.07±0.35	(-0.697,+0.115,+0.708)	65.4	
	6.76±0.10	-2.15±0.29	-0.53±0.62	0.89±0.12	10.16±0.06	1.91±0.06	(+0.691,+0.487,-0.534)	68.6	29

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM	$\log(t)$	$\log(b)$	$\log(Z)$	$\mathcal{M}/L_K$	$\log(\mathcal{M}_*/M_\odot)$	$\log(SFR/M_*)$	PCA	Var	
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
0047+2413	6.63±0.21	-1.15±1.27	+0.01±0.37	0.14±0.23	10.33±0.73	2.82±0.73	(+0.688,+0.668,-0.284)	66.9	
	7.64±0.46	-1.20±0.44	-0.06±0.32	0.24±0.05	10.57±0.10	2.58±0.10	(+0.608,+0.616,-0.501)	79.2	11
0047+2414	6.78±0.12	-1.23±0.66	-0.54±0.67	0.31±0.35	10.62±0.50	–	(-0.704,+0.024,+0.710)	60.8	
	6.70±0.14	-0.76±0.51	-0.09±0.43	0.20±0.12	10.44±0.27	–	(+0.651,+0.553,-0.521)	71.8	3
0049-0006	6.89±0.07	-0.96±0.12	-1.27±0.23	0.62±0.04	8.92±0.06	3.38±0.06	(+0.598,+0.553,-0.581)	87.1	
	6.83±0.11	-1.05±0.35	+0.38±0.12	0.13±0.09	8.24±0.31	4.06±0.31	(+0.689,+0.426,-0.587)	67.5	27
0049+0017	6.58±0.12	-2.02±0.19	-0.52±0.72	0.63±0.05	8.89±0.04	3.22±0.04	(+0.680,+0.553,-0.481)	70.1	
	7.39±0.41	-0.74±0.30	+0.08±0.30	0.24±0.07	8.48±0.13	3.63±0.13	(+0.652,+0.584,-0.484)	74.6	9
0049-0045	6.80±0.11	-0.96±0.38	-0.41±0.63	0.33±0.23	8.83±0.31	–	(+0.717,+0.143,-0.683)	61.9	
	6.74±0.07	-1.54±0.28	-0.19±0.46	0.44±0.14	8.96±0.14	–	(+0.734,+0.184,-0.654)	57.1	29
0050+0005	6.99±0.02	-0.88±0.06	-1.29±0.06	0.74±0.05	10.21±0.04	2.62±0.04	(+0.674,+0.466,-0.573)	55.6	
	7.72±0.17	-0.74±0.24	-0.54±0.22	0.16±0.06	9.54±0.16	3.30±0.16	(+0.634,+0.688,+0.352)	64.5	27
0050+2114	6.94±0.06	-0.62±0.46	-1.03±0.38	0.33±0.40	10.42±0.52	2.52±0.52	(-0.511,+0.586,+0.629)	82.4	$\chi^2 > 4$
	7.42±0.30	-1.75±0.29	+0.39±0.05	0.53±0.08	10.62±0.08	2.31±0.08	(+0.701,+0.697,-0.153)	65.3	23
0051+2430	6.75±0.05	-0.85±0.57	+0.06±0.25	0.19±0.18	10.09±0.41	–	(-0.428,+0.495,+0.756)	54.1	
0054-0133	6.36±0.33	-2.19±0.67	-0.88±0.58	0.70±0.04	11.40±0.04	–	(+0.703,+0.705,-0.100)	63.8	
	6.69±0.19	-1.74±0.73	+0.05±0.39	0.36±0.30	11.11±0.36	–	(+0.610,+0.622,-0.491)	67.1	17
0054+2337	6.81±0.11	-0.31±0.32	-0.20±0.60	0.12±0.10	9.17±0.37	–	(-0.602,+0.514,+0.611)	83.8	
0056+0044	6.56±0.17	-1.56±0.25	-0.11±0.74	0.51±0.03	9.06±0.07	3.31±0.07	(+0.587,+0.566,-0.579)	94.7	
	7.05±0.28	-1.18±0.55	+0.35±0.17	0.16±0.16	8.56±0.44	3.81±0.44	(+0.685,+0.485,-0.543)	65.9	23
0056+0043	6.85±0.08	-1.24±0.37	-0.39±0.38	0.36±0.25	9.25±0.30	2.65±0.30	(+0.711,+0.178,-0.680)	64.1	
0121+2137	6.98±0.06	-0.88±0.14	-1.20±0.26	0.54±0.12	10.38±0.10	2.46±0.10	(+0.657,+0.443,-0.609)	73.2	
	6.76±0.11	-1.68±0.28	-0.42±0.67	0.54±0.13	10.38±0.11	2.46±0.11	(+0.690,+0.431,-0.581)	68.0	29
0134+2257	6.80±0.13	-1.32±0.88	-0.24±0.52	0.20±0.26	10.49±0.57	–	(+0.353,+0.753,+0.555)	51.3	
0135+2242	7.05±0.02	-0.25±0.10	-1.30±0.00	0.51±0.06	10.29±0.05	2.19±0.05	(+0.707,+0.707,+0.000)	55.5	
	6.77±0.10	-1.63±0.42	-0.54±0.58	0.68±0.48	10.42±0.30	2.06±0.30	(+0.716,+0.288,-0.636)	62.0	29
0141+2220	6.98±0.02	-0.01±0.10	-0.40±0.03	0.03±0.01	8.70±0.10	3.20±0.10	(+0.531,+0.697,+0.483)	57.8	$\chi^2 > 4$
	7.96±0.09	-0.94±0.15	+0.40±0.00	0.15±0.03	9.34±0.08	2.56±0.08	(+0.707,+0.707,-0.001)	54.7	27

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM (1)	$\log(t)$ (2)	$\log(b)$ (3)	$\log(Z)$ (4)	$\mathcal{M}/L_K$ (5)	$\log(\mathcal{M}_*/M_\odot)$ (6)	$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$ (7)	PCA (8)	Var (9)	(10)
0144+2519	7.07±0.05	-0.64±0.20	-1.24±0.23	0.49±0.22	10.83±0.20	2.08±0.20	(-0.591,+0.473,+0.654)	73.1	
	6.88±0.11	-1.42±0.42	-0.52±0.59	0.40±0.29	10.75±0.32	2.17±0.32	(-0.703,+0.066,+0.709)	64.9	29
0147+2309	6.65±0.06	-1.53±0.33	+0.10±0.40	0.54±0.29	9.56±0.24	2.78±0.24	(+0.735,+0.553,-0.391)	55.1	
0148+2124	6.70±0.04	-1.51±0.26	-0.01±0.19	0.43±0.13	8.99±0.13	3.07±0.13	(+0.652,+0.660,+0.373)	69.9	
0150+2032	6.90±0.09	-1.17±0.28	-1.20±0.39	0.57±0.03	10.08±0.04	2.66±0.04	(+0.615,+0.553,-0.562)	84.3	
	6.53±0.14	-1.83±0.62	+0.25±0.35	0.40±0.45	9.92±0.49	2.82±0.49	(+0.732,+0.500,-0.463)	57.6	17
0156+2410	6.77±0.07	-1.07±0.36	+0.14±0.37	0.28±0.21	9.54±0.33	2.57±0.33	(+0.632,+0.459,-0.624)	77.4	
	6.78±0.02	-1.28±0.24	+0.00±0.03	0.28±0.13	9.54±0.21	2.57±0.21	(+0.689,+0.668,-0.281)	58.9	29
0157+2102	6.84±0.05	-1.19±0.45	-0.34±0.29	0.30±0.27	9.30±0.40	2.81±0.40	(-0.600,+0.431,+0.674)	67.8	
	6.93±0.05	-0.81±0.43	-0.61±0.14	0.16±0.13	9.04±0.35	3.07±0.35	(-0.659,+0.098,+0.746)	49.7	1
0159+2354	6.75±0.03	-1.57±0.43	+0.00±0.01	0.37±0.29	9.31±0.34	2.58±0.34	(+0.706,+0.704,-0.081)	63.5	
0159+2326	6.76±0.04	-0.44±0.51	+0.21±0.27	0.09±0.07	9.54±0.37	2.68±0.37	(-0.598,+0.402,+0.694)	66.4	
1246+2727	6.87±0.15	-0.73±0.53	-0.74±0.65	0.30±0.27	9.64±0.40	-	(+0.720,+0.186,-0.669)	61.5	
	6.75±0.17	-1.29±0.69	+0.06±0.36	0.20±0.21	9.47±0.45	-	(+0.674,+0.613,-0.414)	61.1	17
1247+2701	6.81±0.04	-1.60±0.25	+0.04±0.13	0.33±0.13	9.41±0.16	2.44±0.16	(+0.615,+0.530,-0.584)	60.1	
1253+2756	6.68±0.05	-2.03±0.22	-0.08±0.38	0.72±0.10	9.82±0.06	2.73±0.06	(+0.600,+0.639,+0.482)	77.7	
1254+2802	7.04±0.02	-0.31±0.04	-1.30±0.00	0.52±0.01	10.24±0.02	1.49±0.02	(+0.707,+0.707,+0.002)	42.5	$\chi^2 > 4$
	6.78±0.02	-0.37±0.33	+0.01±0.06	0.06±0.04	9.28±0.28	2.45±0.28	(-0.713,+0.701,+0.015)	38.7	29
1255+2819	6.78±0.08	-1.35±0.39	-0.09±0.41	0.35±0.23	10.19±0.29	2.48±0.29	(+0.698,+0.349,-0.626)	66.0	
1255+3125	6.29±0.26	-2.93±0.73	-0.83±0.59	0.76±0.63	10.38±0.36	2.28±0.36	(+0.596,+0.590,+0.546)	76.4	
	6.36±0.41	-2.85±0.57	-0.38±0.32	0.82±0.18	10.41±0.12	2.25±0.12	(+0.587,+0.599,+0.544)	86.4	1
1255+2734	6.33±0.24	-2.12±0.43	-0.63±0.67	0.57±0.13	9.90±0.10	2.49±0.10	(+0.579,+0.601,+0.551)	80.5	
	7.06±0.37	-1.78±0.29	-0.24±0.48	0.54±0.05	9.88±0.05	2.52±0.05	(+0.639,+0.579,-0.506)	77.5	7
1256+2732	6.68±0.23	-1.66±0.53	-0.59±0.75	0.56±0.21	10.07±0.17	2.58±0.17	(+0.623,+0.571,-0.535)	81.5	
	6.59±0.16	-0.92±0.42	+0.18±0.39	0.29±0.10	9.78±0.16	2.87±0.16	(+0.712,+0.599,-0.366)	59.5	3
1256+2701	6.83±0.13	-1.78±0.28	-1.05±0.55	0.62±0.03	9.75±0.05	2.55±0.05	(+0.616,+0.565,-0.548)	85.6	
	7.22±0.33	-1.57±0.25	+0.01±0.42	0.20±0.04	9.26±0.09	3.04±0.09	(+0.655,+0.579,-0.486)	72.9	27
1256+2910	6.39±0.02	-1.94±0.10	+0.39±0.04	0.68±0.01	10.64±0.02	1.59±0.02	(-0.680,+0.434,+0.590)	40.1	$\chi^2 > 4$
	6.84±0.03	-0.09±0.20	-0.42±0.09	0.04±0.01	9.36±0.18	2.87±0.18	(-0.626,+0.343,+0.700)	63.8	21

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM (1)	$\log(t)$ (2)	$\log(b)$ (3)	$\log(Z)$ (4)	$M/L_K$ (5)	$\log(M_*/M_\odot)$ (6)	$\log(SFR/M_*)$ (7)	PCA (8)	Var (9) (10)
1256+2823	6.75±0.11	-1.23±0.40	-0.20±0.69	0.42±0.26	10.40±0.27	2.58±0.27	(+0.702,+0.341,-0.625)	65.6
1256+2754	6.93±0.07	-1.17±0.56	-0.88±0.52	0.39±0.47	9.97±0.53	2.44±0.53	(-0.562,+0.510,+0.651)	76.2
	6.90±0.20	-1.52±0.40	-0.02±0.30	0.22±0.10	9.72±0.19	2.68±0.19	(+0.701,+0.667,-0.251)	65.9 21
1256+2722	6.87±0.05	-0.72±0.61	-0.13±0.19	0.09±0.08	9.48±0.38	2.60±0.38	(+0.576,+0.545,-0.609)	87.7
1257+2808	7.00±0.05	-0.91±0.36	-1.12±0.29	0.51±0.29	9.75±0.27	2.16±0.27	(-0.657,+0.200,+0.727)	60.3
	6.75±0.07	-1.38±0.64	-0.01±0.23	0.28±0.25	9.49±0.40	2.42±0.40	(+0.655,+0.655,+0.376)	58.2 29
1258+2754	6.99±0.02	-0.15±0.12	-1.30±0.00	0.42±0.05	9.92±0.06	2.81±0.06	(+0.707,+0.707,-0.001)	48.9
	6.78±0.14	-1.27±0.25	-0.84±0.64	0.55±0.09	10.04±0.08	2.70±0.08	(+0.619,+0.552,-0.559)	85.2 29
1259+3011	6.84±0.10	-1.86±0.93	-0.35±0.57	0.37±0.57	10.16±0.67	2.22±0.67	(+0.740,+0.144,-0.657)	53.5
1259+2755	6.74±0.13	-1.65±0.38	-0.40±0.69	0.73±0.22	10.61±0.14	2.17±0.14	(+0.688,+0.467,-0.556)	68.2
1300+2907	7.00±0.03	-0.36±0.13	-1.29±0.07	0.52±0.11	9.22±0.10	2.79±0.10	(-0.704,+0.021,+0.710)	55.2
	6.79±0.12	-1.36±0.26	-0.76±0.58	0.66±0.17	9.32±0.12	2.69±0.12	(+0.647,+0.518,-0.560)	77.6 29
1301+2904	6.78±0.04	-1.45±0.27	-0.10±0.28	0.36±0.13	9.71±0.16	2.97±0.16	(-0.366,+0.537,+0.760)	54.3
	6.98±0.11	-0.68±0.77	-0.12±0.18	0.07±0.10	9.02±0.57	3.65±0.57	(+0.581,+0.571,+0.579)	96.9 17
1302+2853	6.93±0.08	-1.36±0.35	-0.85±0.47	0.51±0.33	10.00±0.29	2.13±0.29	(-0.692,+0.134,+0.709)	65.0
	6.89±0.11	-1.17±0.28	-0.29±0.26	0.31±0.07	9.78±0.13	2.35±0.13	(+0.601,+0.602,+0.525)	75.8 19
1302+3032	6.93±0.13	-0.76±0.39	-0.75±0.64	0.33±0.41	9.70±0.54	-	(-0.667,+0.320,+0.673)	70.6
	6.88±0.13	-1.33±0.35	-0.64±0.62	0.53±0.37	9.90±0.31	-	(+0.703,+0.196,-0.684)	66.4 29
1303+2908	6.64±0.13	-1.80±0.30	-0.55±0.75	0.55±0.08	9.46±0.07	3.06±0.07	(+0.690,+0.569,-0.448)	68.9
1304+2808	6.84±0.06	-0.85±0.77	+0.01±0.11	0.07±0.10	9.29±0.62	2.94±0.62	(+0.667,+0.475,+0.574)	62.2
1304+2830	6.93±0.06	-1.80±0.15	-1.24±0.24	0.82±0.03	9.06±0.04	2.34±0.04	(+0.609,+0.562,-0.559)	84.8
	6.80±0.21	-1.73±0.72	+0.15±0.32	0.39±0.35	8.74±0.40	2.67±0.40	(+0.640,+0.600,-0.479)	77.5 1
1306+2938	6.91±0.03	-1.38±0.08	-1.29±0.09	0.67±0.01	10.31±0.02	2.50±0.02	(+0.613,+0.594,-0.521)	76.9
	6.51±0.08	-1.34±0.10	+0.37±0.16	0.41±0.04	10.10±0.05	2.71±0.05	(+0.628,+0.527,-0.572)	60.1 3
1306+3111	6.92±0.11	-0.28±0.35	-1.01±0.35	0.33±0.09	9.50±0.12	2.71±0.12	(+0.580,+0.573,-0.579)	97.9
	6.73±0.01	-0.23±0.35	+0.00±0.00	0.05±0.03	8.66±0.31	3.55±0.31	(+0.707,+0.707,+0.000)	46.2 29
1307+2910	6.81±0.01	-0.79±0.51	+0.01±0.07	0.10±0.10	10.12±0.43	2.80±0.43	(-0.672,+0.396,+0.627)	61.5
1308+2958	6.76±0.08	-0.76±0.42	+0.26±0.36	0.20±0.12	9.92±0.27	2.38±0.27	(+0.669,+0.330,-0.665)	69.9

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM	$\log(t)$	$\log(b)$	$\log(Z)$	$\mathcal{M}/L_K$	$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$	$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$	PCA	Var	(10)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	
1308+2950	6.78±0.27	-0.96±0.66	-0.92±0.62	0.57±0.08	11.05±0.10	1.92±0.10	(+0.607,+0.600,-0.521)	84.1	
	6.56±0.18	-0.87±0.29	+0.14±0.43	0.23±0.03	10.65±0.10	2.33±0.10	(+0.661,+0.738,+0.136)	50.4	5
1310+3027	6.66±0.17	-1.25±0.47	-0.62±0.54	0.47±0.14	10.11±0.13	2.19±0.13	(+0.665,+0.621,-0.415)	70.3	
1312+3040	6.46±0.19	-2.96±0.31	-0.14±0.68	0.93±0.00	10.70±0.03	2.07±0.03	(+0.635,+0.618,-0.464)	74.7	
	7.16±0.51	-2.51±0.49	+0.28±0.29	0.81±0.09	10.63±0.06	2.13±0.06	(+0.696,+0.704,+0.144)	66.2	7
1312+2954	6.87±0.15	-0.57±0.51	-0.74±0.48	0.32±0.12	10.13±0.21	2.34±0.21	(+0.604,+0.580,-0.547)	85.8	
1313+2938	6.73±0.13	-1.66±0.26	-0.85±0.59	0.75±0.09	9.90±0.06	3.25±0.06	(+0.622,+0.567,-0.540)	84.1	
	6.87±0.16	-0.60±0.65	-0.04±0.21	0.05±0.06	8.69±0.55	4.45±0.55	(+0.689,+0.714,+0.128)	60.2	21
1314+2827	6.94±0.08	-0.94±0.50	-0.93±0.47	0.39±0.48	9.94±0.53	2.47±0.53	(-0.611,+0.434,+0.661)	73.5	
	6.74±0.10	-2.04±0.26	-0.34±0.64	0.80±0.13	10.24±0.07	2.16±0.07	(+0.706,+0.436,-0.558)	65.6	29
1320+2727	6.82±0.07	-1.31±0.26	-0.19±0.32	0.33±0.17	9.01±0.22	2.85±0.22	(+0.709,+0.061,-0.702)	64.7	
1324+2926	6.57±0.12	-2.30±0.39	-0.51±0.46	0.71±0.12	8.97±0.08	3.07±0.08	(+0.557,+0.631,+0.540)	79.8	
	6.85±0.13	-1.27±0.60	-0.06±0.20	0.21±0.19	8.45±0.38	3.59±0.38	(+0.594,+0.562,+0.575)	84.9	1
1324+2651	6.23±0.18	-2.59±0.22	-0.74±0.68	0.64±0.07	10.58±0.05	2.49±0.05	(+0.574,+0.595,+0.562)	66.6	
	6.61±0.21	-0.90±0.50	+0.28±0.28	0.11±0.06	9.80±0.23	3.27±0.23	(+0.553,+0.591,+0.587)	78.3	5
1331+2900	6.50±0.11	-1.46±0.27	-0.09±0.64	0.50±0.15	8.50±0.17	3.78±0.17	(+0.658,+0.484,-0.577)	67.8	
	7.04±0.40	-1.30±0.62	-0.05±0.46	0.32±0.30	8.31±0.42	3.98±0.42	(+0.641,+0.526,-0.558)	76.3	23
1428+2727	6.63±0.05	-1.52±0.29	-0.23±0.62	0.42±0.13	9.60±0.15	3.26±0.15	(+0.448,+0.748,+0.490)	55.4	
1429+2645	6.73±0.02	-1.78±0.19	+0.00±0.00	0.49±0.15	9.52±0.14	2.72±0.14	(+0.707,+0.707,+0.000)	61.6	
1430+2947	6.78±0.13	-1.72±0.28	-0.76±0.65	0.84±0.16	10.10±0.09	2.59±0.09	(+0.635,+0.541,-0.551)	81.1	
1431+2854	6.39±0.02	-2.06±0.12	+0.27±0.22	0.70±0.01	10.72±0.02	1.73±0.02	(-0.659,+0.272,+0.701)	56.7	$\chi^2 > 4$
	6.73±0.05	-0.64±0.25	+0.24±0.34	0.19±0.09	10.16±0.21	2.29±0.21	(+0.708,+0.017,-0.706)	65.1	29
1431+2702	6.91±0.04	-1.69±0.09	-1.29±0.09	0.88±0.01	10.18±0.02	2.63±0.02	(+0.572,+0.602,-0.558)	77.6	
	6.93±0.21	-0.74±0.62	+0.06±0.16	0.06±0.07	9.04±0.44	3.78±0.44	(+0.594,+0.562,-0.576)	89.8	5
1431+2947	6.70±0.06	-1.43±0.46	-0.10±0.55	0.44±0.35	8.64±0.35	3.18±0.35	(-0.659,+0.137,+0.740)	52.0	
1431+2814	7.05±0.05	-0.38±0.20	-1.28±0.10	0.54±0.04	10.43±0.04	1.49±0.04	(+0.595,+0.560,-0.577)	88.7	
	6.79±0.06	-0.59±0.64	-0.01±0.12	0.07±0.08	9.56±0.51	2.37±0.51	(+0.654,+0.466,+0.596)	72.3	29
1432+2645	6.81±0.09	-0.89±0.62	-0.12±0.46	0.20±0.21	10.27±0.47	2.55±0.47	(+0.673,+0.432,-0.600)	71.3	

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM (1)	$\log(t)$ (2)	$\log(b)$ (3)	$\log(Z)$ (4)	$\mathcal{M}/L_K$ (5)	$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$ (6)	$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$ (7)	PCA (8)	Var (9)	(10)
1440+2521N	6.68±0.14	-1.73±0.36	-0.06±0.26	0.50±0.17	10.43±0.18	2.27±0.18	(+0.618,+0.554,+0.558)	82.7	
	6.88±0.09	-1.46±0.37	-0.18±0.21	0.34±0.16	10.26±0.24	2.44±0.24	(+0.530,-0.428,+0.732)	57.8	1
1440+2511	6.77±0.07	-0.59±0.52	+0.25±0.34	0.12±0.12	9.70±0.47	2.56±0.47	(+0.696,+0.237,-0.677)	67.5	
	6.80±0.03	-0.88±0.73	+0.01±0.05	0.10±0.13	9.63±0.59	2.62±0.59	(+0.691,+0.683,-0.237)	59.6	29
1440+2521S	6.64±0.11	-2.51±0.41	-0.36±0.60	0.66±0.09	10.19±0.13	2.32±0.13	(+0.723,+0.678,-0.130)	59.2	
1442+2845	6.86±0.10	-1.49±0.27	-1.18±0.38	0.65±0.19	9.91±0.13	2.40±0.13	(+0.634,+0.518,-0.573)	79.6	
	6.65±0.27	-2.09±0.77	-0.01±0.34	0.43±0.38	9.73±0.38	2.57±0.38	(+0.713,+0.649,-0.266)	61.9	17
1443+2844	6.34±0.11	-1.81±0.19	-0.39±0.75	0.61±0.02	10.72±0.02	2.17±0.02	(+0.324,+0.682,+0.655)	62.0	$\chi^2 > 4$
	6.62±0.19	-1.72±0.41	-0.12±0.35	0.46±0.19	10.59±0.18	2.29±0.18	(+0.717,+0.625,-0.309)	57.9	17
1443+2548	6.99±0.06	-0.76±0.28	-1.22±0.24	0.51±0.18	10.52±0.18	2.42±0.18	(+0.717,+0.156,-0.679)	61.6	
	6.74±0.11	-1.80±0.45	-0.40±0.72	0.52±0.30	10.53±0.27	2.41±0.27	(+0.722,+0.269,-0.638)	60.2	29
1444+2923	6.76±0.02	-0.57±0.61	+0.38±0.10	0.08±0.11	9.07±0.57	3.00±0.57	(+0.709,+0.398,-0.582)	62.6	
	6.81±0.02	-0.53±0.60	+0.07±0.15	0.05±0.07	8.89±0.55	3.18±0.55	(+0.698,+0.257,-0.669)	65.4	29
1452+2754	6.17±0.19	-3.14±0.39	-0.98±0.56	0.68±0.29	10.78±0.21	2.22±0.21	(+0.599,+0.576,+0.556)	65.1	
	6.24±0.39	-2.93±0.55	-0.47±0.30	0.66±0.12	10.76±0.13	2.23±0.13	(+0.588,+0.583,+0.561)	93.0	1
1506+1922	6.17±0.30	-2.66±1.09	-1.10±0.47	0.42±0.55	10.21±0.58	2.58±0.58	(+0.568,+0.582,+0.582)	95.7	
1513+2012	6.55±0.16	-2.20±0.23	-0.11±0.69	0.88±0.01	10.98±0.02	2.31±0.02	(+0.583,+0.575,-0.574)	96.6	
	6.79±0.19	-1.66±0.19	+0.36±0.18	0.31±0.05	10.52±0.08	2.77±0.08	(+0.623,+0.574,-0.532)	82.1	11
1537+2506N	6.29±0.15	-2.99±0.15	-0.45±0.67	0.72±0.01	10.74±0.03	2.48±0.03	(+0.312,+0.711,+0.630)	55.6	
	6.78±0.33	-1.96±0.61	-0.09±0.23	0.43±0.15	10.52±0.16	2.70±0.16	(+0.595,+0.600,+0.534)	84.5	1
1537+2506S	6.67±0.18	-2.40±0.25	-0.57±0.79	0.91±0.01	10.24±0.02	2.52±0.02	(+0.581,+0.575,-0.576)	97.7	
	7.26±0.18	-2.11±0.15	+0.40±0.05	0.65±0.05	10.09±0.04	2.67±0.04	(+0.688,+0.673,-0.270)	64.8	7
1557+1423	6.71±0.27	-1.38±1.34	-0.19±0.46	0.10±0.19	9.67±0.79	2.90±0.79	(+0.603,+0.551,+0.577)	86.8	
1612+1308	6.47±0.08	-2.07±0.08	-0.36±0.44	0.70±0.02	8.23±0.07	3.44±0.07	(-0.619,+0.477,+0.624)	74.2	
	6.94±0.20	-1.41±0.71	-0.27±0.52	0.29±0.37	7.85±0.55	3.82±0.55	(+0.701,+0.713,+0.031)	58.4	15
1646+2725	6.71±0.18	-1.78±0.27	-0.73±0.76	0.60±0.03	9.48±0.05	2.72±0.05	(+0.589,+0.571,-0.571)	94.7	
	7.14±0.37	-1.06±0.36	+0.24±0.28	0.12±0.05	8.78±0.19	3.42±0.19	(+0.635,+0.568,-0.523)	78.9	11

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM	$\log(t)$	$\log(b)$	$\log(Z)$	$\mathcal{M}/L_K$	$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$	$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$	PCA	Var	(10)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	
1647+2950	6.89±0.11	-1.10±0.36	-1.15±0.38	0.55±0.16	10.57±0.17	2.50±0.17	(+0.645,+0.516,-0.563)	77.0	
	6.75±0.27	-1.57±0.51	-0.16±0.33	0.17±0.09	10.07±0.25	3.01±0.25	(+0.625,+0.665,+0.410)	66.9	21
1647+2729	6.99±0.06	-1.07±0.21	-1.23±0.22	0.64±0.13	10.76±0.09	2.06±0.09	(+0.636,+0.529,-0.562)	78.9	
	6.76±0.19	-1.45±0.56	-0.07±0.42	0.18±0.15	10.20±0.36	2.61±0.36	(+0.711,+0.628,-0.318)	64.1	21
1648+2855	6.82±0.11	-1.61±0.17	-1.14±0.48	0.83±0.01	10.50±0.03	2.79±0.03	(+0.584,+0.575,-0.573)	97.0	
	6.46±0.17	-1.75±0.08	+0.06±0.46	0.36±0.01	10.14±0.03	3.15±0.03	(+0.587,+0.554,-0.591)	88.9	21
1653+2644	6.98±0.10	-0.69±0.27	-1.03±0.31	0.51±0.06	11.29±0.06	-	(+0.579,+0.577,-0.576)	98.1	
	6.78±0.04	-0.94±0.43	+0.19±0.23	0.17±0.12	10.81±0.31	-	(-0.584,+0.505,+0.635)	78.1	29
1654+2812	6.76±0.04	-1.37±0.60	+0.00±0.10	0.25±0.28	9.16±0.49	2.86±0.49	(+0.696,+0.691,+0.197)	61.6	
1656+2744	6.25±0.19	-3.00±0.28	-0.64±0.68	0.92±0.17	10.46±0.09	2.05±0.09	(+0.604,+0.609,+0.514)	68.0	
	6.56±0.52	-2.24±0.41	-0.08±0.40	0.34±0.08	10.03±0.11	2.48±0.11	(+0.607,+0.613,+0.505)	80.1	11
2238+2308	7.00±0.04	-0.61±0.20	-1.25±0.16	0.61±0.28	10.89±0.20	2.09±0.20	(-0.534,+0.514,+0.671)	71.1	
	7.36±0.47	-1.45±0.41	-0.14±0.42	0.28±0.07	10.56±0.11	2.42±0.11	(+0.652,+0.622,-0.433)	74.6	27
2239+1959	6.91±0.03	-1.30±0.09	-1.30±0.06	0.87±0.13	10.83±0.07	2.44±0.07	(+0.456,+0.787,+0.416)	46.2	
	7.88±0.13	-1.08±0.16	+0.20±0.27	0.44±0.09	10.53±0.09	2.74±0.09	(+0.346,+0.755,+0.557)	53.0	31
2250+2427	7.01±0.02	-0.74±0.06	-1.30±0.03	0.70±0.07	11.20±0.05	2.47±0.05	(+0.114,+0.705,+0.699)	51.9	$\chi^2 > 4$
	7.00±0.04	-0.94±0.16	+0.40±0.00	0.09±0.03	10.30±0.13	3.37±0.13	(+0.707,+0.707,+0.000)	45.8	27
2251+2352	6.71±0.04	-1.84±0.23	+0.08±0.18	0.49±0.08	9.90±0.07	2.58±0.07	(+0.649,+0.627,-0.431)	73.5	
2253+2219	6.97±0.02	-1.50±0.25	-1.24±0.22	0.78±0.42	10.42±0.23	2.10±0.23	(+0.307,+0.679,+0.667)	67.2	$\chi^2 > 4$
	6.73±0.10	-1.71±0.51	+0.37±0.11	0.36±0.28	10.08±0.35	2.44±0.35	(+0.578,+0.576,-0.577)	98.9	1
2255+1930S	6.96±0.07	-1.67±0.17	-1.15±0.29	0.69±0.06	10.01±0.04	2.17±0.04	(+0.598,+0.565,-0.568)	89.7	
	6.79±0.16	-2.19±0.40	-0.23±0.46	0.59±0.17	9.95±0.13	2.23±0.13	(+0.702,+0.640,-0.313)	67.0	17
2255+1930N	6.72±0.10	-1.37±0.24	-0.03±0.19	0.37±0.09	10.21±0.10	2.44±0.10	(+0.595,+0.546,+0.590)	89.3	
2255+1926	6.81±0.02	-1.17±0.45	+0.01±0.06	0.19±0.16	9.03±0.37	2.68±0.37	(+0.676,+0.574,-0.462)	58.9	
2256+2001	6.78±0.24	-1.12±0.50	-0.75±0.80	0.60±0.01	10.37±0.04	1.55±0.04	(+0.580,+0.576,-0.577)	99.0	$\chi^2 > 4$
	6.75±0.01	-0.26±0.47	+0.30±0.18	0.05±0.05	9.30±0.40	2.62±0.40	(+0.121,+0.718,+0.686)	62.8	29
2257+1606	6.94±0.10	-2.04±0.38	-1.03±0.49	0.86±0.44	10.74±0.22	-	(+0.720,+0.340,-0.605)	62.6	
	6.76±0.14	-1.71±0.56	+0.17±0.38	0.34±0.25	10.33±0.32	-	(+0.725,+0.685,-0.073)	50.8	19

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM	$\log(t)$	$\log(b)$	$\log(Z)$	$\mathcal{M}/L_K$	$\log(\mathcal{M}_*/M_\odot)$	$\log(SFR/M_*)$	PCA	Var	
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
2258+1920	6.98±0.03	-1.44±0.06	-1.30±0.06	0.63±0.01	10.22±0.02	2.52±0.02	(+0.600,+0.521,+0.607)	52.5	$\chi^2 > 4$
	7.55±0.16	-0.66±0.22	+0.40±0.00	0.05±0.02	9.14±0.16	3.60±0.16	(+0.707,+0.707,+0.000)	50.6	11
2300+2015	6.93±0.08	-1.35±0.27	-1.15±0.33	0.62±0.26	10.57±0.18	2.21±0.18	(+0.677,+0.421,-0.603)	69.9	
	6.67±0.09	-2.23±0.22	-0.29±0.66	0.67±0.04	10.60±0.03	2.18±0.03	(+0.731,+0.539,-0.417)	60.3	29
2302+2053W	6.75±0.12	-1.55±0.25	-0.70±0.60	0.58±0.07	9.84±0.06	2.78±0.06	(+0.625,+0.547,-0.557)	84.0	
	7.49±0.27	-0.93±0.30	-0.20±0.32	0.14±0.05	9.23±0.17	3.39±0.17	(+0.635,+0.688,+0.351)	67.8	27
2303+1856	7.05±0.04	-0.05±0.18	-1.29±0.09	0.41±0.06	10.81±0.07	2.07±0.07	(+0.606,+0.557,-0.568)	83.4	$\chi^2 > 4$
	7.01±0.03	-0.29±0.28	+0.00±0.02	0.10±0.05	10.19±0.20	2.69±0.20	(+0.671,+0.566,-0.479)	61.3	19
2304+1640	6.69±0.12	-1.72±0.28	-0.40±0.70	0.67±0.21	9.03±0.14	2.76±0.14	(+0.670,+0.470,-0.574)	71.9	
2304+1621	5.97±0.02	-3.34±0.15	-1.30±0.00	0.93±0.01	10.61±0.02	2.21±0.02	(-0.707,+0.707,-0.002)	44.6	
2307+1947	6.82±0.09	-2.19±0.31	-0.28±0.53	0.61±0.21	10.38±0.15	1.92±0.15	(+0.706,+0.278,-0.651)	65.2	
2310+1800	6.78±0.20	-1.75±0.76	-0.79±0.64	0.49±0.43	10.73±0.38	1.94±0.38	(+0.680,+0.528,-0.508)	67.6	
	6.65±0.30	-2.61±0.59	-0.15±0.38	0.62±0.14	10.83±0.10	1.84±0.10	(+0.640,+0.688,+0.341)	66.2	17
2313+1841	6.92±0.10	-1.02±0.29	-1.09±0.47	0.58±0.19	10.27±0.15	2.08±0.15	(+0.667,+0.470,-0.578)	72.7	
	6.64±0.13	-0.99±0.36	+0.18±0.43	0.18±0.08	9.76±0.19	2.59±0.19	(+0.635,+0.532,-0.560)	78.4	5
2313+2517	6.43±0.30	-2.39±0.83	-0.44±0.62	0.70±0.38	11.31±0.23	—	(+0.691,+0.673,+0.264)	66.1	
	6.77±0.15	-1.14±0.57	+0.17±0.35	0.17±0.11	10.69±0.27	—	(+0.591,+0.555,-0.585)	86.7	5
2315+1923	6.94±0.04	-0.83±0.08	-1.26±0.16	0.58±0.06	9.80±0.05	2.88±0.05	(+0.599,+0.558,-0.574)	82.7	
	7.54±0.29	-0.48±0.47	-0.26±0.35	0.08±0.06	8.93±0.35	3.75±0.35	(+0.621,+0.698,+0.357)	66.6	27
2316+2457	6.90±0.10	-1.68±0.43	-0.99±0.56	0.72±0.49	11.31±0.30	2.02±0.30	(+0.719,+0.165,-0.675)	61.7	
	6.63±0.14	-1.87±0.30	+0.21±0.37	0.33±0.10	10.97±0.13	2.36±0.13	(+0.644,+0.572,-0.508)	76.2	5
2316+2459	6.80±0.14	-1.14±0.51	-0.45±0.50	0.43±0.07	10.59±0.08	2.01±0.08	(+0.605,+0.589,-0.536)	83.7	
2317+2356	6.42±0.09	-2.05±0.19	+0.35±0.27	0.87±0.02	11.62±0.02	1.63±0.02	(+0.584,+0.561,-0.586)	92.8	$\chi^2 > 4$
	6.87±0.06	-0.21±0.37	-0.50±0.17	0.05±0.03	10.36±0.31	2.89±0.31	(+0.714,+0.093,-0.694)	62.3	21
2319+2234	7.01±0.02	-1.01±0.08	-1.30±0.06	0.65±0.04	10.54±0.04	2.24±0.04	(+0.588,+0.550,+0.594)	57.8	$\chi^2 > 4$
	6.76±0.01	-0.01±0.08	+0.40±0.00	0.01±0.00	8.61±0.09	4.17±0.09	(+0.707,+0.706,-0.032)	37.5	17
2319+2243	6.48±0.19	-1.86±0.41	+0.14±0.61	0.91±0.04	11.07±0.03	1.55±0.03	(+0.578,+0.574,-0.579)	98.7	
	6.73±0.12	-1.61±0.65	-0.49±0.68	0.54±0.56	10.84±0.45	1.78±0.45	(+0.750,+0.349,-0.562)	55.1	29

Tabla 7.2: Continuación.

Nombre UCM (1)	$\log(t)$ (2)	$\log(b)$ (3)	$\log(Z)$ (4)	$\mathcal{M}/L_K$ (5)	$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$ (6)	$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$ (7)	PCA (8)	Var (9)	(10)
2320+2428	6.83±0.14	-1.24±0.47	-0.29±0.52	0.57±0.04	11.23±0.03	0.90±0.03	(+0.591,+0.566,-0.575)	94.8	
2321+2149	6.83±0.11	-1.62±0.35	-0.56±0.62	0.52±0.23	10.28±0.19	2.36±0.19	(+0.692,+0.374,-0.617)	67.4	
2321+2506	6.07±0.18	-2.15±0.26	-1.30±0.00	0.64±0.01	10.62±0.03	2.10±0.03	(-0.707,+0.707,+0.000)	42.1	$\chi^2 > 4$
	6.62±0.02	-0.33±0.21	+0.40±0.00	0.09±0.04	9.76±0.17	2.96±0.17	(+0.707,+0.707,+0.004)	54.7	21
2322+2218	6.80±0.05	-0.29±0.26	-0.07±0.16	0.06±0.03	9.02±0.20	2.99±0.20	(+0.615,+0.460,-0.640)	76.9	
	6.89±0.05	-0.10±0.31	-0.41±0.13	0.04±0.02	8.83±0.23	3.18±0.23	(+0.200,-0.727,+0.657)	58.4	1
2324+2448	7.05±0.23	-2.15±0.61	-0.38±0.72	0.60±0.20	10.86±0.15	1.23±0.15	(+0.713,+0.686,-0.145)	56.4	
	7.09±0.27	-1.56±0.71	+0.03±0.35	0.35±0.08	10.63±0.10	1.46±0.10	(+0.709,+0.611,-0.352)	46.9	3
2325+2208	6.24±0.16	-2.08±0.19	-0.92±0.62	0.63±0.01	11.14±0.03	1.84±0.03	(+0.489,+0.599,+0.634)	68.3	$\chi^2 > 4$
	6.72±0.09	-0.93±0.43	+0.09±0.54	0.27±0.18	10.77±0.29	2.21±0.29	(+0.718,+0.121,-0.685)	61.6	29
2326+2435	6.66±0.09	-1.83±0.20	-0.34±0.64	0.60±0.08	9.43±0.07	2.98±0.07	(+0.691,+0.490,-0.531)	67.5	
	7.61±0.33	-0.58±0.46	-0.13±0.31	0.09±0.06	8.60±0.29	3.81±0.29	(+0.665,+0.704,+0.250)	65.0	11
2327+2515N	6.85±0.09	-1.36±0.20	-0.74±0.43	0.54±0.14	9.77±0.12	2.62±0.12	(+0.653,+0.471,-0.593)	75.5	
2327+2515S	6.91±0.03	-0.75±0.09	-1.30±0.05	0.65±0.06	9.98±0.07	2.91±0.07	(+0.675,+0.329,-0.660)	48.7	
	7.17±0.42	-0.61±0.37	+0.09±0.38	0.23±0.09	9.53±0.17	3.36±0.17	(+0.609,+0.574,-0.547)	87.1	25
2329+2427	7.04±0.03	-0.57±0.15	-1.30±0.04	0.61±0.03	10.64±0.03	1.32±0.03	(+0.684,+0.498,-0.533)	65.3	$\chi^2 > 4$
	6.79±0.03	-0.34±0.44	+0.05±0.17	0.05±0.04	9.57±0.37	2.40±0.37	(+0.539,+0.554,-0.634)	69.7	29
2329+2512	6.78±0.02	-0.59±0.42	+0.00±0.12	0.09±0.07	8.23±0.37	3.38±0.37	(+0.696,+0.564,-0.445)	59.0	
2331+2214	6.71±0.07	-0.94±0.53	-0.01±0.26	0.23±0.19	9.78±0.37	2.64±0.37	(+0.611,+0.587,-0.532)	86.5	
2333+2248	6.65±0.16	-1.82±0.29	-0.54±0.78	0.58±0.10	10.16±0.50	2.74±0.50	(+0.621,+0.553,-0.555)	84.6	
	7.32±0.41	-1.71±0.32	-0.06±0.47	0.47±0.10	10.07±0.50	2.84±0.50	(+0.635,+0.577,-0.514)	79.9	23
2348+2407	6.97±0.04	-1.52±0.20	-1.21±0.28	0.81±0.32	10.29±0.18	2.17±0.18	(-0.619,+0.285,+0.732)	59.1	
	6.91±0.20	-1.56±0.34	-0.02±0.28	0.23±0.08	9.75±0.15	2.70±0.15	(+0.700,+0.671,-0.246)	66.6	21
2351+2321	6.15±0.31	-2.32±1.03	-1.09±0.48	0.37±0.53	9.50±0.63	2.86±0.63	(+0.572,+0.579,+0.581)	97.7	

En este sentido podemos definir un factor de conversión entre la luminosidad  $H\alpha$  y la SFR efectiva. Este factor no es equivalente al factor de Kennicutt (1998a), sino que está construido con el fin de poder comparar nuestros resultados sobre la SFR con los de la literatura. El cálculo del factor de conversión fue explicado en Alonso-Herrero et al. (1996) y consiste en estimar la masa en estrellas jóvenes formada de acuerdo con un modelo de SFR instantánea (usando la librería de SB99, IMF de SALP y extinción de CF00) y el periodo de tiempo en el que la  $EW(H\alpha)$  sería mayor que el límite de detección de la Exploración UCM. Dividiendo ambas cantidades obtenemos una SFR que podemos ligar con la luminosidad  $H\alpha$ , obteniendo finalmente:

$$\text{SFR} = \frac{L_{H\alpha}}{0.7 \times 10^{40} \text{erg s}^{-1}} \mathcal{M}_{\odot} \text{ a}^{-1} \quad (7.2)$$

Con esta expresión se calcularon las SFRs efectivas de todas las galaxias UCM usando las luminosidades de los espectros (corregidas de apertura) de Gallego et al. (1996), y las tasas de formación estelar *específicas*,  $\text{SFR}/\mathcal{M}_{*}$ , definidas como la SFR por unidad de masa estelar. Estos valores se dan en la tabla 7.2.

La figura 7.11 (paneles de la derecha) mostró la relación existente entre la  $\text{SFR}/\mathcal{M}_{*}$  y el tipo espectroscópico, observándose valores más altos de este parámetro para las galaxias tipo HII en comparación con las tipo disco, es decir, los brotes de las galaxias HII son más masivos y violentos en comparación con el contenido global de estrellas. La diferencia entre los valores medianos de los casos más extremos, SBN y BCD, es mayor que un orden de magnitud.

Finalmente, en la figura 7.15 se representa la relación entre la masa estelar total y la tasa de formación estelar específica para las galaxias de la muestra UCM y otras muestras de comparación, que describimos a continuación:

- una muestra de espirales normales cuyas luminosidades  $H\alpha$  y magnitudes  $B$  fueron medidas por Kennicutt (1983) y razones masa-luminosidad en  $B$  estimadas por Faber & Gallagher (1979).
- las galaxias *starburst* de Calzetti (1997), que son objetos con una formación estelar dominante y muy violenta.
- una muestra de objetos HII presentados en Telles (1995) y cuyas masas viriales han sido convertidas en masas estelares restándoles un factor 0.6dex (GdP00).

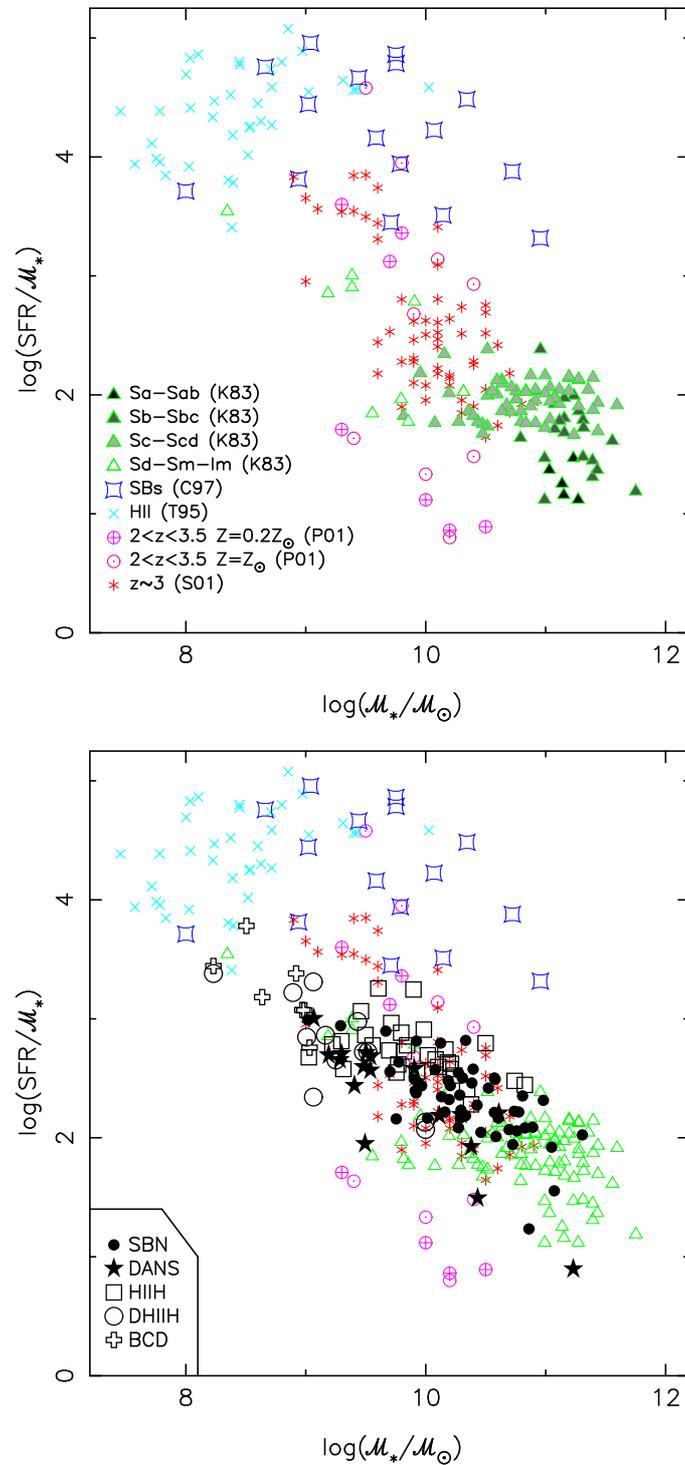


Figura 7.15: Relación entre la SFR específica (en  $10^{-11}$  año $^{-1}$ ) y la masa estelar total de las galaxias UCM. El primer panel representa las muestras de comparación descritas en el texto. Los símbolos del segundo panel representan los distintos tipos espectroscópicos de la muestra UCM, correspondiendo los signos huecos a galaxias tipo HII y los rellenos a objetos tipo disco.

- una muestra de galaxias con  $2 < z < 3.5$  analizada por Papovich et al. (2001) <sup>2</sup>.
- las LBGs a  $z \sim 3$  estudiadas por Shapley et al. (2001).

La figura 7.15 muestra una clara segregación en tipo espectroscópico, siendo las galaxias tipo disco sistemas más masivos y con una menor SFR específica que los objetos tipo HII, es decir, que están experimentando un brote de formación estelar no muy intenso en comparación con el contenido total de estrellas. En cambio, en las galaxias HII la formación estelar es más importante y violenta en el sentido de que la tasa de formación es más alta. La separación entre ambos tipos espectroscópicos no es abrupta, existiendo una zona de solapamiento amplia en la que las galaxias tipo disco que calificamos como enanas, es decir, las DANS, coinciden en propiedades con las tipo HII de  $SFR/M_*$  menor, y las enanas de tipo HII se aproximan a la zona ocupada por las BCDs, en las que el brote de formación estelar es muy intenso para su pequeña masa (véase también la figura 7.11).

Es interesante reseñar también que las galaxias DANS muestran un amplio rango de propiedades en la figura 7.15. Un número de ellas se sitúan en la zona dominada por objetos SBN, mientras que otras muestran SFRs específicas típicas de galaxias HII. La mayor fracción de estos objetos tiene una masa típica de una galaxia HII pero con una  $SFR/M_*$  algo menor. Cuando se ajustaron los modelos a los datos observacionales de las galaxias DANS se constató la complejidad de los procesos de extinción, correspondiendo los mejores modelos de las DANS más masivas a una extinción tipo CF00 y las menos masivas a la receta de CALZ00 (en ambos casos con la librería de SB99 y una IMF de SALP). Esto parece indicar que las galaxias tipo DANS son un grupo muy complejo y heterogéneo con una mezcla de poblaciones e historias de formación estelar.

Comparando los dos diagramas de la figura 7.15 resulta obvio que los objetos de la muestra UCM presentan un amplio rango de propiedades intermedias entre las galaxias completamente dominadas por un brote reciente o presente (como son las galaxias tipo *starburst* de Calzetti 1997 o las HII de Telles 1995) y las galaxias espirales normales y quiescentes. También es interesante constatar que las galaxias *starburst* de Calzetti (1997) se encuentran fuera de la tendencia general (lineal a grandes rasgos) seguida por todos los demás objetos: aunque sus masas estelares son muy parecidas a las de los objetos de la muestra UCM, sus SFRs específicas son mucho más altas, lo que indica que están sufriendo brotes extremadamente violentos. La selección de este tipo de galaxias favorece este comportamiento (al basarse en excesos UV), pero es importante recordar que estos

---

<sup>2</sup>Papovich y colaboradores usan modelos con metalicidad  $Z_{\odot}$  y  $0.2 Z_{\odot}$  y una SFR exponencial para derivar masas estelares y SFR actuales.

objetos son casos muy extremos y en ningún caso representativos de la población local de galaxias con formación estelar.

Tabla 7.3: Estadísticas (valores medianos y cuartiles) de la masa estelar total (en unidades solares) y la tasa de formación estelar específica (en  $10^{-11}$  año $^{-1}$ ) de la muestra UCM. Todas las combinaciones de parámetros iniciales de los modelos han sido consideradas. Las últimas líneas se refieren a las estadísticas para el conjunto de mejores ajustes.

		$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$				$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$			
BC99		INST		CONS		INST		CONS	
SALP	CF00	9.93	+0.57 -0.45	10.35	+0.35 -0.58	2.47	+0.32 -0.43	2.31	+0.36 -0.44
	CALZ00	10.00	+0.46 -0.38	10.23	+0.45 -0.45	2.46	+0.31 -0.40	2.28	+0.40 -0.28
SCA	CF00	9.79	+0.48 -0.38	10.11	+0.37 -0.50	2.62	+0.33 -0.35	2.48	+0.44 -0.40
	CALZ00	9.89	+0.41 -0.40	10.01	+0.41 -0.44	2.55	+0.32 -0.28	2.50	+0.39 -0.30
MSCA	CF00	9.63	+0.49 -0.43	9.71	+0.51 -0.56	2.81	+0.33 -0.37	2.77	+0.44 -0.40
	CALZ00	9.72	+0.42 -0.40	9.77	+0.51 -0.51	2.72	+0.32 -0.29	2.69	+0.45 -0.30
SB99		INST		CONS		INST		CONS	
SALP	CF00	10.02	+0.42 -0.51	10.41	+0.32 -0.60	2.48	+0.25 -0.39	2.21	+0.43 -0.37
	CALZ00	10.11	+0.40 -0.59	10.29	+0.40 -0.52	2.40	+0.28 -0.32	2.30	+0.43 -0.32
Mejor ajuste	nº galaxias	$\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot)$				$\log(SFR/\mathcal{M}_*)$			
total	154	9.86	+0.48 -0.54			2.60	+0.27 -0.36		
tipo disco	95	10.16	+0.33 -0.44			2.44	+0.24 -0.26		
tipo HII	59	9.43	+0.38 -0.43			2.78	+0.52 -0.16		
SBN	73	10.27	+0.31 -0.24			2.42	+0.26 -0.26		
DANS	22	9.37	+0.18 -0.09			2.57	+0.11 -0.18		
HIH	40	9.58	+0.35 -0.27			2.71	+0.35 -0.14		
DHIH	12	8.89	+0.36 -0.29			2.85	+0.57 -0.18		
BCD	7	8.45	+0.18 -0.15			3.59	+0.23 -0.41		

Por último, es muy interesante la comparación de nuestras galaxias con objetos a alto desplazamiento al rojo. En el diagrama 7.15 las galaxias LBG a  $z \sim 3$  estudiadas por Shapley et al. (2001) ocupan la misma zona que nuestros objetos, lo que podría indicar que a este desplazamiento al rojo estas galaxias ya han formado una fracción importante del contenido estelar total de una galaxia normal local, y que su formación estelar es

muy parecida a lo observado en galaxias con formación estelar activa en el Universo Local. Las propiedades de los brotes de estas galaxias distantes claramente se diferencian de los observados en *starbursts* locales, siendo la formación estelar menos violenta y más parecida a galaxias “comunes” como las de la Exploración UCM.

#### 7.4.1. Comentarios sobre galaxias individuales

En la figura 7.15 hay varios objetos interesantes que cabría comentar individualmente:

- Dos galaxias clasificadas como DHIIIH (UCM1302+2853 y UCM0047–0213) aparecen en la zona ocupada por objetos SBN o HIIIH extremas (los 2 círculos huecos con  $\log(\mathcal{M}_*/\mathcal{M}_\odot) \simeq 10.3$ ). Estos objetos presentan bajas luminosidades  $H\alpha$  pero luminosidades en  $K$  y masas intermedias. La edad de los brotes es alta (más de 8 Ma), por lo que podríamos estar viendo un brote muy evolucionado.
- UCM2319+2234 fue clasificada como SBN pero nuestros modelos indican que es una galaxia poco masiva con un brote muy dominante y una extinción muy alta que sólo puede ser modelada con la receta de CALZ00. La formación estelar prominente hace de esta galaxia un objeto muy azul ( $B - r = 0.25 \pm 0.06$ ), con un exceso UV muy alto (Takase & Miyauchi-Isobe 1990).
- UCM2320+2428 (estrella rellena en la esquina inferior-derecha de la figura 7.15) es una galaxia masiva de cara con una baja SFR específica que fue clasificada como DANS. Su luminosidad es muy alta en todas las bandas ( $M_K = -25.48 \pm 0.05$ ) pero el muy probable brote nuclear está muy extinguido, lo que explicaría la clasificación espectroscópica.
- Las galaxias más masivas de la muestra UCM son espirales de gran-diseño como UCM2238+2308, UCM2316+2457, UCM2324+2448 y UCM2325+2208, o galaxias distorsionadas con claros signos de interacción como, por ejemplo, UCM0000+2140, UCM1537+2506N y UCM1653+2644.
- También entre las galaxias con valores altos de  $SFR/\mathcal{M}_*$  aparecen objetos distorsionados (por ejemplo, UCM0056+0044 y UCM2250+2427).

## 7.5. Sumario y conclusiones

En este capítulo hemos analizado las propiedades de la población joven que integra los brotes de formación estelar responsables de la detección de las galaxias en la exploración de prisma-objetivo de la UCM. Utilizando la técnica de modelado descrita en el capítulo 6 se han calculado y discutido los resultados acerca de las fuerzas de brote, las edades y las metalicidades de la población estelar de los brotes. El método de modelado también proporciona características referentes a la población estelar global de cada galaxia, como son la masa estelar total o la tasa de formación estelar específica.

Los principales resultados de este estudio se detallan a continuación:

- ✓ Una galaxia UCM típica experimentó un brote de formación estelar instantáneo hace aproximadamente 5 Ma involucrando cerca de un 5 % de la masa estelar total de la galaxia. Las edades de los brotes de la muestra se encuentran en el intervalo entre 1 y 10 Ma, y las fuerzas de brote entre el 0.1 y el 100 %. El método de modelado no proporciona valores fiables para la metalicidad.
- ✓ Tal y como se argumentó en el capítulo 6, la extinción tiene un papel principal en el modelado de este tipo de galaxias. La intensidad del brote derivada por los modelos depende fuertemente de la atenuación por polvo, estando los brotes de formación estelar más violentos asociados con ambientes más oscurecidos. La detección de galaxias con formación estelar está también muy influenciada por la extinción, especialmente en el caso de objetos que albergan brotes muy jóvenes, que pueden estar todavía envueltos en una densa y opaca nube de gas y polvo y resultar invisibles para exploraciones como la de la UCM. Además, dado que la emisión nebular del gas ionizado decrece rápidamente después de 10 Ma de la formación de un brote instantáneo (y, por lo tanto, la anchura equivalente de  $H\alpha$ ), las galaxias con brotes más viejos que este valor no fueron detectadas por nuestra exploración.
- ✓ Incluso para brotes de formación estelar con una fuerza tan baja como el 1 %, la población joven emite una fracción muy importante de la luminosidad en el óptico. Consecuentemente, se espera y se observa una correlación entre los colores ópticos, en nuestro caso  $B - r$ , y la fuerza de brote. Esta correlación es muy clara para objetos con brotes poco extinguidos pero, sin embargo, se rompe para galaxias con extinciones altas, posiblemente debido a que diferentes extinciones afectan a los colores en diferente medida, escondiendo cualquier correlación existente. En todo caso podemos derivar un límite inferior de la fuerza de brote a partir de un color óptico.

- ✓ En una galaxia UCM típica con una fuerza de brote del 1 % las estrellas recientemente formadas contribuyen con aproximadamente un 10 % de la luminosidad en la banda  $K$ . Para brotes más intensos, en torno a  $b = 10\%$ , la contribución sube hasta el 50 %. Esto nos obliga a tener especial cuidado a la hora de calcular masas estelares a partir de luminosidades en el NIR, dado que las razones masa-luminosidad se van a ver afectadas por la emisión de la población joven.
- ✓ Con el anterior argumento en mente, hemos tenido en cuenta las diferencias en historia de la formación estelar de una galaxia a otra para obtener estimaciones de la razón masa-luminosidad para cada objeto individual. Las incertidumbres típicas de nuestro método son de 0.2dex. No hemos encontrado una correlación clara entre estas razones masa-luminosidad con ningún color o luminosidad óptico-NIR. Las razones masa-luminosidad individuales de cada galaxia han sido usadas para calcular su masa estelar integrada.
- ✓ Una galaxia UCM típica tiene una masa estelar integrada de  $\sim 10^{10} M_{\odot}$ , lo que supone un factor 7–10 menos que la masa de una galaxia  $L^*$ . El rango de masas observado va desde objetos tan masivos como una galaxia  $L^*$  ( $\sim 10^{11} M_{\odot}$ ) a enanas de masa inferior a  $10^8 M_{\odot}$ . Nuestros resultados apuntan a que la formación estelar en el Universo Local está dominada por galaxias considerablemente menos masivas que un objeto  $L^*$ .
- ✓ Hemos dividido las galaxias con formación estelar de la Exploración UCM en dos tipos espectroscópicos, tipo disco y tipo HII. Aunque esta clasificación tiene una naturaleza espectroscópica, la mayoría de las galaxias tipo disco tienen una morfología de espiral evolucionada y masiva (en comparación con el otro tipo), mientras que las galaxias tipo HII son, en general, más pequeñas y/o compactas. Las galaxias tipo disco tienen una masa mayor que  $10^{10} M_{\odot}$  mientras que los objetos HII tienen masas menores, presentando además una mayor fracción de gas (en comparación con la masa estelar total). Este gas está siendo convertido en estrellas con una mayor eficiencia en las galaxias tipo HII que en las tipo disco, resultando en una mayor SFR específica en el primer tipo.
- ✓ Las galaxias UCM, representativas de la población de objetos locales con formación estelar activa, presentan propiedades intermedias entre las espirales normales quiescentes de gran diseño y galaxias completamente dominadas por la formación estelar reciente (por ejemplo, galaxias enanas HII). Muy interesante es la comparación de nuestra muestra con poblaciones de galaxias a  $z \sim 3$  (LBGs), que muestran propiedades de masa estelar y SFR específica muy similares a los objetos UCM, lo que indica que estas galaxias distantes ya habrían formado una gran cantidad de es-

trellas y la intensidad de la formación estelar “actual” no es excesivamente violenta como la de los *starbursts* locales, sino más parecida a la de galaxias con formación estelar activa en el Universo Local como las de la Exploración UCM.

# CAPÍTULO 8

## Funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM

En este capítulo analizaremos la distribución de luminosidades de las galaxias con formación estelar activa en el Universo Local, considerando el rango espectral desde el óptico hasta el infrarrojo lejano, e incluyendo también la caracterización de la emisión  $H\alpha$  de las galaxias de la Exploración UCM. El esquema del capítulo comienza con la presentación de los objetivos principales del estudio, seguido del análisis de la función de luminosidad en  $H\alpha$  basada en los flujos obtenidos en las imágenes estudiadas en el capítulo 5. Posteriormente describiremos un método de estimación de funciones de luminosidad bivariadas, para proseguir con el cálculo de éstas para los filtros de los que se tiene información para la muestra UCM. Finalmente estudiaremos la distribución de masas de la muestra Complutense, comparando nuestros resultados con los obtenidos por otros autores para poblaciones de galaxias a diversos desplazamientos al rojo.

### 8.1. Motivación y objetivos del estudio

Como ya se mencionó en la introducción de esta memoria de tesis, la formación estelar en galaxias es un tema de creciente interés en la investigación astrofísica actual,

tanto más interesante cuanto más medios técnicos se desarrollan y se hace posible la observación y la ampliación de nuestro conocimiento acerca de las poblaciones de galaxias cada vez más distantes. El origen de este interés se encuentra en el hecho comúnmente admitido de que las galaxias más distantes muestran procesos de formación estelar cada vez más importantes, violentos y dominantes con respecto a la cantidad de estrellas formadas anteriormente (Schmidt & Green 1983, Steidel et al. 1996, 1999, Yan et al. 2000).

Uno de los asuntos más estudiados dentro de este tema es la caracterización de las propiedades globales de la población de galaxias como función del tiempo de Hubble. Entre estas propiedades, una de las más importantes que podemos citar es la densidad de tasa de formación estelar del Universo, ya que nos da una idea de cuándo y cómo se han creado las estrellas que forman las galaxias existentes hasta nuestros días (véase, por ejemplo, Yan et al. 1999, Haarsma et al. 2000, Somerville et al. 2001, Rowan-Robinson 2001, Lanzetta et al. 2002).

Otro tema de alto interés cosmológico es la evolución de la luminosidad de las galaxias a lo largo de la vida del Universo. El estudio de esta evolución puede llevarse a cabo a través de la medida de la densidad volumétrica de galaxias de una determinada luminosidad a todos los desplazamientos al rojo, es decir, la evolución temporal (en escala de tiempo cosmológica) de la llamada función de luminosidad. En este asunto se han empleado muchos recursos, tanto humanos como instrumentales, para intentar determinar la función de luminosidad de las galaxias a todos los desplazamientos al rojo y en todos los rangos espectrales (véase, por ejemplo, Efstathiou et al. 1988, Loveday 2000, Kochanek et al. 2001, Cole et al. 2001).

Los objetivos principales de los estudios de la evolución de la función de luminosidad están relacionados con el conocimiento de cómo se han formado las estructuras que observamos en nuestro entorno. Sin embargo, la luminosidad de una galaxia puede verse influida de una manera importante por brotes recientes de formación estelar, aún cuando involucren una pequeña parte de toda la galaxia. Además, en cada rango espectral la contribución de los distintos tipos estelares es diferente. Por estas razones se podría pensar que otro parámetro importante en la caracterización de la formación de galaxias a lo largo del tiempo de Hubble, incluso más relevante que la luminosidad, es la masa estelar (véase Aragón-Salamanca et al. 1998, Baugh et al. 1998, Fukugita et al. 1998, Kauffmann et al. 1999).

Efectivamente, los modelos de formación de galaxias son fácilmente distinguibles en función de la masa de las estructuras galácticas y su evolución con el tiempo. Así, por ejemplo, en un modelo jerárquico, uno de los ampliamente extendidos entre la comuni-

dad científica, esperaríamos una gran cantidad de objetos pequeños (de masa pequeña) con formación estelar activa a altos desplazamientos al rojo, para pasar a una población de galaxias más masivas y seguramente más quiescentes a distancias cosmológicas menores. En otro de los modelos más extendidos, el de colapso único, sería de esperar la observación de galaxias de gran masa a todos los desplazamientos al rojo, con una formación estelar dominante en el momento del colapso inicial. Por lo tanto, es de extrema importancia caracterizar las masas totales y estelares de las galaxias en todo el rango de distancias cosmológicas, así como la densidad en número de las estructuras galácticas de una determinada masa, es decir, la función de masas.

Los objetivos principales del trabajo expuesto en este capítulo son:

- La estimación de la función de luminosidad de una muestra de galaxias representativa de la población local de galaxias con formación estelar activa. La importancia creciente de los brotes de formación estelar en galaxias a altos desplazamientos al rojo convierte nuestros datos en esenciales para estudiar la evolución de las galaxias, estableciendo las condiciones de contorno que deben cumplir los modelos evolutivos.
- El recálculo de la función de luminosidad  $H\alpha$  y de la densidad de tasa de formación estelar del Universo Local basándonos en las luminosidades integradas medidas en las imágenes presentadas en el capítulo 5, comparando nuestros resultados con los obtenidos en el estudio espectroscópico (Gallego et al. 1995).
- La utilización de otro estimador de la formación estelar como es la luminosidad en el infrarrojo lejano para determinar la densidad de tasa de formación estelar del Universo Local.
- Dado que los estudios a alto  $z$  muestrean un amplio rango de regiones del espectro debido al efecto del desplazamiento al rojo y a las facilidades de observación, pretendemos caracterizar la mencionada función de luminosidad de las galaxias UCM en todos los filtros de los que tenemos información, tanto en el óptico como en el infrarrojo cercano:  $B$  de Johnson,  $r$  de Gunn,  $J$  y  $K$ .
- La estimación de la función de masas estelares totales de nuestras galaxias y la función de masas estelares de los brotes de formación estelar de los objetos UCM.
- La comparación de la masa típica, la densidad de masa total, y la fracción de ésta en forma de estrellas jóvenes de las galaxias con formación estelar activa en el Universo Local con otras muestras a desplazamientos al rojo más altos.

## 8.2. Función de luminosidad $H\alpha$

Las luminosidades integradas medidas en las imágenes  $H\alpha$  (que fueron presentadas en el capítulo 5) pueden servir para recalcular la función de luminosidad y la densidad de tasa de formación estelar ( $\rho_{\text{SFR}}$ ) de las galaxias con formación estelar activa en el Universo Local. Esta función de luminosidad y  $\rho_{\text{SFR}}$  fueron calculadas inicialmente por Gallego et al. (1995) usando los datos espectroscópicos, previamente corregidos del efecto de apertura derivado del uso de rendijas de un tamaño finito. Como explicamos en el capítulo 5, esta corrección consistió en asumir que toda la galaxia estaba albergando un brote de formación estelar con una  $EW(H\alpha)$  igual a la medida en los espectros de rendija larga. Usando la magnitud integrada en la banda  $r$  de Gunn y la  $EW(H\alpha)$  espectroscópica fue posible obtener un flujo de la línea de emisión y una luminosidad corregidos de apertura para cada galaxia. Ahora, con las imágenes  $H\alpha$ , podemos comprobar hasta qué grado esta corrección fue acertada.

La figura 8.1 muestra la comparación entre las luminosidades  $H\alpha$  medidas en las imágenes y las obtenidas con las observaciones espectroscópicas corregidas de apertura. En media, la corrección de apertura aplicada a los datos de los espectros subestimó la emisión total de las galaxias de la Exploración UCM en un factor 1.1, siendo la mediana 1.3. Si comparamos los valores medianos de las distribuciones de luminosidades (pintadas en el diagrama interior de la figura 8.1) obtenidas en las observaciones espectroscópicas (en gris) y fotométricas (en negro), observamos que la mediana de la imagen es 1.2 veces mayor que la de la espectroscopía.

Sorprendentemente, los tamaños y las magnitudes integradas de las galaxias no fueron determinantes en la corrección de apertura, sino que el parámetro clave fue la  $EW(H\alpha)$ . Como cabía esperar y se constató en la figura 5.9, la aproximación consistente en suponer que el brote detectado por la rendija de espectroscopía era representativo de toda la galaxia es bastante burda. Como se mencionó en el capítulo 5, es posible que la rendija se centrara en la emisión nuclear de la galaxia y perdiera brillantes regiones HII del disco galáctico o, por el contrario, el estudio espectroscópico bien pudiera haberse centrado en la emisión nuclear de las galaxias, sobrestimando la emisión total del objeto (véase la figura 5.6).

Las galaxias cuyas luminosidades  $H\alpha$  fueron subestimadas por el estudio espectroscópico (corregido de apertura) presentan valores menores de la  $EW(H\alpha)$  de espectroscopía (en media, 78 Å) que los objetos donde la corrección sobrestimó la luminosidad  $H\alpha$  (117 Å). En el primer caso, la rendija debió perder el nodo de formación estelar principal, mientras que en el segundo caso la rendija probablemente se centró en el brote

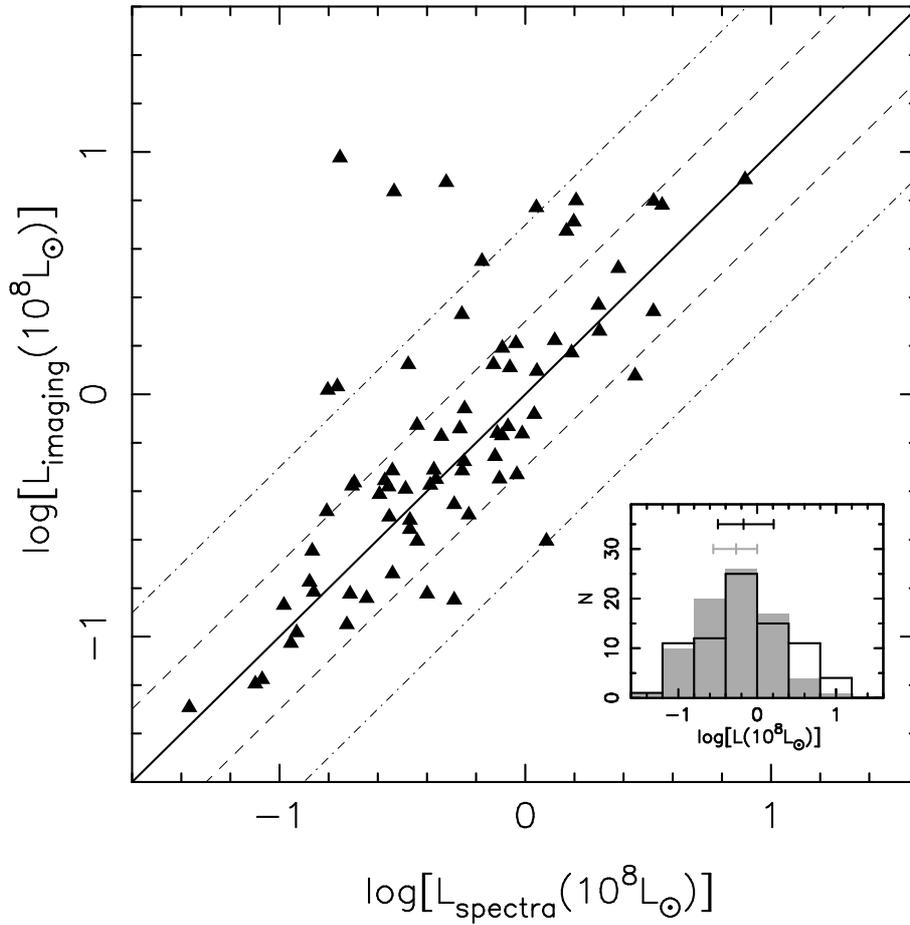


Figura 8.1: Comparación de las luminosidades  $H\alpha$  calculadas con los datos provenientes de los espectros y de las imágenes de banda estrecha presentadas en el capítulo 5. Las líneas representan las rectas de igualdad, y de relaciones entre luminosidades de 5:1, 2:1, 1/2 : 1 y 1/5 : 1. El diagrama interior muestra los histogramas de luminosidades  $H\alpha$  de los espectros (en gris) y de las imágenes (en negro).

nuclear, mucho más intenso que la formación estelar del resto de la galaxia (el disco).

Con las nuevas luminosidades basadas en imagen (y corregidas de extinción) se ha recalculado la función de luminosidad  $H\alpha$  y la densidad de SFR del Universo Local. Dado que las observaciones fotométricas en banda estrecha se llevaron a cabo para una submuestra de 79 galaxias, y que se realizó un test de Kolmogorov-Smirnov usando la luminosidad  $H\alpha$  y se obtuvo que esta submuestra era representativa de la muestra total de 176 objetos (sin contar AGNs) con un 98 % de probabilidad, se corrigió del uso de un número menor de galaxias simplemente escalando adecuadamente el área total cubierta por la exploración. Siendo el área total de la muestra de 471.4 grados cuadrados, se usó 211.6 grados cuadrados como el área explorada para obtener los 79 objetos con

emisión.

La técnica utilizada para la estimación de la función de luminosidad es muy similar a la empleada por Gallego et al. (1995) y se basa en el empleo de una magnitud, denominada de línea más continuo, para corregir del efecto de selección en flujo de la exploración. La magnitud de línea más continuo ( $m_{L+C}$ ) fue presentada por Salzer (1989) y utilizada por Gallego (1995) siguiendo la definición:

$$m_{L+C} = -2.5 \log \left[ F(\text{H}\alpha) \left( 1 + \frac{2PR}{EW(\text{H}\alpha)} \right) \right] - 17 \quad (8.1)$$

donde  $F(\text{H}\alpha)$  es el flujo de la línea  $\text{H}\alpha$ ,  $P$  es la dispersión lineal recíproca del sistema observacional utilizado en las campañas de prisma-objetivo ( $P = 1950 \text{ \AA mm}^{-1}$ ),  $R$  es la resolución espacial de la placa fotográfica ( $R = 10^{-2} \text{ mm}$ ), y el  $m_{L+C} = 17$  es una magnitud arbitraria de referencia.

La magnitud  $m_{L+C}$  combina el flujo de la línea  $\text{H}\alpha$  con las propiedades del continuo, y simula de una manera fiable los efectos de selección de una exploración de prisma-objetivo sobre placa fotográfica. Efectivamente, en este tipo de observaciones la detección de una galaxia con emisión nebulosa no sólo depende del flujo de la línea sino también de su contraste sobre el continuo espectral (Alonso 1996). Objetos muy luminosos en  $\text{H}\alpha$  y también en el continuo pueden fácilmente saturar la placa fotográfica e impedir la detección. De igual manera, objetos donde la línea destaca pobremente sobre el continuo, es decir, con una anchura equivalente muy pequeña, tampoco son detectados; es por esto que la Exploración UCM está constituida por galaxias con una  $EW(\text{H}\alpha + [\text{NII}])$  mayor que  $20 \text{ \AA}$  (Gallego 1995). Como veremos en la sección siguiente, el hecho de que la selección de la muestra esté realizada en la línea  $\text{H}\alpha$  obliga a utilizar un método cuidadoso en la estimación de funciones de luminosidad en otras zonas del espectro.

Usando  $m_{L+C}$  se llevó a cabo la estimación de la función de luminosidad  $\text{H}\alpha$  por medio del método  $V/V_{\text{max}}$  (Schmidt 1968, Huchra & Sargent 1973). Este método consiste en calcular la distancia máxima a la que se podría observar cada galaxia de una muestra limitada en magnitud aparente  $m_{\text{lim}}$  y todavía ser incluida en la exploración. La citada magnitud límite  $m_{\text{lim}}$  puede calcularse como la magnitud aparente que proporciona un valor de 0.5 en el test  $V/V_{\text{max}}$ , definido como:

$$\frac{V}{V_{\text{max}}} = \sum_{i=1}^{N_{\text{gal}}} \frac{d^3 - d_{\text{min}}^3}{d_{\text{max}}^3 - d_{\text{min}}^3} \quad (8.2)$$

donde  $d$  es la distancia a la que se encuentra la galaxia,  $d_{\min}$  es el límite inferior en distancia de la exploración y  $d_{\max}$  es la mencionada distancia máxima a la que se podría observar cada galaxia de una muestra limitada en magnitud aparente  $m_{\lim}$  y todavía ser incluida en la exploración. La expresión de  $d_{\max}$  sería:

$$d_{\max} = 10^{-0.2(M_i - m_{\lim} - 5)} \quad (8.3)$$

Una vez conocida la magnitud límite, se obtiene la función de luminosidad ( $\phi$ ) contando el número de galaxias en un determinado intervalo de magnitud absoluta o luminosidad:

$$\phi(M)dM = \frac{\sum_{i=1}^{N_{\text{gal}}} N(M - \Delta M/2 \leq M_i \leq M + \Delta M/2)}{V_{\max}(M)} \quad (8.4)$$

Los errores en esta función de luminosidad se calculan considerando el número de galaxias en un intervalo de magnitud absoluta como una variable poissoniana, por lo que el error depende de  $\sqrt{N(M - \Delta M/2 \leq M_i \leq M + \Delta M/2)}$ .

Una vez calculados los puntos de la función de luminosidad, éstos se ajustaron a una función de Schechter (1976) de la forma:

$$\phi(L)dL = \frac{\phi^*}{L^*} \left( \frac{L}{L^*} \right)^\alpha e^{-\frac{L}{L^*}} dL \quad (8.5)$$

$$\phi(\log L) d(\log L) = \frac{\phi^*}{\log e} 10^{(\alpha+1)(\log L - \log L^*)} e^{-10(\log L - \log L^*)} d(\log L) \quad (8.6)$$

El ajuste se llevó a cabo usando una técnica de mínimos cuadrados con 3 parámetros a ajustar:  $\alpha$ ,  $L^*$  y  $\phi^*$ . El cálculo de errores en el ajuste se realizó con un método montecarlo en el que los puntos de la función de luminosidad se varían aleatoriamente de acuerdo a una distribución gaussiana de anchura igual al error calculado por el método  $V/V_{\max}$ . La variación aleatoria de cada punto se consideró independiente de la de los demás. Para cada nuevo juego de puntos de la función de luminosidad se realizó un ajuste, repitiendo la operación 1000 veces, y considerando la solución final como la media de todos los ajustes y los errores como la desviación típica de los parámetros.

La figura 8.2 muestra el resultado de la función de luminosidad  $H\alpha$  y el ajuste de Schechter. Para una comparación directa con los resultados de Gallego et al. (1995) se ha considerado una cosmología con  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 1$  y  $\Lambda = 0$ , adjuntándose también los resultados para la cosmología habitual de este memoria:  $H_0 = 70$ ,  $\Omega_M = 0.3$ ,  $\Lambda = 0.7$ . Los resultados del ajuste son los siguientes:

$(H_0 = 50, \Omega_M = 1.0, \Lambda = 0.0)$	$(H_0 = 70, \Omega_M = 0.3, \Lambda = 0.7)$
$\alpha = -1.1 \pm 0.2$	$\alpha = -1.2 \pm 0.2$
$\phi^* = 10^{-3.3 \pm 0.3} \text{ Mpc}^{-3}$	$\phi^* = 10^{-3.0 \pm 0.2} \text{ Mpc}^{-3}$
$L^* = 10^{42.60 \pm 0.40} \text{ erg s}^{-1}$	$L^* = 10^{42.43 \pm 0.34} \text{ erg s}^{-1}$

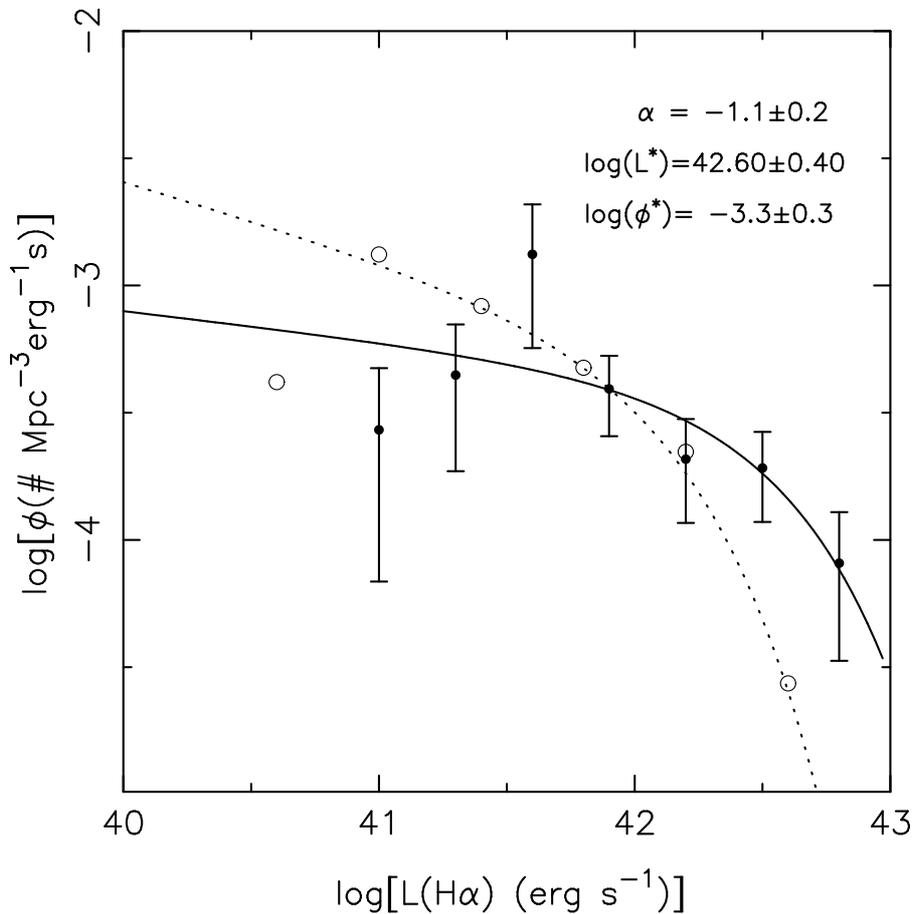


Figura 8.2: Funciones de luminosidad  $H\alpha$  calculadas a partir de los datos de imagen  $H\alpha$  (puntos rellenos y línea continua) y de los datos espectroscópicos de Gallego et al. (1995, círculos huecos). Los resultados del ajuste de Schechter del recálculo basado en las imágenes  $H\alpha$  se dan en la propia figura.

Estos resultados son muy similares a los obtenidos con otros métodos de estimación

de funciones de luminosidad diferentes al  $V/V_{max}$ , como los de Sandage et al. (1979) y Efstathiou et al. (1988).

En la figura 8.2 se observa cómo la mayor diferencia entre la función de luminosidad presentada en este trabajo y la calculada a partir de los datos espectroscópicos se encuentra en la luminosidad  $H\alpha$  típica de las galaxias con formación estelar,  $L^*$ , es decir, en el codo de la función de luminosidad. Efectivamente, en el caso de las galaxias más débiles los tamaños de las regiones de emisión son lo suficientemente pequeños como para que la rendija muestreara toda la formación estelar (e incluso toda la galaxia). En estos objetos es más frecuente que la extensión del brote sea comparable al tamaño total de la galaxia, por lo que la corrección de apertura realizada sobre los datos espectroscópicos fue bastante buena. Sin embargo, las galaxias del extremo brillante de la función de luminosidad son galaxias con un brote extenso y la rendija no fue capaz de muestrear una gran parte de la zona con formación estelar, por lo que la imagen ha revelado una mayor luminosidad total para bastantes objetos. El efecto final sobre la función de luminosidad es que, aún cuando el parámetro  $\alpha$  resulta casi inalterado por ser el más relacionado con la parte débil de la función, el parámetro  $L^*$  y la normalización  $\phi^*$  (cuyos errores están correlacionados en gran medida con los de  $L^*$ ) varían en el sentido de establecer la existencia de una mayor densidad de objetos muy brillantes en  $H\alpha$ . Estos resultados han sido corroborados recientemente por otros autores como Serjeant et al. (2002) que, además de utilizar la luminosidad en radiofrecuencias para detectar la formación estelar, mucho menos afectada por la extinción, cuentan con una muestra de objetos muy amplia entre los que se encuentra una importante cantidad de galaxias de gran diseño, es decir, gozan de un buen muestreo de la zona de altas luminosidades  $H\alpha$ .

La función de luminosidad expuesta anteriormente se puede integrar para todo el rango de luminosidades con el fin de obtener la densidad de luminosidad  $H\alpha$  del Universo Local. La integral de la función de Schechter se puede calcular como:

$$\int_0^{\infty} \phi(L) L dL = \phi^* L^* \Gamma(2 + \alpha) \quad (8.7)$$

donde  $\Gamma(2 + \alpha)$  es la función Gamma incompleta, que tiene un valor real para argumentos mayores que cero, lo que implica que valores  $\alpha > -2$  implican una densidad de luminosidad finita.

Los resultados obtenidos para la densidad de luminosidad  $H\alpha$  del Universo Local son  $10^{39.3 \pm 0.2} \text{ erg s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$ ,  $10^{39.5 \pm 0.2} \text{ erg s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$  para la cosmología con  $\Lambda \neq 0$ . Este

valor es un factor 0.2dex (1.6 veces) mayor que el calculado por Gallego et al. (1995). De la densidad de luminosidad  $H\alpha$  es posible pasar a la densidad de SFR por medio del factor de conversión presentado en la ecuación 5.18 del capítulo 5, obteniendo  $\rho_{\text{SFR}} = 0.016^{+0.007}_{-0.004} \mathcal{M}_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$ ,  $\rho_{\text{SFR}} = 0.029^{+0.008}_{-0.005} \mathcal{M}_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$  para la cosmología con  $\Lambda \neq 0$ . El valor obtenido en Gallego et al. (1995) era  $0.013 \mathcal{M}_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$ , pero se utilizó un factor de conversión de luminosidad  $H\alpha$  a SFR diferente. Usando el mismo factor, los resultados basados en imagen proporcionan  $\rho_{\text{SFR}} = 0.021^{+0.010}_{-0.006} \mathcal{M}_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$ .

### 8.3. Método bivariado de estimación de funciones de luminosidad

Como se ha explicado en la sección anterior, el proceso de detección de las galaxias de la muestra UCM dependió principalmente del flujo de la línea de emisión nebulosa  $H\alpha$  y de su contraste con respecto al continuo espectral. Esta dependencia puede ser parametrizada en función de una magnitud, denominada de línea más continuo, que fue definida en la ecuación 8.1 de la sección anterior.

Los métodos clásicos de estimación de funciones de luminosidad se basan en la utilización de la magnitud aparente de las galaxias, de la distancia a la que están éstas y de la magnitud absoluta derivada de los parámetros anteriores (incluyendo quizás la extinción, si es posible su medida). Las exploraciones típicas están limitadas en flujo aparente, detectando todos los objetos más brillantes que dicho flujo, por lo que es necesario determinar este límite para corregir de los procesos de selección utilizados y conseguir una muestra completa, es decir, que contenga todas las galaxias existentes de un tipo (en este caso de una luminosidad determinada). Para realizar esta corrección la magnitud aparente utilizada tiene que estar relacionada con los mencionados procesos de selección.

Sin embargo, el problema al que nos enfrentamos en este trabajo de investigación consiste en calcular la función de luminosidad de la muestra UCM en bandas que son muy diferentes y pueden estar muy lejos de la zona espectral donde se realizó la selección. En este escenario los métodos clásicos de estimación de funciones de luminosidad no son válidos. En cambio, una manera robusta de abordar el problema es por medio del uso de funciones de luminosidad bivariadas (Elvis et al. 1978, Meurs & Wilson 1984, Toffolatti et al. 1987, Corbelli et al. 1991, Loveday 2000).

Una función de luminosidad bivariada en dos luminosidades  $L_1$  y  $L_2$ , que escribimos como  $\phi(L_1, L_2)$ , se define como la densidad volumétrica de galaxias que tienen una

cierta luminosidad en una banda  $L_1^i$  y en otra  $L_2^i$ . De manera análoga se definiría para el caso de magnitudes absolutas. En nuestro caso, identificamos la primera magnitud absoluta con la correspondiente a la magnitud línea más continuo ( $M_{L+C}$ ), y la segunda con la correspondiente a cualquiera de los filtros anchos de los que se tiene información para la muestra UCM:  $B$  de Johnson,  $r$  de Gunn,  $J$  y  $K$ . Cualquiera de estas magnitudes será referida genéricamente como  $M_n$  en lo que resta de sección. Por tanto, queremos calcular la función  $\phi(M_{L+C}, M_n)$  de tal manera que se tengan en cuenta los procesos de selección de la muestra en la magnitud  $M_{L+C}$ , mientras que en la magnitud  $M_n$  no hay selección alguna. Finalmente, esta función de luminosidad bivariada se puede integrar en la magnitud  $M_{L+C}$  para obtener la función de luminosidad en la banda  $n$ ,  $\phi(M_n)$ .

Existen varios métodos de implementación del cálculo de la función de luminosidad bivariada. En este trabajo de tesis se utilizó una técnica presentada por Loveday (2000) para abordar la estimación de la función de luminosidad en  $K$  de la muestra del *Stromlo-APM Redshift Survey* (Loveday et al. 1996), que fue seleccionada en la banda  $B$ . Esta técnica es una extensión del método *stepwise maximum likelihood* (SWML), presentado en Efstathiou et al. (1988), que también considera la incompletitud derivada de la observación de un subconjunto de la muestra completa de galaxias estudiada (Sodre & Lahav 1993). Describiremos los puntos básicos del método a continuación.

De manera análoga a lo establecido por el método SWML en una dimensión (Efstathiou et al. 1988), podemos definir una probabilidad  $p_i$  de detectar una galaxia cuyas magnitudes absolutas de línea más continuo y en la banda  $n$  son  $M_{L+C}^i$  y  $M_n^i$ , respectivamente. La expresión para esta probabilidad es (Sandage et al. 1979):

$$p_i = \frac{\phi(M_{L+C}^i, M_n^i) S(M_{L+C}^i)}{\int_{-\infty}^{M_n^{\text{tenue}_i}} \int_{-\infty}^{M_{L+C}^{\text{tenue}_i}} \phi(M_{L+C}^i, M_n^i) S(M_{L+C}^i) dM_{L+C} dM_n} \quad (8.8)$$

donde  $\phi(M_{L+C}^i, M_n^i)$  es la función de luminosidad bivariada,  $S(M_{L+C}^i)$  da cuenta de la fracción de galaxias observadas en la banda  $n$  con respecto al total de la muestra para una determinada magnitud absoluta  $M_{L+C}^i$ , y  $M_{L+C}^{\text{tenue}_i}$  y  $M_n^{\text{tenue}_i}$  son las magnitudes absolutas más tenues que pueden ser observadas a un desplazamiento al rojo  $z_i$  en una exploración limitada por magnitudes aparentes límite  $m_{L+C}^{\text{lim}}$  y  $m_n^{\text{lim}}$ . En nuestro caso, como se explicó al principio de la sección, no hay efectos de selección en la banda  $n$ , por lo que  $m_n^{\text{lim}} = +\infty$  y la integral de  $M_n$  se calcula desde  $-\infty$  a  $+\infty$ .

La función de luminosidad bivariada puede ser discretizada en  $N_{M_{L+C}}$  y  $N_{M_n}$  intervalos de valor  $\Delta M_{L+C}$  y  $\Delta M_n$ :

$$\phi(M_{L+C}, M_n) = \phi_{jk} \begin{cases} j = 1, \dots, N_{M_{L+C}} \\ k = 1, \dots, N_{M_n} \end{cases} \quad (8.9)$$

La probabilidad de que todas las galaxias de la muestra ( $N_{\text{gal}}$ ) fueran detectadas se define como  $\mathcal{L} = \prod_{i=1}^{N_{\text{gal}}} p_i$ , y puede ser expresada de la siguiente forma:

$$\log \mathcal{L} = \sum_{i=1}^{N_{\text{gal}}} \sum_{j=1}^{N_{M_n}} \sum_{k=1}^{N_{M_{L+C}}} W_{ijk} \log[\phi_{jk} S(M_{L+C})] - \sum_{i=1}^{N_{\text{gal}}} \log \left[ \sum_{j=1}^{N_{M_n}} \sum_{k=1}^{N_{M_{L+C}}} H_{ijk} \phi_{jk} \right] + \text{constante} \quad (8.10)$$

La ecuación anterior incluye dos funciones cuya definición se adjunta a continuación.

La función  $W_{ijk} \equiv W(M_n^i - M_n^j, M_{L+C}^i - M_{L+C}^k)$  tiene el valor:

$$W(x, y) = \begin{cases} 1 & \text{si } \begin{cases} x \in (-\Delta M_n/2, \Delta M_n/2) \\ y \in (-\Delta M_{L+C}/2, \Delta M_{L+C}/2) \end{cases} \\ 0 & \text{en otro caso} \end{cases} \quad (8.11)$$

La función de muestreo  $S(M_{L+C})$  se incorpora dentro de la función  $H_{ijk}$ , definida como:

$$H_{ijk} = \frac{1}{\Delta M_n \Delta M_{L+C}} \int_{M_n^1}^{M_n^2} dM_n \int_{M_{L+C}^1}^{M_{L+C}^2} S(M_{L+C}) dM_{L+C} \quad (8.12)$$

donde los límites de las integrales son  $M_n^1 = M_n^j - \Delta M_n/2$ ,  $M_n^2 = \max[M_n^1, M_n^j + \Delta M_n/2]$ ,  $M_{L+C}^1 = M_{L+C}^k - \Delta M_{L+C}/2$ ,  $M_{L+C}^2 = \max[M_{L+C}^1, \min(M_{L+C}^k + \Delta M_{L+C}/2, M_{L+C}^{\text{lim}_i})]$ .

La ecuación 8.10 es la definición de un estimador de máxima probabilidad, que debe ser maximizado en función de los valores de  $\phi_{jk}$  para obtener la solución de nuestro problema. En el máximo de la función  $\log(\mathcal{L})$ , la derivada con respecto a  $\phi_{jk}$  es nula, de donde se obtiene una expresión para la función de luminosidad bivariada:

$$\phi_{jk} = \sum_{i=1}^{N_{gal}} W_{ijk} / \sum_i \left[ \frac{H_{ijk} \Delta M_n \Delta M_{L+C}}{\left( \sum_{o=1}^{N_{M_n}} \sum_{m=1}^{N_{M_{L+C}}} \phi_{om} H_{iom} \Delta M_n \Delta M_{L+C} \right)} \right] \quad (8.13)$$

Los valores de  $\phi_{jk}$  pueden ser obtenidos de la ecuación anterior por un proceso iterativo.

Los errores de  $\phi_{jk}$  se pueden estimar por medio del hessiano de la función  $\log(\mathcal{L})$ , que es el inverso de la matriz de información (Efstathiou et al. 1988; véase también Willmer 1997). En el cálculo de errores es importante introducir un delimitador  $g$ , que se incluye en la definición de la función de máxima verosimilitud con un multiplicador lagrangiano (por lo que no tiene influencia en el cálculo de los  $\phi_{jk}$  de la ecuación 8.13):

$$g = \sum_j \sum_k \phi_{jk} \left( \frac{L_n^j L_{L+C}^k}{L_n^f L_{L+C}^f} \right)^\beta \Delta M_n \Delta M_{L+C} - 1 = 0 \quad (8.14)$$

donde  $\beta = 1.5$ , y  $L_n^f$  y  $L_{L+C}^f$  son luminosidades fiduciales (Efstathiou et al. 1988). De esta manera, el hessiano se puede escribir como:

$$H = - \left[ \begin{array}{cc} \frac{\mathcal{L}}{\phi_{jk} \phi_{j'k'}} + \frac{g}{\phi_{jk} \phi_{j'k'}} & \frac{g}{\phi_{jk}} \\ \frac{g}{\phi_{j'k'}} & 0 \end{array} \right]^{-1} \quad (8.15)$$

La normalización global de la función de luminosidad bivariada se pierde en el método de cálculo, por lo que hay que obtenerla de alguna otra manera. Se puede estimar, por ejemplo, utilizando el número total de galaxias detectadas por la exploración e integrando a todo el volumen ocupado por ella:

$$N_{gal} = \int_{V_{min}}^{V_{max}} \sum_j \sum_k H_{ijk} \phi_{jk} \Delta M_{L+C} \Delta M_n dV \quad (8.16)$$

Con el método descrito se obtienen los valores discretos de la función de luminosidad bivariada  $\phi(M_{L+C}, M_n)$ , que puede ser integrada en  $M_{L+C}$  para obtener la función de luminosidad en  $M_n$  (discretizada):

$$\phi(M_n^j) = \sum_{k=1}^{N_{M_{L+C}}} \phi_{jk} \quad (8.17)$$

Posteriormente se puede ajustar la función obtenida usando una parametrización de Schechter (1976) que, en el caso de magnitudes absolutas, tiene la expresión:

$$\phi(M)dM = \frac{0.4\phi^*}{\log e} 10^{-0.4(\alpha+1)(M-M^*)} e^{-10^{-0.4(M-M^*)}} dM \quad (8.18)$$

Los errores del ajuste se calculan de igual manera a lo explicado en la sección 8.2 de este capítulo.

## 8.4. Funciones de luminosidad en el óptico e infrarrojo

### 8.4.1. Datos utilizados en el óptico e infrarrojo cercano

El método descrito en la sección anterior fue utilizado para estimar la función de luminosidad de la muestra UCM en los 4 filtros para los que existen observaciones. La fotometría en el óptico fue presentada en el capítulo 3 de esta memoria para el filtro  $B$  de Johnson y en Vitores et al. (1996a) para el filtro  $r$  de Gunn. Los datos NIR en los filtros  $J$  y  $K$  fueron presentados en el capítulo 6, estando también descritos en Gil de Paz et al. (2000a) y Pérez-González et al. (2003a).

De las 191 galaxias que conforman la muestra UCM (Listas I y II), 15 objetos fueron clasificados como AGNs por Gallego et al. (1996) y fueron excluidas de este estudio. Otras 11 galaxias no tenían datos de la magnitud línea más continuo, por lo que se consideró que la muestra total estaba constituida por 165 objetos ocupando una fracción del área total de cielo explorado proporcional a este número, en concreto,  $\sim 442$  grados cuadrados.

De las 165 galaxias reseñadas, no todas fueron observadas en cada uno de los filtros. Existían datos para las 165 galaxias en  $B$ , pero sólo para 142 en  $r$ , 143 en  $J$  y 164 en  $K$ . El efecto de la ausencia de observaciones para algunas de las galaxias está contemplado en el método de estimación de la función de luminosidad bivariada a través de la función  $S(M_{L+C}^i)$ , como se explicó en la sección anterior. La figura 8.3 muestra los histogramas de las magnitudes en cada uno de los filtros y los valores de la función  $S(M_{L+C}^i)$  correspondientes.

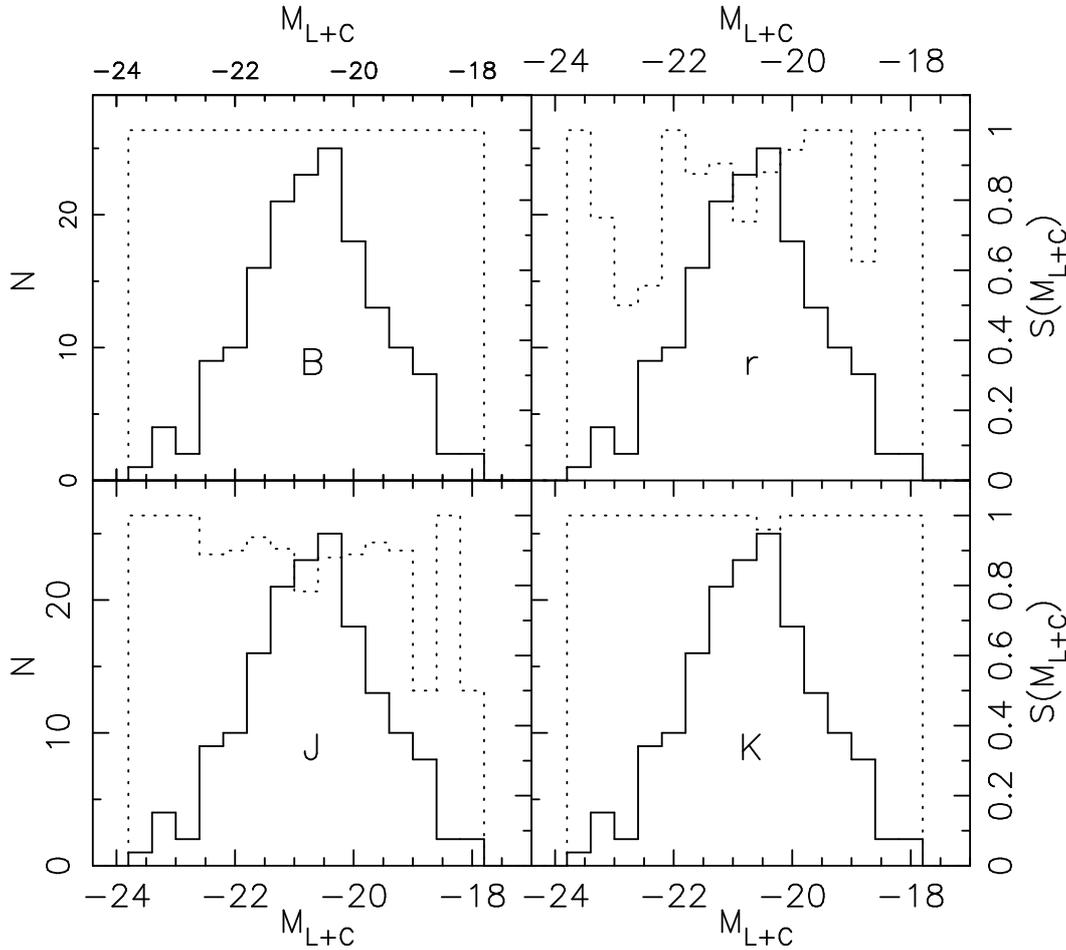


Figura 8.3: Histogramas de la magnitud línea más continuo,  $M_{L+C}$ , para los 4 filtros anchos estudiados en esta sección (en línea continua y con la escala en la parte izquierda de cada panel). En línea discontinua se muestra la función  $S(M_{L+C})$ , cuya escala (puede tomar valores entre 0 y 1) se muestra en la parte derecha de cada panel.

Las magnitudes absolutas utilizadas en este estudio fueron corregidas de extinción Galáctica usando los mapas de Schlegel et al. (1998) y la curva de extinción de Cardelli et al. (1989), tal y como la parametriza Fitzpatrick (1999). También se aplicaron correcciones  $k$  de acuerdo con lo establecido por Fiock & Rocca-Volmerange (1999) para los filtros  $BJK$  y Fukugita et al. (1995) para el filtro  $r$ , teniendo en cuenta los tipos morfológicos de cada galaxia, que fueron analizados en el capítulo 4. Las correcciones  $k$  son pequeñas en todos los casos, debido a que los desplazamientos al rojo de las galaxias son bajos ( $z < 0.045$ ), no superando las  $0.22^m$  en  $B$ ,  $0.04^m$  en  $r$ ,  $0.03^m$  en  $J$  y  $0.13^m$  en  $K$ . Hay que hacer notar que las correcciones  $k$  en el NIR son negativas.

### 8.4.2. Test del método: función de luminosidad $H\alpha$

Con el objetivo de efectuar un test del método de cálculo de la función de luminosidad bivariada, se recalcularon las funciones de luminosidad  $H\alpha$  obtenidas a partir de los datos espectroscópicos y de los provenientes del estudio de imagen  $H\alpha$  (descrita en la sección 8.2). Hay que reseñar que el método bivariado no tiene ninguna restricción en lo que se refiere a la banda de observación y en la que se quiere estimar la función de luminosidad. Sin embargo, las técnicas clásicas de estimación de funciones de luminosidad siempre se utilizan sobre datos pertenecientes a bandas muy cercanas a aquella en la que se produjo la selección.

Los resultados para los datos procedentes de la espectroscopía son prácticamente idénticos a los obtenidos por Gallego et al. (1995) usando un método  $V/V_{\max}$  (Schmidt 1968, Huchra & Sargent 1973). Utilizando una cosmología con ( $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $q_0 = 0.5$ ) para poder realizar una comparación directa con la literatura, el método presentado en este capítulo obtiene:  $\alpha = -1.26 \pm 0.19$ ,  $L^* = 10^{42.20 \pm 0.15}$  y  $\phi^* = 10^{-3.14 \pm 0.19}$ , frente a los valores de Gallego et al. (1995):  $\alpha = -1.30 \pm 0.20$ ,  $L^* = 10^{42.15 \pm 0.10}$  y  $\phi^* = 10^{-3.20 \pm 0.17}$ .

De manera análoga, se pueden recalculan los resultados obtenidos para la función de luminosidad  $H\alpha$  basada en imágenes. Esta vez el método bivariado obtiene  $\alpha = -1.31 \pm 0.24$ ,  $L^* = 10^{42.70 \pm 0.37}$  y  $\phi^* = 10^{-3.50 \pm 0.38}$  frente a lo calculado en la sección 8.2 usando el método  $V/V_{\max}$ :  $\alpha = -1.1 \pm 0.2$ ,  $L^* = 10^{42.60 \pm 0.20}$  y  $\phi^* = 10^{-3.3 \pm 0.2}$ .

Concluimos, por tanto, que el método presentado en este capítulo funciona satisfactoriamente, en el sentido de que es capaz de reproducir los resultados obtenidos con técnicas clásicas de estimación de funciones de luminosidad.

### 8.4.3. Resultados en el óptico y NIR

Una vez comprobada la eficacia del método bivariado, pasamos a describir los resultados obtenidos en la estimación de las funciones de luminosidad de la muestra UCM en los filtros ópticos e infrarrojos reseñados anteriormente.

La figura 8.4 muestra los resultados obtenidos para las funciones de luminosidad en las 4 bandas estudiadas:  $BrJK$ . Los valores de los parámetros del ajuste de Schechter se adjuntan en cada panel y en la tabla 8.2. Compararemos a continuación estos resultados con los obtenidos para la población global de galaxias del Universo Local.

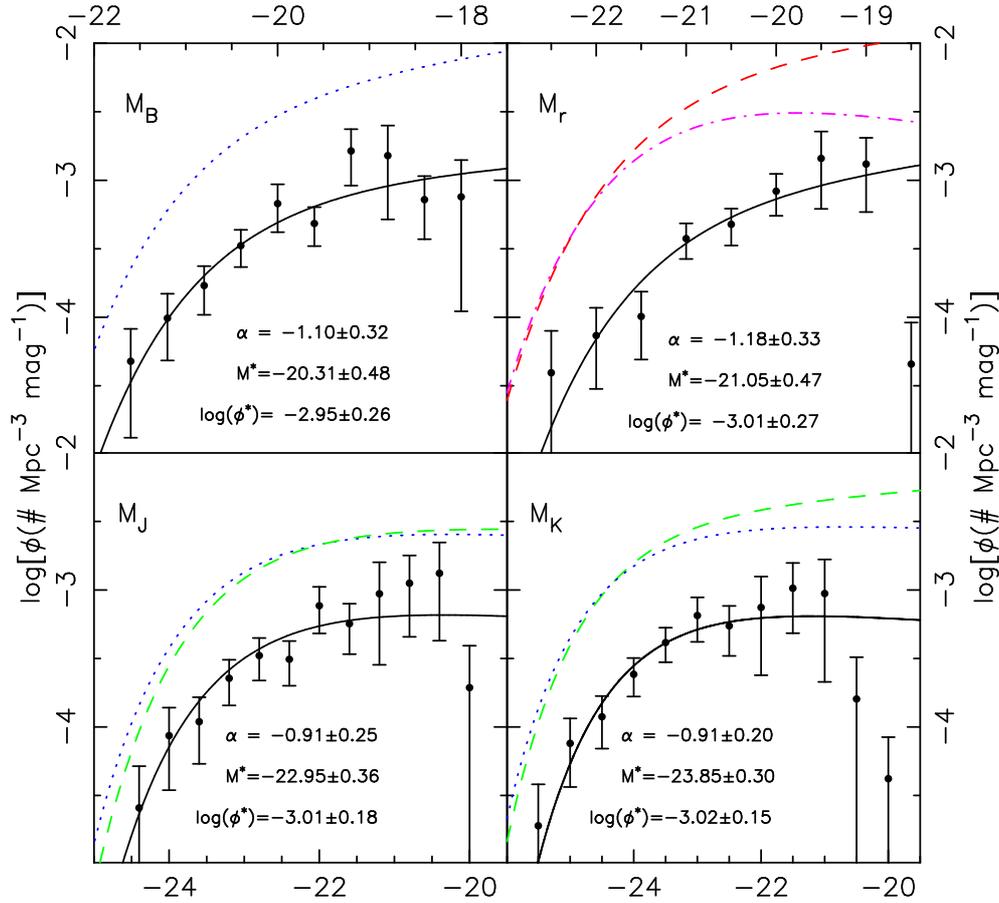


Figura 8.4: Funciones de luminosidad de la muestra UCM en los filtros  $B$  de Johnson,  $r$  de Gunn,  $J$  y  $K$ . Los parámetros del ajuste de Schechter se detallan en cada panel. Las unidades de  $\phi^*$  son  $\text{Mpc}^{-3}$ . A modo de comparación se adjuntan las funciones de luminosidad de varias muestras de galaxias representativas de la población global de galaxias del Universo Local: el 2dFGRS (en azul en los paneles de  $BJK$ ), el 2MASS (en verde en los paneles de  $JK$ ), el LCRS (en magenta en el diagrama de  $r$ ) y el CS (en rojo en el panel de  $r$ ). Véase el texto para más detalles.

La línea punteada en los paneles de la figura 8.4 correspondientes a las bandas  $BJK$  muestra las funciones de luminosidad de la población global de galaxias del Universo Local de acuerdo con el *2dF Galaxy Redshift Survey* (2dFGRS), exploración presentada en Maddox et al. (1990) que cuenta con objetos hasta un desplazamiento al rojo de 0.2, siendo la moda  $\sim 0.05$ . La función de luminosidad en banda  $B$  del 2dFGRS fue presentada por Norberg et al. (2002) y resulta bastante parecida en el codo ( $M^*$ ) y la pendiente para magnitudes tenues ( $\alpha$ ) a los resultados obtenidos para la muestra UCM. Sin embargo, las galaxias UCM presentan un valor bastante menor de la normalización global ( $\phi^*$ ), es decir, una menor densidad volumétrica ( $\phi_{\text{UCM}}^*/\phi_{\text{2dFGRS}}^* = 0.19$ ).

La función de luminosidad en la banda  $r$  de Gunn para las galaxias UCM se compara en el segundo panel de la figura 8.4 con los resultados obtenidos por Lin et al. (1996) para el *Las Campanas Redshift Survey* (LCRS), una muestra de galaxias con un desplazamiento al rojo medio de 0.1 (línea punto- raya). La línea discontinua muestra los resultados obtenidos por Geller et al. (1997) para el *Century Survey* (CS), cuyas galaxias tienen  $z < 0.15$ . Dado que en estos dos casos se usó un filtro  $R_C$  de Cousins (1978), se corrigieron los valores de  $M^*$  con un color medio de  $r - R_C = 0.36$ , tal y como calcula Fukugita et al. (1995). Además, en estos dos trabajos la cosmología utilizada tenía  $\Lambda = 0$ , pero no se corrigió de este efecto debido a los desplazamientos al rojo tan pequeños de nuestra muestra. De nuevo la función de luminosidad de las galaxias con formación estelar del Universo Local es bastante parecida a la de la población total, excepto por una menor densidad global ( $\phi_{\text{UCM}}^*/\phi_{\text{LCRS}}^* = 0.11$ ,  $\phi_{\text{UCM}}^*/\phi_{\text{CS}}^* = 0.09$ ).

Los resultados para las bandas  $J$  y  $K$  han sido comparados con los datos para el 2dFGRS, extraídos de Cole et al. (2001) –línea punteada– y las funciones de luminosidad obtenidas a partir del 2MASS (Jarrett et al. 2000) para el filtro  $J$  (Balogh et al. 2001, con la normalización global de Cole et al. 2001) y para el  $K$  (Kochanek et al. 2001) –línea discontinua–. En ambas bandas los resultados obtenidos para el 2dFGRS y el 2MASS son consistentes con la función de luminosidad de la muestra UCM, salvo la normalización (en  $J$ :  $\phi_{\text{UCM}}^*/\phi_{\text{2dFGRS}}^* = 0.15$ ; en  $K$ :  $\phi_{\text{UCM}}^*/\phi_{\text{2dFGRS}}^* = 0.25$ ,  $\phi_{\text{UCM}}^*/\phi_{\text{2MASS}}^* = 0.24$ ).

Las distribuciones de luminosidad de las galaxias con formación estelar activa del Universo Local son muy parecidas a las de la población global de galaxias cercanas. Sin embargo, la formación estelar prominente con respecto a galaxias espirales normales quiescentes que presentan los objetos UCM (Pérez-González et al. 2003b) los convierte en atípicos y poco frecuentes en el Universo más cercano, derivando esta propiedad en una menor densidad volumétrica (la diferencia entre los factores de normalización  $\phi^*$  citados anteriormente).

Destacamos el hecho de que las luminosidades NIR típicas ( $M^*$ ) de las galaxias con formación estelar activa en el Universo Local son más débiles que las de la población global de galaxias ( $\Delta M^* \sim 0.4$  mag). Esto es una consecuencia directa de la menor masa estelar de nuestras galaxias con respecto a las espirales normales quiescentes (véase el capítulo 7 de esta memoria), dada la relación estrecha existente entre la masa estelar y la luminosidad en las bandas  $J$  y  $K$ . Los brotes de formación estelar no contribuyen significativamente a la masa estelar total de la galaxia (en un  $\sim 5\%$  aproximadamente, de acuerdo con lo descrito en el capítulo 7), pero sí lo hacen a la luminosidad óptica, hecho que explica el que las luminosidades típicas de la muestra UCM son muy parecidas a las de las muestras de comparación en el filtro  $r$  y, sobre todo, en el filtro  $B$ .

Si integramos las funciones de luminosidad de la figura 8.4 podemos obtener las densidades de luminosidad en cada banda y la relación con la densidad global del Universo Local. Los resultados obtenidos revelan que los cocientes entre las densidades de luminosidad de las galaxias con formación estelar activa y las densidades provenientes de todas las galaxias del Universo Local son  $(0.15 \pm 0.07, 0.12 \pm 0.07, 0.20 \pm 0.09, 0.18 \pm 0.05)$  en  $(B, r, J, K)$ . Hay que reseñar que estas fracciones de la densidad de luminosidad total fueron calculadas de una manera consistente entre sí para los filtros  $BJK$ , puesto que se utilizaron los datos provenientes de una misma exploración para la población global de galaxias: la del 2dFGRS.

Es, de alguna manera, sorprendente que los cocientes del párrafo anterior sean comparables para las 4 bandas, estando todos en torno al 15%, valor que también coincide con el porcentaje de galaxias con formación estelar activa con respecto al número total de galaxias (Zamorano et al. 1996). Además, en la figura 8.4 ya observamos que en todos los casos las funciones de luminosidad de la UCM son prácticamente paralelas a las del conjunto de galaxias locales, es decir, la fracción del número total de galaxias del Universo Local que presentan brotes prominentes es independiente de la luminosidad. Este resultado podría ser debido a un efecto de selección compartido tanto por nuestra exploración como por las de la población total de galaxias, dado que todas ellas están limitadas por un flujo y un brillo superficial límite.

#### 8.4.4. Función de luminosidad en el FIR

El método de cálculo de funciones de luminosidad bivariadas puede ser aplicado a los datos en el FIR de tal manera que somos capaces obtener una nueva estimación de la densidad de SFR del Universo Local, basada esta vez en datos menos afectados por la extinción por polvo que la emisión  $H\alpha$ .

Hemos obtenido la función de luminosidad en el FIR de manera análoga a lo explicado en las secciones anteriores, para lo cual se han utilizado los datos referentes a las emisiones en el intervalo 8–1000  $\mu\text{m}$  calculados tal y como se explicó en el capítulo 5 (ecuaciones 5.30, 5.31 y 5.32). La función de luminosidad en el FIR se muestra en la figura 8.5, con el ajuste de Schechter correspondiente.

Gallego (1995) mostró que hay una relación estrecha entre las luminosidades FIR y las  $H\alpha$ , que es obviamente necesaria dado que las dos son trazadores de la formación estelar. Un ajuste lineal a los datos dados en Gallego (1995) proporciona (ambas luminosidades en  $\text{erg s}^{-1}$ ):

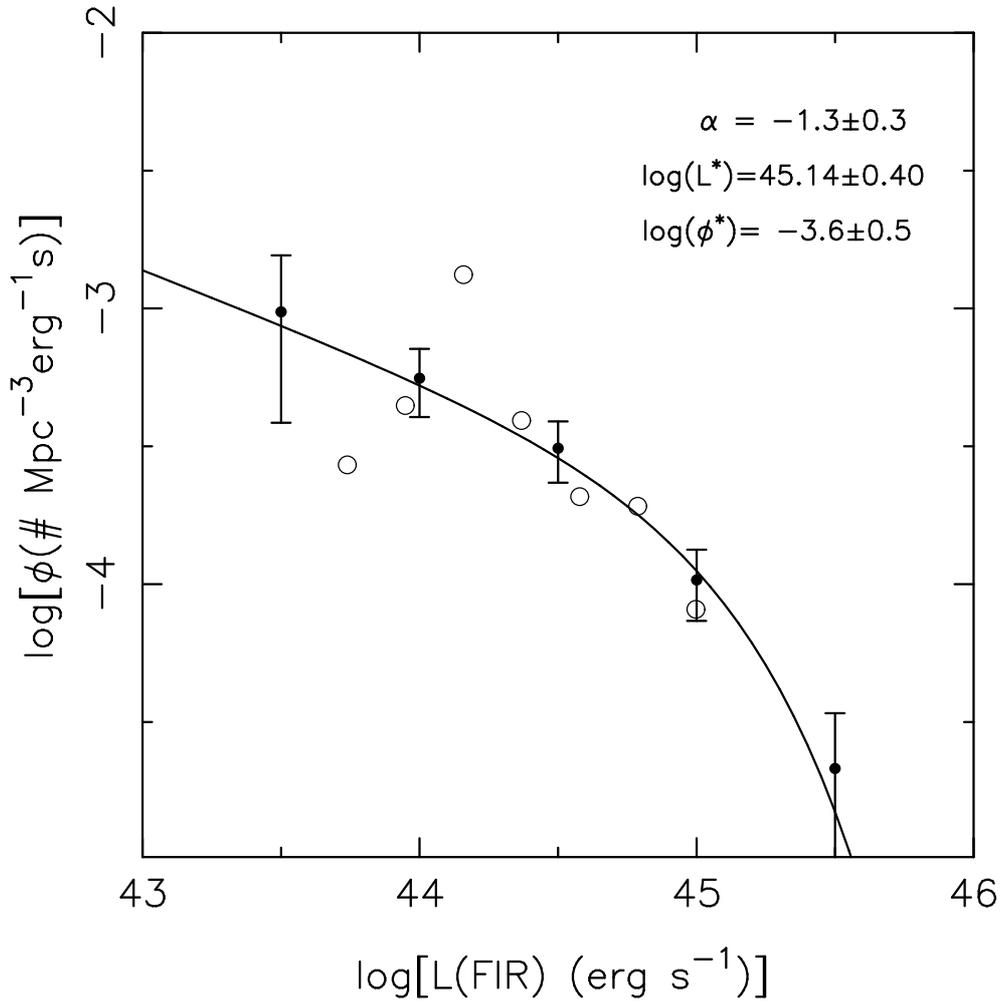


Figura 8.5: Función de luminosidad de la muestra UCM en el FIR. Los parámetros del ajuste de Schechter se muestran en la propia figura. Los puntos huecos se refieren a la función de luminosidad  $H\alpha$  calculada en la sección 8.2 convertida a luminosidades del FIR por medio de la ecuación 8.19.

$$\log[L(\text{FIR})] = (15.1 \pm 2.2) + (0.699 \pm 0.053) \log[L(H\alpha)] \quad (8.19)$$

Con esta relación podemos comparar los resultados de la función de luminosidad FIR con los de  $H\alpha$  calculados con fotometría, que determinamos en la sección 8.2. La figura 8.5 muestra que ambas funciones de luminosidad son muy parecidas. De igual manera, podemos calcular la densidad de SFR del Universo Local integrando la función de luminosidad en el FIR y utilizando el factor de conversión a SFR dado en la ecuación 5.33. Los resultados son prácticamente idénticos a los obtenidos en el estudio  $H\alpha$ ,  $\rho_{\text{SFR}} = 0.019 \mathcal{M}_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$  (frente a  $0.016 \mathcal{M}_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$  obtenido con  $H\alpha$  para

la cosmología de  $\Lambda \neq 0$ ), lo que da cuenta de la consistencia de nuestras conclusiones.

## 8.5. Función de masas

### 8.5.1. Método de cálculo

El método de estimación de funciones de luminosidad bivariadas fue utilizado también para calcular la distribución de masas estelares de la muestra UCM, representativa de las galaxias con formación estelar del Universo Local.

Como se explicó en la introducción de este capítulo, la distribución de masas de las galaxias con formación estelar, la función de masas de los brotes y la fracción de la masa total en forma de estrellas jóvenes (recientemente formadas) son parámetros de una alta importancia cosmológica en el tema de la formación y evolución de galaxias.

Las primeras estimaciones de las masas estelares de galaxias a partir de datos fotométricos se llevaron a cabo usando razones masa-luminosidad constantes en bandas anchas, tanto del óptico como, preferiblemente, del NIR, cuya luminosidad está dominada por estrellas poco masivas y más evolucionadas que la luminosidad en el óptico, dominada por estrellas más jóvenes y calientes. De esta manera, la función de masas podía ser estimada a partir de la función de luminosidad en una banda NIR, por ejemplo  $K$ , multiplicada por la razón masa-luminosidad constante.

Sin embargo, diferencias en la historia evolutiva de una galaxia a otra pueden provocar un cambio en la razón masa-luminosidad importante, incluso en el NIR (véase, por ejemplo, Brinchmann & Ellis 2000, Bell & de Jong 2001, Pérez-González et al. 2003b, y la discusión en el capítulo 7 de esta memoria de tesis). Este fenómeno es aún más marcado en galaxias poco brillantes y/o con brotes de formación estelar importantes (Kauffmann et al. 2002). Además, las exploraciones de búsqueda de galaxias tienen límites observacionales en parámetros como el flujo o la anchura equivalente de líneas de emisión, pero no en la masa, lo que implica que no es posible la estimación de la función de masas a partir de una función de luminosidad, y es necesario buscar métodos alternativos.

El problema queda resuelto si se estiman las masas estelares de una manera consistente para cada galaxia por un lado, y por otro se utiliza un método de cálculo de función de masas que maneje directamente estos valores de masas. Este es el caso del método bivariado descrito en este capítulo. Esta técnica es aplicable si suponemos que existe una función definida como la probabilidad de que una exploración haya detectado una ga-

laxia con una magnitud  $M_{L+C}$  y una masa estelar  $\mathcal{M}_*$ , es decir la función bivariada en magnitud absoluta y masa estelar  $\phi(M_{L+C}, \mathcal{M}_*)$ . Si, como se hizo en el caso de las luminosidades, integramos la función anterior en la variable  $M_{L+C}$ , obtendremos la deseada función de masas. Dado que la selección se produce en la magnitud  $M_{L+C}$  no es necesario inventar una masa límite, cuya definición sería complicada. Este es el proceso que seguiremos tanto para estimar la función de masas estelares totales de la muestra UCM como la de las masas de los brotes recientes de formación estelar.

El cálculo de las masas estelares de las galaxias de la Exploración UCM se explicó en detalle en los capítulos 6 y 7. Brevemente, se calcularon masas estelares totales para casi la totalidad de la muestra (156 objetos) usando una red completa de modelos que intentaban reproducir las luminosidades en banda ancha y los flujos  $H\alpha$  de las galaxias UCM. Teniendo en cuenta las posibles diferencias en historia de la formación estelar de una galaxia a otra, y distintos tipos de modelos e ingredientes adicionales como la IMF o la receta de extinción, se calcularon razones masa-luminosidad en la banda  $K$  ( $\mathcal{M}/L_K$ ) para cada galaxia individual y, a partir de éstas y de la magnitud absoluta, masas estelares. De entre la red de modelos utilizada, en el cálculo de las funciones de masas de este capítulo utilizaremos los resultados de masas estelares y fuerzas de brote (relación entre la masa total de la galaxia y la masa del brote de formación estelar reciente) correspondientes a un brote instantáneo con una IMF de Salpeter (1955,  $\mathcal{M}_{\min} = 0.1 \mathcal{M}_{\odot}$  y  $\mathcal{M}_{\max} = 100 \mathcal{M}_{\odot}$ ) que se produce en una galaxia espiral normal, y cuya luminosidad viene descrita por los modelos de síntesis evolutiva de Bruzual & Charlot (1999, comunicación privada) y la receta de extinción de Charlot & Fall (2000). Para más detalles, referimos al lector a los capítulos 6 y 7 de esta memoria de tesis.

### 8.5.2. Funciones de masas de la muestra UCM

La figura 8.6 muestra la función de masas estelares totales (círculos rellenos y línea continua) y la referente a las masas estelares de los brotes (estrellas rellenas y línea punteada). También hemos calculado la función de masas a partir de la función de luminosidad en banda  $K$ , descrita en la sección 8.4.3, multiplicada por una razón masa-luminosidad constante  $\mathcal{M}/L_K = 0.78$ , valor medio de las razones utilizadas para la población subyacente en el modelado de toda la muestra UCM (círculos huecos en la figura 8.6). Esta última estimación presenta un buen acuerdo con la calculada con el uso directo de las masas individuales de cada galaxia, salvo en la zona de masas más pequeñas. Es entre las galaxias menos masivas donde existen brotes de formación estelar más intensos e importantes con respecto a la población subyacente (véase el capítulo 7), lo que provoca grandes variaciones de las razones  $\mathcal{M}/L_K$ . Este efecto derivado del uso

Tabla 8.1: Funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM. Arriba se muestran los datos para los filtros *BrJK*. Abajo se detallan las funciones de luminosidad  $H\alpha$  y FIR, y las funciones de masa estelar total y de los brotes de formación estelar. Las luminosidades, masas y funciones de luminosidad están en escala logarítmica. Las unidades de  $\phi$  son  $\text{Mpc}^{-3}$ , las de las luminosidades  $\text{erg s}^{-1}$ , y las de las masas  $\mathcal{M}_{\odot}$ .

$M_B$	$\phi_B$	$M_r$	$\phi_r$	$M_J$	$\phi_J$	$M_K$	$\phi_K$
-21.6	$-4.321 \pm 0.236$	-22.5	$-4.405 \pm 0.306$	-24.4	$-4.590 \pm 0.304$	-25.5	$-4.721 \pm 0.303$
-21.2	$-4.007 \pm 0.178$	-22.0	$-4.133 \pm 0.202$	-24.0	$-4.063 \pm 0.204$	-25.0	$-4.119 \pm 0.182$
-20.8	$-3.769 \pm 0.142$	-21.5	$-3.994 \pm 0.181$	-23.6	$-3.961 \pm 0.178$	-24.5	$-3.925 \pm 0.151$
-20.4	$-3.477 \pm 0.115$	-21.0	$-3.426 \pm 0.111$	-23.2	$-3.645 \pm 0.135$	-24.0	$-3.615 \pm 0.118$
-20.0	$-3.170 \pm 0.140$	-20.5	$-3.321 \pm 0.114$	-22.8	$-3.479 \pm 0.128$	-23.5	$-3.384 \pm 0.108$
-19.6	$-3.315 \pm 0.119$	-20.0	$-3.080 \pm 0.127$	-22.4	$-3.506 \pm 0.133$	-23.0	$-3.187 \pm 0.133$
-19.2	$-2.786 \pm 0.159$	-19.5	$-2.840 \pm 0.196$	-22.0	$-3.115 \pm 0.137$	-22.5	$-3.262 \pm 0.145$
-18.8	$-2.820 \pm 0.219$	-19.0	$-2.882 \pm 0.191$	-21.6	$-3.247 \pm 0.146$	-22.0	$-3.128 \pm 0.225$
-18.4	$-3.141 \pm 0.172$	-18.5	$-4.342 \pm 0.303$	-21.2	$-3.028 \pm 0.230$	-21.5	$-2.987 \pm 0.185$
-18.0	$-3.121 \pm 0.268$			-20.8	$-2.951 \pm 0.202$	-21.0	$-3.026 \pm 0.249$
				-20.4	$-2.878 \pm 0.225$	-20.5	$-3.796 \pm 0.305$
				-20.0	$-3.713 \pm 0.305$	-20.0	$-4.377 \pm 0.303$

$L(H\alpha)$	$\phi_{\alpha}$	$L(\text{FIR})$	$\phi_{\text{FIR}}$	$\mathcal{M}_{*}$	$\phi_{\mathcal{M}_{*}}$	$\mathcal{M}_{\text{brote}}$	$\phi_{\mathcal{M}_{\text{brote}}}$
41.0	$-3.567 \pm 0.242$	43.5	$-3.012 \pm 0.205$	8.8	$-2.849 \pm 0.228$	7.0	$-3.980 \pm 0.304$
41.3	$-3.352 \pm 0.199$	44.0	$-3.253 \pm 0.106$	9.2	$-2.804 \pm 0.211$	7.4	$-3.335 \pm 0.195$
41.6	$-2.877 \pm 0.196$	44.5	$-3.507 \pm 0.097$	9.6	$-2.981 \pm 0.120$	7.8	$-3.259 \pm 0.178$
41.9	$-3.406 \pm 0.130$	45.0	$-3.985 \pm 0.110$	10.0	$-2.926 \pm 0.108$	8.2	$-2.865 \pm 0.173$
42.2	$-3.683 \pm 0.158$	45.5	$-4.669 \pm 0.201$	10.4	$-3.183 \pm 0.104$	8.6	$-2.588 \pm 0.166$
42.5	$-3.717 \pm 0.142$			10.8	$-3.552 \pm 0.118$	9.0	$-3.108 \pm 0.095$
42.8	$-4.091 \pm 0.200$			11.2	$-4.046 \pm 0.180$	9.4	$-3.893 \pm 0.164$
						9.8	$-4.029 \pm 0.178$

de una razón masa-luminosidad constante es de tener en cuenta, sobre todo en estudios a alto  $z$ , donde las fuerzas de brote suelen ser altas.

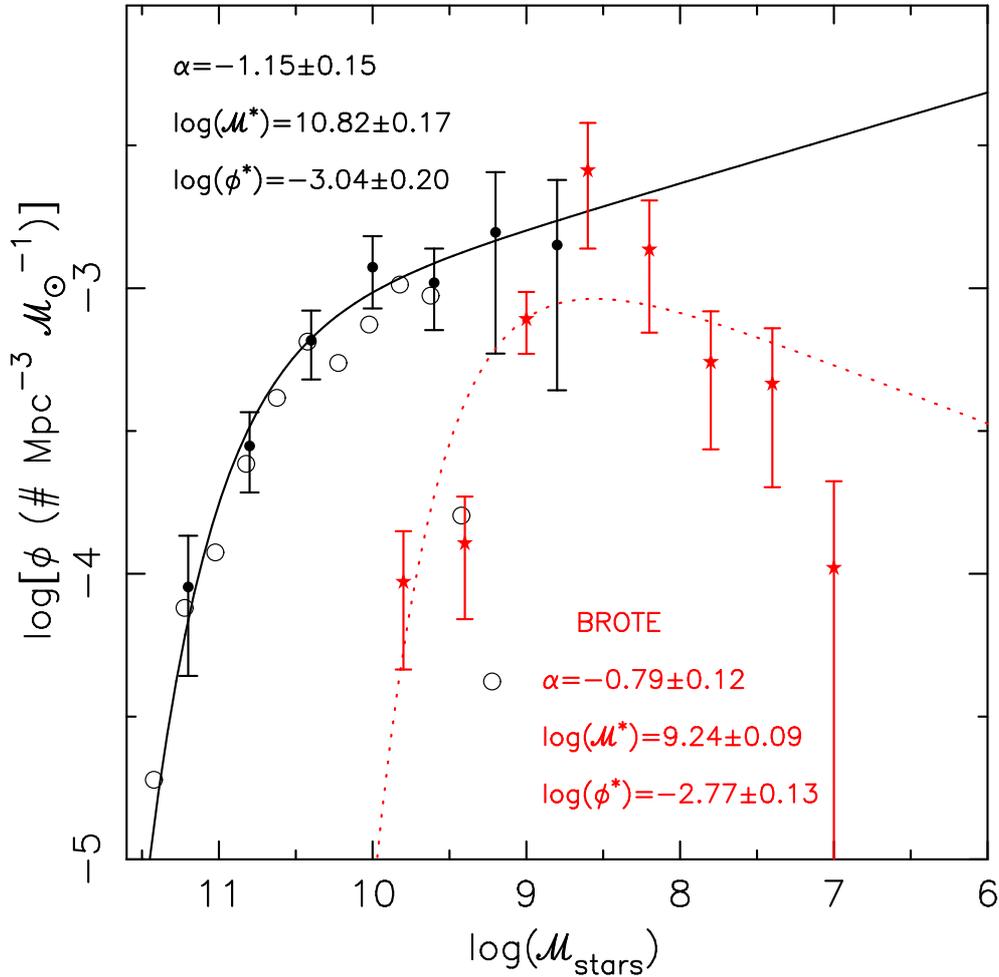


Figura 8.6: Funciones de masas estelares totales (círculos rellenos y línea continua) y de los brotes (estrellas rellenas y línea discontinua en rojo) de la muestra UCM. Ambas distribuciones han sido ajustadas a una parametrización de Schechter, cuyos resultados se dan en la propia figura. Los círculos huecos se refieren a la función de masas estelares totales calculada a partir de la función de luminosidad en  $K$  multiplicada por una razón masa-luminosidad constante  $\mathcal{M}/L_K = 0.78$ . Las masas están en unidades solares y  $\phi^*$  en  $\text{Mpc}^{-3}$ .

Tal y como han encontrado otros autores (Cole et al. 2001), la función de masas calculada en este trabajo puede ser ajustada con fiabilidad a una parametrización de Schechter. Los resultados del ajuste se dan en la propia figura 8.6. La masa estelar típica de una galaxia con formación estelar activa ( $\mathcal{M}_*$ ) es aproximadamente la mitad de la masa típica de una galaxia del Universo Local (Cole et al. 2001). La pendiente de la zona de las masas pequeñas es prácticamente igual que la publicada en este artículo.

Las funciones de masas de la figura 8.6 pueden ser integradas para obtener la densidad de masa estelar total de las galaxias con formación estelar activa del Universo Local [ $\rho_*^{\text{ELG}}(z = 0)$ ] y la razón entre la densidad de masa del brote y la densidad total de estrellas, es decir, la fuerza de brote promediada en volumen de las galaxias con formación estelar del Universo Local ( $b(z = 0)$ ). Los resultados son  $\rho_*^{\text{ELG}}(z = 0) = 10^{7.83 \pm 0.15} \mathcal{M}_\odot \text{Mpc}^{-3}$  y  $b(z = 0) = 10^{-1.49 \pm 0.18}$ . Este último valor significa que aproximadamente un 3 % de la masa estelar total de una galaxia local con formación estelar prominente está constituida por estrellas más jóvenes que 10 Ma (Pérez-González et al. 2003b).

Tabla 8.2: Ajustes de las funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM. Las columnas detallan: (1) Parámetros de Schechter y densidades de luminosidad de las funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM obtenidos con el método bivariado. (2) Resultados para los filtros de banda ancha en el óptico y NIR:  $BrJK$ . La densidad de luminosidad está en unidades de la luminosidad de Vega en cada filtro. (3) Resultados para distintos estimadores de la SFR:  $\text{H}\alpha$  en espectro,  $\text{H}\alpha$  en imagen y FIR. La cosmología para estas tres funciones de luminosidad es  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ ,  $q_0 = 0.5$ . (4) Resultados para las funciones de masas estelares totales y de los brotes.

Parámetro (1)	Filtros			
	$B$	$r$	$J$	$K$
$\alpha$	$-1.10 \pm 0.32$	$-1.18 \pm 0.33$	$-0.91 \pm 0.26$	$-0.91 \pm 0.20$
$M^*$	$-20.31 \pm 0.48$	$-21.05 \pm 0.47$	$-22.95 \pm 0.43$	$-23.85 \pm 0.30$
$\log(\phi^*)$	$-2.95 \pm 0.26$	$-3.01 \pm 0.27$	$-3.01 \pm 0.20$	$-3.02 \pm 0.15$
$\log(L/V)$	$5.19 \pm 0.11$	$5.47 \pm 0.12$	$6.15 \pm 0.06$	$6.50 \pm 0.05$

Parámetro (1)	$\text{H}\alpha_{\text{spe}}$	$\text{H}\alpha_{\text{ima}}$	FIR
	(3)		
$\alpha$	$-1.26 \pm 0.19$	$-1.31 \pm 0.20$	$-1.30 \pm 0.30$
$\log(L^*)$	$42.20 \pm 0.10$	$42.70 \pm 0.37$	$45.14 \pm 0.40$
$\log(\phi^*)$	$-3.14 \pm 0.17$	$-3.50 \pm 0.38$	$-3.60 \pm 0.50$
$\log(L/V)$	$39.14 \pm 0.12$	$39.27 \pm 0.17$	$41.65 \pm 0.15$

Parámetro (1)	$\mathcal{M}_*^{\text{T}}$	$\mathcal{M}_*^{\text{brotes}}$
	(4)	
$\alpha$	$-1.15 \pm 0.15$	$-0.79 \pm 0.12$
$\log(\mathcal{M}^*)$	$10.82 \pm 0.17$	$9.24 \pm 0.09$
$\log(\phi^*)$	$-3.04 \pm 0.20$	$-2.77 \pm 0.13$
$\log(\mathcal{M}/V)$	$7.83 \pm 0.07$	$6.43 \pm 0.07$

También es posible calcular la fracción del contenido estelar (estrellas y remanentes) total del Universo Local (Fukugita et al. 1998, Cole et al. 2001) en forma de estrellas más jóvenes que 10 Ma:  $(0.5 \pm 0.2) \%$ . En este sentido hay que tener en cuenta la selección

de la muestra, formada por galaxias con una  $EW(H\alpha) > 20 \text{ \AA}$  (Gallego 1995), por lo que el valor calculado debe ser considerado como un límite inferior de la fracción de estrellas jóvenes en el Universo Local.

A modo de resumen se han compilado los resultados de todas las funciones de luminosidad y masa de la Exploración UCM en las tablas 8.1 y 8.2.

### 8.5.3. Comparación con muestras a $z$ intermedio y alto

Los valores de densidades de masa estelar obtenidos anteriormente pueden ser comparados con los de la población global de galaxias a varios desplazamientos al rojo.

El valor de  $\rho_*^{\text{ELG}}(z=0)$  es un  $(13 \pm 4) \%$  de la densidad bariónica total en forma de estrellas y sus remanentes en el Universo Local, tal y como estiman esta última cantidad Fukugita et al. (1998) y Cole et al. (2001).

Estableciendo una comparación con poblaciones de galaxias a desplazamientos al rojo mayores que cero, encontramos que el valor calculado para  $\rho_*^{\text{ELG}}(z=0)$  es 1.6 veces más pequeño que la densidad de masa estelar comóvil de las galaxias espirales en el intervalo  $0.4 < z < 1$ , tal y como calculan Brinchmann & Ellis (2000). Estos autores restringen su estudio a las galaxias con  $10.5 > \log(\mathcal{M}) > 11.6$  y argumentan que en este intervalo se encuentra más del 80 % del valor total de  $\rho_*$ . En nuestro caso es posible calcular esta fracción, obteniendo que en dicho intervalo de masas estelares hay  $\sim 3/5$  del valor total de  $\rho_*^{\text{ELG}}(z=0)$ .

A desplazamientos al rojo más altos existen estimaciones de  $\rho_*$  basadas en observaciones de galaxias en el *Hubble Deep Field North* (HDF-N), principalmente LBGs (Dickinson et al. 2003). Un número importante de estos objetos presentan formación estelar intensa, muy parecida a lo observado para la muestra UCM (véase el capítulo 7), por lo que es plausible que los cálculos de la densidad de masa se refieran más a  $\rho_*^{\text{ELG}}$  que a  $\rho_*$ . Si las galaxias del *Hubble Deep Field North* (HDF-N) estudiadas por Dickinson et al. (2003) fueran en su mayoría objetos con formación estelar prominente, nuestros resultados apuntarían a un descenso de  $\rho_*^{\text{ELG}}$  desde  $z \sim 1$  hasta  $z = 0$  muy similar al observado en la densidad de SFR (véase, por ejemplo, Yan et al. 1999, Ferguson et al. 2000). En todo caso, hay que tomar todos estos resultados con mucho cuidado, sobre todo si consideramos las galaxias a desplazamientos al rojo altos ( $z \sim 3$ ), puesto que las muestras de galaxias a estos  $z$  están comúnmente dominadas por formación estelar intensa y pueden estar sujetas a efectos de selección tan o más importantes como los observados en

la Exploración UCM, derivando en una subestimación del valor total  $\rho_*$  y siendo más comparables con nuestro valor de  $\rho_*^{\text{ELG}}$ .

## 8.6. Sumario y conclusiones

En este capítulo se ha analizado la distribución de luminosidades en el rango espectral que va desde el óptico hasta el infrarrojo lejano de las galaxias de la Exploración UCM. Estas funciones de luminosidad se refieren tanto a datos de banda ancha como a la línea de emisión nebular  $H\alpha$ . En este último caso, se llevó a cabo un recálculo de la función de luminosidad  $H\alpha$  y la densidad de SFR del Universo Local basado en los flujos medidos en las imágenes de banda estrecha presentadas en el capítulo 5 de esta memoria de tesis. Asimismo se ha calculado la distribución de masas estelares totales y de los brotes de la muestra UCM. Todas las funciones de luminosidad y de masa han sido estimadas utilizando un método consistente y robusto que tiene en cuenta la selección de la muestra en la zona espectral de la línea  $H\alpha$ . Los resultados obtenidos son de gran importancia cosmológica, ya que las galaxias de la Exploración UCM tienen una formación estelar prominente muy parecida a la que presenta una fracción considerable de las muestras de galaxias a desplazamientos al rojo intermedios y altos.

Los resultados principales de este capítulo se detallan a continuación:

- ✓ Se ha efectuado un recálculo de la función de luminosidad  $H\alpha$  y de la densidad de tasa de formación estelar del Universo Local a partir de los datos obtenidos de las imágenes en banda estrecha presentadas en el capítulo 5. La densidad de luminosidad  $H\alpha$  calculada es de  $10^{39.3 \pm 0.2} \text{ erg s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$ , lo que se traduce en una densidad de SFR de  $0.016_{-0.005}^{+0.008} M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$  ( $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $q_0 = 0.5$ ). Estos valores son 0.2dex mayores que los hallados por Gallego et al. (1995) basándose en las observaciones espectroscópicas de la muestra UCM.
- ✓ Las funciones de luminosidad en el óptico y en el infrarrojo cercano de la muestra UCM son muy parecidas a las de la población global de galaxias del Universo Local. Sin embargo, la atípicamente intensa formación estelar que caracteriza las galaxias de nuestra muestra conlleva una menor densidad volumétrica de éstas en comparación con galaxias normales, o dicho de otra manera, la probabilidad de que una galaxia local sea detectada por la Exploración UCM (tenga formación estelar prominente) es de un 10 – 20 %.
- ✓ Las luminosidades típicas ( $M^*$ ) de las galaxias UCM en el NIR son  $\sim 0.4^m$  más

débiles que las calculadas para la población global de galaxias del Universo Local. En cambio, en los filtros  $B$  y  $r$  se observan valores muy similares de  $M^*$  debido a que el brote de formación estelar, aún contribuyendo muy poco a la masa estelar total de la galaxia, sí tiene un efecto importante en la luminosidad en el óptico.

- ✓ La fracción de la densidad de luminosidad total del Universo Local proveniente de galaxias con formación estelar activa es de  $(0.15 \pm 0.07, 0.12 \pm 0.07, 0.20 \pm 0.09, 0.18 \pm 0.05)$  en  $(B, r, J, K)$ . Es de resaltar el hecho de que estas fracciones son muy similares a todas las longitudes de onda y no dependen de la luminosidad, lo que puede ser debido a efectos de selección compartidos por todas las exploraciones de galaxias, limitadas en todos los casos por flujos y brillos superficiales aparentes.
- ✓ Si asumimos que la función de masas estelares totales puede ser ajustada con una parametrización de Schechter (1976), se obtiene  $\alpha = -1.15 \pm 0.15$ ,  $\log(\mathcal{M}^*) = 10.82 \pm 0.17$   $\mathcal{M}_\odot$  y  $\log(\phi^*) = -3.04 \pm 0.20$   $\text{Mpc}^{-3}$ . Esto supone una densidad de masa estelar total integrada de las galaxias locales con formación estelar prominente de  $10^{7.83 \pm 0.15}$   $\mathcal{M}_\odot \text{Mpc}^{-3}$ .
- ✓ La fuerza de brote promediada en volumen de las galaxias de la muestra UCM es  $b = 10^{-1.49 \pm 0.18}$ , valor que ha sido calculado como el cociente entre la densidad volumétrica de masa de los brotes entre la densidad de masa estelar total. La densidad de masa estelar de los brotes con  $EW(\text{H}\alpha) > 20 \text{ \AA}$  y una edad menor que 10 Ma es de un  $(0.5 \pm 0.2)$  % de la densidad de masa estelar total de todas las galaxias locales.
- ✓ Nuestro resultado acerca de la densidad de masa estelar de las galaxias con formación estelar activa es un  $(13 \pm 4)$  % de la densidad de masa bariónica total en forma de estrellas y sus remanentes del Universo Local.

# CAPÍTULO 9

## Proyectos futuros

En este capítulo describiremos brevemente las líneas de investigación más interesantes que cabría abordar a raíz del trabajo y de las conclusiones alcanzadas en esta tesis. Algunas de ellas ya están siendo desarrolladas.

Los dos pilares básicos en los que se basa el presente trabajo de tesis son el estudio de la población estelar más joven de las galaxias de la Exploración UCM a través de imagen  $H\alpha$ , y el desarrollo de modelos de síntesis de poblaciones y la consiguiente aplicación a los datos multibanda de galaxias con formación estelar activa como las integrantes de la muestra UCM.

Relacionados con el primer tema de investigación mencionado en el párrafo anterior, podemos citar varias líneas de investigación interesantes:

- Como hemos constatado a lo largo de este memoria de tesis, uno de los parámetros claves que es necesario entender para conocer los procesos de formación estelar en las galaxias es la extinción por polvo. Sería interesante, por tanto, obtener imágenes de banda estrecha en la línea  $H\beta$  que nos ayudarán a evaluar la extinción de los distintos brotes (es decir, la dependencia espacial de la extinción).

- La obtención de imágenes en banda estrecha para las galaxias UCM en otras líneas de emisión no sólo sería interesante para caracterizar la extinción, sino también para estudiar otras propiedades como la abundancia de metales o la excitación, en el caso del uso de líneas como las de [OII] $\lambda$ 3727 o [OIII] $\lambda$ 4959, 5007, o bien para acceder a zonas de los brotes en los que la extinción es tan alta que la luminosidad  $H\alpha$  se ve fuertemente atenuada. Este último objetivo podría conseguirse a través de la obtención de imágenes de banda estrecha en líneas de emisión nebular en longitudes de onda menos afectadas por el polvo, como puede ser el NIR, donde existen líneas como  $Pa\alpha$ ,  $Pa\beta$  o  $Br\gamma$ .

El avance en el modelado de las galaxias con formación estelar activa conllevaría seguir las siguientes líneas de investigación:

- El método de modelado puede extenderse para abordar la caracterización de la población estelar de los brotes y de la más evolucionada simultáneamente. El gran problema en esta ampliación del método sería que el aumento de los parámetros libres a ajustar por los modelos conlleva una multiplicación de las degeneraciones de las soluciones, lo que disminuye la fiabilidad de los resultados. La inclusión en el ajuste de las propiedades de la población subyacente debe estar acompañada de la utilización de más información observacional en el modelado. Por ejemplo, se podrían usar las imágenes  $H\alpha$  presentadas en esta memoria de tesis de la misma manera que se usó la anchura equivalente de  $H\alpha$  en los capítulos 6 y 7, pero aprovechando la resolución espacial para distinguir las zonas donde existe brote y donde sólo existe la población subyacente. Con ello se ajustarían no sólo los colores integrados de las dos poblaciones sino también los de la población subyacente únicamente, y se podría obtener información interesante acerca de la activación y propagación de la formación estelar masiva.
- También sería interesante añadir a los modelos la información procedente de otras zonas del espectro, como por ejemplo:
  - la obtención de magnitudes en longitudes de onda más cortas, como puede ser en el filtro  $U$  o en el UV lejano (en torno a 2000 Å), serviría para caracterizar de manera más fiable la población estelar de los brotes y también la extinción. En este sentido sería interesante incluir modelos de transferencia radiativa que dieran cuenta de una manera más precisa del efecto del polvo.
  - como se mencionó anteriormente, la información acerca de otros caracteres de emisión e incluso de absorción, como puede ser el *break* de 4000 Å, ayudaría a constreñir las soluciones proporcionadas por los modelos, sobre todo

si se añaden propiedades observacionales relacionadas con la población estelar más evolucionada. En este sentido, sería interesante obtener observaciones espectroscópicas con una técnica integral que proporcionara características espectrales con resolución espacial.

- finalmente, la inclusión de modelos de transferencia radiativa en los modelos podría dar lugar al cálculo de la emisión en el FIR, por lo que la información en estas longitudes de onda también sería muy interesante, con el factor añadido de que la luminosidad FIR se suele usar como estimador de la SFR, como vimos en el capítulo 5. De nuevo la resolución espacial podría ser muy importante para separar la componente fría del polvo de la caliente.

Por último, comentaré dos de las posibilidades que se abren en la aplicación de los modelos desarrollados en esta tesis a muestras de galaxias a desplazamientos al rojo mayores que cero:

- La densidad de masa estelar total en galaxias con formación estelar activa es un parámetro de gran impacto cosmológico, por lo que sería interesante estimar su valor para muestras de galaxias más distantes (preferiblemente seleccionadas de la misma forma que la muestra UCM), comparándolo con la densidad de masa estelar de la población global de galaxias, analizando así la relación existente entre las galaxias en formación y las relajadas.
- Asimismo, la estimación de la masa estelar de galaxias en un rango amplio de desplazamientos al rojo debe servir para comprobar los modelos de formación y evolución de estructuras en el Universo.



# CAPÍTULO 10

## Conclusiones

En esta tesis se han utilizado observaciones en un amplio rango de longitudes de onda para caracterizar las propiedades principales de las poblaciones estelares en las galaxias con formación estelar activa de la Exploración de la Universidad Complutense de Madrid. Las principales conclusiones alcanzadas en este trabajo se expondrán a continuación, organizadas por temas.

El estudio en el filtro  $B$  de Johnson de la muestra UCM proporcionó las siguientes conclusiones:

- ✓ Una galaxia típica de la Exploración UCM presenta una magnitud aparente en el filtro  $B$  de  $16.1^m$  y absoluta de  $-19.4^m$ . El rango de luminosidades de la muestra se encuentra entre  $13^m$  y  $18^m$ ,  $-17^m$  y  $-22^m$  en magnitudes absolutas. Los tamaños son menores que 40 kpc, siendo el diámetro típico 13 kpc.
- ✓ Estas luminosidades y tamaños son muy parecidos a los encontrados para otras muestras de galaxias con formación estelar prominente, pero resultan menores que los correspondientes a galaxias espirales de gran diseño, normales y relajadas en el Universo Local. Sin embargo, el brote de formación estelar reciente produce un impulso de la luminosidad en el filtro  $B$  en relación a lo que sería de esperar de

acuerdo con la masa estelar de los objetos UCM.

- ✓ Espectroscópicamente se distinguen dos tipos de galaxias: las tipo disco, que muestran propiedades más cercanas a las de las galaxias normales, con luminosidades y tamaños mayores y colores ópticos más rojos que el otro tipo espectroscópico, las galaxias HII.
- ✓ Morfológicamente la Exploración UCM está dominada por espirales de tipo tardío, estando clasificados un 65 % del total de objetos como un tipo más tardío que Sb. Estos resultados son muy parecidos a los encontrados a partir de los datos en la banda  $r$  de Gunn, si bien se ha logrado clasificar un 15 % más de galaxias.
- ✓ Basándonos en la clasificación morfológica de las galaxias UCM hemos construido diagramas de diagnóstico a partir de parámetros de concentración y asimetría, con el objetivo de facilitar la clasificación morfológica de galaxias más distantes.

El análisis espacial de la emisión  $H\alpha$  de las galaxias de la muestra UCM alcanzó las siguientes conclusiones:

- ✓ El estudio en imagen  $H\alpha$  de las galaxias con formación estelar activa debe ser considerado como un complemento necesario a las observaciones espectroscópicas, que sólo son capaces de detectar del orden del 30–50 % del flujo total de emisión de una galaxia con formación estelar prominente en el Universo Local ( $\langle z \rangle = 0.026$ ). Sin embargo, las correcciones de apertura realizadas sobre los flujos espectroscópicos proporcionan valores bastante precisos de las luminosidades integradas, de acuerdo con el estudio en imagen y desde un punto de vista estadístico.
- ✓ Una galaxia UCM típica alberga un brote de formación estelar con un 30 % localizado en las zonas nucleares, extendiéndose también por el disco hasta prácticamente la mitad del tamaño total de la galaxia.
- ✓ Existe una correlación entre la SFR y la extinción que se rompe para objetos con atenuaciones muy grandes ( $E(B - V) \gtrsim 0.9$ ). Este hecho sugiere que en las galaxias más extinguidas una importante fracción de la formación estelar puede estar completamente oculta por nubes de polvo, refiriéndose los decrementos de Balmer medidos a zonas de una menor extinción (dentro de valores altos).
- ✓ En las galaxias UCM un porcentaje entre el 15 % y el 30 % del flujo total  $H\alpha$ , de forma independiente del tipo morfológico, proviene del gas difuso ionizado.

- ✓ Los estimadores de SFR más comunes usados en el óptico y el UV proporcionan resultados globalmente consistentes entre sí, una vez que se tienen en cuenta los efectos de la extinción, la metalicidad y la excitación. Sólo para galaxias con una densidad de polvo suficientemente grande los trazadores ópticos no detectan toda la formación estelar existente, permaneciendo una parte importante de ella oculta por densas nubes de polvo que sí es detectable en longitudes de onda mayores (en el FIR o el radio).

Se desarrolló una técnica de modelado de poblaciones estelares en galaxias con formación estelar prominente, evaluando el efecto en los resultados de la elección de parámetros iniciales de los modelos (como, por ejemplo, el modo de formación estelar o la IMF), y aplicándose a los datos de las galaxias UCM. Las conclusiones son:

- ✓ Para las galaxias UCM, los mejores modelos corresponden a un brote de formación estelar instantáneo, descrito por los modelos de síntesis evolutiva SB99 de Leitherer et al. (1999), con una IMF de Salpeter (1955) y un tratamiento de la extinción según Charlot & Fall (2000), teniendo lugar dicho brote en el seno de una población subyacente típica de una galaxia espiral normal. La receta de extinción de Calzetti et al. (2000) funciona mejor para galaxias con brotes muy extinguidos.
- ✓ Se ha demostrado la necesidad de considerar cada galaxia individualmente a la hora de estimar de forma robusta razones masa-luminosidad, incluso en el NIR, y masas estelares totales a partir de ellas, sobre todo en objetos que han sufrido brotes de formación estelar recientes.
- ✓ Una galaxia UCM típica experimentó un brote de formación estelar instantáneo hace aproximadamente 5 Ma, involucrando cerca de un 5 % de la masa estelar total de la galaxia.
- ✓ Una galaxia UCM típica tiene una masa estelar integrada de  $\sim 10^{10} M_{\odot}$ , lo que supone un factor 7–10 menos que la masa de una galaxia  $L^*$ . El rango de masas observado va desde objetos tan masivos como una galaxia  $L^*$  ( $\sim 10^{11} M_{\odot}$ ) a enanas de masa inferior a  $10^8 M_{\odot}$ . Esto supone que la formación estelar en el Universo Local está dominada por galaxias considerablemente menos masivas que un objeto  $L^*$ .
- ✓ Las galaxias tipo disco tienen una morfología de espiral evolucionada y masiva, mientras que las galaxias tipo HII son, en general, más pequeñas y/o compactas. Asimismo, las galaxias tipo disco tienen una masa mayor que  $10^{10} M_{\odot}$ , presentando los objetos HII masas menores y una mayor fracción de gas (en comparación con

la masa estelar total). Este gas está siendo convertido en estrellas con una mayor eficiencia en las galaxias tipo HII que en las tipo disco, resultando en una mayor SFR específica en el primer tipo.

- ✓ Las galaxias UCM presentan propiedades intermedias entre las espirales normales quiescentes de gran diseño y galaxias completamente dominadas por la formación estelar reciente (como, por ejemplo, las galaxias enanas HII o las galaxias *starburst*). Muy interesante es la comparación de nuestra muestra con poblaciones de galaxias a  $z \sim 3$  (LBGs), que muestran propiedades de masa estelar y SFR específica muy similares a los objetos UCM, lo que indica que estas galaxias distantes ya habrían formado una gran cantidad de estrellas y la intensidad de la formación estelar “actual” no es excesivamente violenta como la de los *starbursts* locales, sino más parecida a la de galaxias locales con formación estelar activa como las de la Exploración UCM.

Finalmente se ha estudiado la función de luminosidad de las galaxias UCM en varias bandas, obteniéndose los siguientes resultados:

- ✓ La densidad de tasa de formación estelar del Universo Local es 1.6 veces mayor que lo hallado por Gallego et al. (1995).
- ✓ Las funciones de luminosidad en el óptico y en el infrarrojo cercano de la muestra UCM son muy parecidas a las de la población global de galaxias del Universo Local, estimándose que la probabilidad de que una galaxia local sea detectada por la Exploración UCM (es decir, que tenga formación estelar prominente) es de entre un 10 % y un 20 %.
- ✓ Las luminosidades típicas ( $M^*$ ) de las galaxias UCM en el NIR son  $\sim 0.4^m$  más débiles que las calculadas para la población global de galaxias del Universo Local, lo que da cuenta de la diferencia en masa estelar total. En cambio, en los filtros  $B$  y  $r$  se observan valores muy similares de  $M^*$  debido a que el brote de formación estelar, aún contribuyendo muy poco a la masa estelar total de la galaxia, sí tiene un efecto importante en la luminosidad en el óptico.
- ✓ La fracción de la densidad de luminosidad total del Universo Local proveniente de galaxias con formación estelar activa es de entre un 12 % y un 20 % en el óptico e infrarrojo cercano.
- ✓ La densidad de masa estelar total de las galaxias locales con formación estelar prominente es  $10^{7.83 \pm 0.15} M_{\odot} \text{ Mpc}^{-3}$ , valor que supone un  $(13 \pm 4) \%$  de la densidad total de masa bariónica en forma de estrellas y sus remanentes en el Universo Local.

# APÉNDICE **A**

## Fichas de las galaxias de la Exploración UCM

En las siguientes páginas presentamos las imágenes en las bandas  $BrJK$  y  $H\alpha$  (el Norte está arriba y el Este a la izquierda) de las galaxias de la Exploración de la Universidad Complutense de Madrid, además de los datos más relevantes de cada objeto, entre los que se encuentran: el nombre de la galaxia, las coordenadas en J2000, las magnitudes aparentes y absolutas (corregidas de extinción Galáctica con los mapas de Schlegel et al. 1998) en los filtros  $BrJK$ , el diámetro de la isofota de 24.5 mag arcsec<sup>-2</sup> en arcos segundos (primera cifra) y kpc (segunda cifra), la masa estelar en unidades solares, el desplazamiento al rojo y la distancia de luminosidad (en Mpc), la luminosidad  $H\alpha$  medida en los espectros y en las imágenes (en logaritmo y con unidades erg s<sup>-1</sup>), la anchura equivalente de  $H\alpha$  medida en los espectros y en las imágenes (en Å), la fuerza de brote, la edad del brote (en años), la abundancia de oxígeno [ $12 + \log(O/H)$ ] y los tipos morfológico y espectroscópico. En cada figura de banda ancha se adjuntan los anillos correspondientes a una, dos y tres escalas de disco y una escala angular; en la imagen  $H\alpha$  se detalla un tamaño angular de 3'' y un tamaño lineal de 2 kpc.



# Bibliografía

- Abraham, R., van den Bergh, S., & Nair, P. 2003, *ApJ* (en prensa), astro-ph/0301239
- Abraham, R. G., Ellis, R. S., Fabian, A. C., Tanvir, N. R., & Glazebrook, K. 1999, *MNRAS*, 303, 641
- Abraham, R. G., Tanvir, N. R., Santiago, B. X., Ellis, R. S., Glazebrook, K., & van den Bergh, S. 1996a, *MNRAS*, 279, L47
- Abraham, R. G. & van den Bergh, S. 2001, *Science*, 293, 1273
- Abraham, R. G. & van den Bergh, S. 2002, in *Disks of Galaxies: Kinematics, Dynamics and Perturbations*. ASP Conference Proceedings, Vol. 275 (Puebla, Mexico), ed. E. Athanassoula, A. Bosma, & R. Mujica. ISBN: 1-58381-117-6.
- Abraham, R. G., van den Bergh, S., Glazebrook, K., Ellis, R. S., Santiago, B. X., Surma, P., & Griffiths, R. E. 1996b, *ApJS*, 107, 1
- Alonso, O. 1996, Tesis Doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- Alonso, O., García-Dabó, C. E., Zamorano, J., Gallego, J., & Rego, M. 1999, *ApJS*, 122, 415
- Alonso-Herrero, A., Aragón-Salamanca, A., Zamorano, J., & Rego, M. 1996, *MNRAS*, 278, 417
- Andredakis, Y. C. & Sanders, R. H. 1994, *MNRAS*, 267, 283
- Aragón-Salamanca, A., Alonso-Herrero, A., Gallego, J., García-Dabó, C. E., Gil de Paz, A., Pérez-González, P., & Zamorano, J. 2002, *AJ*, submitted
- Aragón-Salamanca, A., Baugh, C. M., & Kauffmann, G. 1998, *MNRAS*, 297, 427
- Aragón-Salamanca, A., Ellis, R. S., Couch, W. J., & Carter, D. 1993, *MNRAS*, 262, 764
- Baggett, W. E., Baggett, S. M., & Anderson, K. S. J. 1998, *AJ*, 116, 1626

- Balogh, M. L., Christlein, D., Zabludoff, A. I., & Zaritsky, D. 2001, *ApJ*, 557, 117
- Balzano, V. A. 1983, *ApJ*, 268, 602
- Baugh, C. M., Cole, S., Frenk, C. S., & Lacey, C. G. 1998, *ApJ*, 498, 504
- Beijersbergen, M., de Blok, W. J. G., & van der Hulst, J. M. 1999, *A&A*, 351, 903
- Bell, E. F. 2002, *ApJ*, 577, 150
- . 2003, *ApJ*, 586, 794
- Bell, E. F. & de Jong, R. S. 2000, *MNRAS*, 312, 497
- . 2001, *ApJ*, 550, 212
- Bell, E. F. & Kennicutt, R. C. 2001, *ApJ*, 548, 681
- Bender, R. & Moellenhoff, C. 1987, *A&A*, 177, 71
- Bershady, M. A., Jangren, A., & Conselice, C. J. 2000, *AJ*, 119, 2645
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Bessell, M. S., Castelli, F., & Plez, B. 1998, *A&A*, 333, 231
- Birkle, K. 1984, in *Astronomy with Schmidt-type Telescopes. Proceedings of the 78th. Colloquium of the International Astronomical Union (Asiago, Italy) August 30-September 2, 1983*. Editor, Massimo Capaccioli; Publisher, D. Reidel Publishing Co., Dordrecht, Holland; Boston, 1984. ISBN # 90-227-1756-7. LC # QB88 .A87. P.203, 1984, 203
- Blain, A. W. 2001, in *Starburst Galaxies: Near and Far*, 303
- Bolzonella, M., Miralles, J.-M., & Pelló, R. 2000, *A&A*, 363, 476
- Boroson, T. 1981, *ApJS*, 46, 177
- Boselli, A., Gavazzi, G., Lequeux, J., Buat, V., Casoli, F., Dickey, J., & Donas, J. 1997, *A&A*, 327, 522
- Bothun, G. D., Schmitz, M., Halpern, J. P., Lonsdale, C. J., & Impey, C. 1989, *ApJS*, 70, 271
- Bournaud, F. & Combes, F. 2002, *A&A*, 392, 83
- Brinchmann, J. & Ellis, R. S. 2000, *ApJL*, 536, L77
- Brocklehurst, M. 1971, *MNRAS*, 153, 471
- Buat, V., Boselli, A., Gavazzi, G., & Bonfanti, C. 2002, *A&A*, 383, 801

- Cairós, L. M., Vílchez, J., González Pérez, J., Iglesias-Páramo, J., & Caon, N. 2001, *ApJS*, 133, 321
- Calzetti, D. 1997, *AJ*, 113, 162
- . 2001, *PASP*, 113, 1449
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., & Storchi-Bergmann, T. 2000, *ApJ*, 533, 682
- Caplan, J. & Deharveng, L. 1986, *A&A*, 155, 297
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Charlot, S. . & Fall, S. M. 2000, *ApJ*, 539, 718
- Charlot, S. . & Longhetti, M. 2001, *MNRAS*, 323, 887
- Chatzichristou, E. T. 2001, *ApJ*, 556, 653
- Chitre, A. & Joshi, U. C. 1999, *A&AS*, 139, 105
- . 2001, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 22, 155
- Cohen, J. G., Blandford, R., Hogg, D. W., Pahre, M. A., & Shopbell, P. L. 1999, *ApJ*, 512, 30
- Cole et al. 2001, *MNRAS*, 326, 255
- Colina, L., Bohlin, R. C., & Castelli, F. 1996, *Instrument Science Report*, CAL/SCS-008
- Combes, F. . 2001, in *ASP Conf. Ser. 249: The Central Kiloparsec of Starbursts and AGN: The La Palma Connection*, 475
- Condon, J. J. 1992, *ARA&A*, 30, 575
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B., & Broderick, J. J. 1998, *AJ*, 115, 1693
- Conselice, C. J., Bershad, M. A., & Gallagher, J. S. 2000a, *A&A*, 354, L21
- Conselice, C. J., Gallagher, J. S., Calzetti, D., Homeier, N., & Kinney, A. 2000b, *AJ*, 119, 79
- Corbelli, E., Salpeter, E. E., & Dickey, J. M. 1991, *ApJ*, 370, 49
- Corradi, R. L. M., Beckman, J. E., & Simonneau, E. 1996, *MNRAS*, 282, 1005
- Cousins, A. W. J. 1978, *Monthly Notes of the Astronomical Society of South Africa*, 37, 8
- Cowie, L. L., Hu, E. M., & Songaila, A. 1995, *Nature*, 377, 603

- Cowie, L. L., Songaila, A., Hu, E. M., & Cohen, J. G. 1996, *AJ*, 112, 839
- Coziol, R., Demers, S., Pena, M., Torres-Peimbert, S., Fontaine, G., Wesemael, F., & Lamontagne, R. 1993, *AJ*, 105, 35
- Davidge, T. J. 1992, *AJ*, 103, 1512
- de Jong, R. S. 1996a, *A&AS*, 118, 557
- . 1996b, *A&A*, 313, 45
- . 1996c, *A&A*, 313, 377
- de Jong, R. S. & van der Kruit, P. C. 1994, *A&AS*, 106, 451
- de Vaucouleurs, G. 1948, *Annales d'Astrophysique*, 11, 247
- . 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- . 1977, *Evolution of galaxies and stellar populations*, 43, ed. Larson, R. B., Tynsley, B. M., New Haven, Yale University Observatory
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., Buta, R. J., Paturel, G., & Fouque, P. 1992, *VizieR Online Data Catalog*, 7137, 0
- Dickinson, M., Papovich, C., Ferguson, H. C., & Budavári, T. 2003, *ApJ*, 587, 25
- Doi, M., Fukugita, M., & Okamura, S. 1993, *MNRAS*, 264, 832
- Doublier, V., Caulet, A., & Comte, G. 2001, *A&A*, 367, 33
- Doublier, V., Comte, G., Petrosian, A., Surace, C., & Turatto, M. 1997, *A&AS*, 124, 405
- Dreyer, J. L. E. 1888, *MmRAS*, 49, 1
- . 1895, *MmRAS*, 51, 185
- . 1908, *MmRAS*, 59, 105
- Drinkwater, M. J., Currie, M. J., Young, C. K., Hardy, E., & Yearsley, J. M. 1996, *MNRAS*, 279, 595
- Drory, N., Bender, R., Snigula, J., Feulner, G., Hopp, U., Maraston, C., Hill, G. J., & de Oliveira, C. M. 2001, *ApJL*, 562, L111
- Efstathiou, G., Ellis, R. S., & Peterson, B. A. 1988, *MNRAS*, 232, 431
- Elias, J. H., Frogel, J. A., Matthews, K., & Neugebauer, G. 1982, *AJ*, 87, 1029

- Ellis, R. S. 1997, *ARA&A*, 35, 389
- . 2001, *PASP*, 113, 515
- Ellis, R. S., Colless, M., Broadhurst, T., Heyl, J., & Glazebrook, K. 1996, *MNRAS*, 280, 235
- Elmegreen et al. 2000, *AJ*, 120, 630
- Elvis, M., Maccacaro, T., Wilson, A. S., Ward, M. J., Penston, M. V., Fosbury, R. A. E., & Perola, G. C. 1978, *MNRAS*, 183, 129
- Faber, S. M. & Gallagher, J. S. 1979, *ARA&A*, 17, 135
- Ferguson, A. M.Ñ., Wyse, R. F. G., & Gallagher, J. S. 1996a, *AJ*, 112, 2567
- Ferguson, A. M.Ñ., Wyse, R. F. G., Gallagher, J. S., & Hunter, D. A. 1996b, *AJ*, 111, 2265
- Ferguson, H. C., Dickinson, M., & Williams, R. 2000, *ARA&A*, 38, 667
- Ferland, G. J. 1980, *PASP*, 92, 596
- Fioc, M. & Rocca-Volmerange, B. 1999, *A&A*, 351, 869
- Fitzpatrick, E. L. 1999, *PASP*, 111, 63
- Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811
- Fukugita, M., Hogan, C. J., & Peebles, P. J. E. 1998, *ApJ*, 503, 518
- Fukugita, M., Shimasaku, K., & Ichikawa, T. 1995, *PASP*, 107, 945
- Gallego, J. 1995, Tesis Doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- . 1998, *Ap&SS*, 263, 1
- Gallego, J., García-Dabó, C. E., Zamorano, J., Aragón-Salamanca, A., & Rego, M. 2002, *ApJL*, 570, L1
- Gallego, J., Zamorano, J., Aragón-Salamanca, A., & Rego, M. 1995, *ApJL*, 455, L1
- Gallego, J., Zamorano, J., Rego, M., Alonso, O., & Vitores, A. G. 1996, *A&AS*, 120, 323
- Gallego, J., Zamorano, J., Rego, M., & Vitores, A. G. 1997, *ApJ*, 475, 502
- García-Dabó, C. E. 2002, Tesis Doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- Gavazzi, G. & Boselli, A. 1996, *Astrophysical Letters Communications*, 35, 1
- Gavazzi, G., Catinella, B., Carrasco, L., Boselli, A., & Contursi, A. 1998, *AJ*, 115, 1745

- Gavazzi, G., Garilli, B., & Boselli, A. 1990, *A&AS*, 83, 399
- Geller et al. 1997, *AJ*, 114, 2205
- Gil de Paz, A. 2000, Tesis Doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- Gil de Paz, A., Aragón-Salamanca, A., Gallego, J., Alonso-Herrero, A., Zamorano, J., & Kauffmann, G. 2000a, *MNRAS*, 316, 357
- Gil de Paz, A. & Madore, B. F. 2002, *AJ*, 123, 1864
- Gil de Paz, A., Madore, B. F., & Pevunova, O. 2003, *ApJL* (en prensa), astro-ph/0302221
- Gil de Paz, A., Zamorano, J., & Gallego, J. 2000b, *A&A*, 361, 465
- Gil de Paz, A., Zamorano, J., Gallego, J., & Domínguez, F. D. 2000c, *A&AS*, 145, 377
- Giovanelli, R. & Haynes, M. P. 1993, *AJ*, 105, 1271
- Glazebrook, K., Ellis, R., Colless, M., Broadhurst, T., Allington-Smith, J., & Tanvir, N. 1995, *MNRAS*, 273, 157
- Goldader, J. D., Meurer, G., Heckman, T. M., Seibert, M., Sanders, D. B., Calzetti, D., & Steidel, C. C. 2002, *ApJ*, 568, 651
- González Delgado, R. M., Leitherer, C., & Heckman, T. M. 1999, *ApJS*, 125, 489
- Gordon, K. D., Calzetti, D., & Witt, A.Ñ. 1997, *ApJ*, 487, 625
- Graham, A. W. 2002, *MNRAS*, 334, 721
- Guzmán, R., Gallego, J., Koo, D. C., Phillips, A. C., Lowenthal, J. D., Faber, S. M., Illingworth, G. D., & Vogt, N. P. 1997, *ApJ*, 489, 559
- Guzman, R., Jangren, A., Koo, D. C., Bershad, M. A., & Simard, L. 1998, *ApJL*, 495, L13
- Haarsma, D. B., Partridge, R. B., Windhorst, R. A., & Richards, E. A. 2000, *ApJ*, 544, 641
- Hameed, S. & Devereux, N. 1999, *AJ*, 118, 730
- Hamuy, M., Walker, A. R., Suntzeff, N. B., Gigoux, P., Heathcote, S. R., & Phillips, M. M. 1992, *PASP*, 104, 533
- Hawarden, T. G., Leggett, S. K., Letawsky, M. B., Ballantyne, D. R., & Casali, M. M. 2001, *MNRAS*, 325, 563
- Hiltner, W. A. 1962, *Astronomical techniques*. Chicago, University Press

- Hogg, D. W., Cohen, J. G., Blandford, R., & Pahre, M. A. 1998, *ApJ*, 504, 622
- Holmberg, E. 1958, *Meddelanden fran Lunds Astronomiska Observatorium Serie II*, 136, 1
- Hoopes, C. G., Walterbos, R. . M., & Bothun, G. D. 2001, *ApJ*, 559, 878
- Hoopes, C. G., Walterbos, R. A. M., & Greenwalt, B. E. 1996, *AJ*, 112, 1429
- Hopkins, A. M., Connolly, A. J., Haarsma, D. B., & Cram, L. E. 2001, *AJ*, 122, 288
- Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321
- Huchra, J., Davis, M., Latham, D., & Tonry, J. 1983, *ApJS*, 52, 89
- Huchra, J. & Sargent, W. L. W. 1973, *ApJ*, 186, 433
- Huchra, J. P., Vogeley, M. S., & Geller, M. J. 1999, *ApJS*, 121, 287
- Huchtmeier, W. K. & Richter, O.-G. 1989, *A General Catalog of HI Observations of Galaxies. The Reference Catalog*. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York
- Hughes et al. 1998, *Nature*, 394, 241
- Hunt, L. K. & Malkan, M. A. 1999, *ApJ*, 516, 660
- Hunt, L. K., Mannucci, F., Testi, L., Migliorini, S., Stanga, R. M., Baffa, C., Lisi, F., & Vanzi, L. 1998, *AJ*, 115, 2594
- Iglesias-Páramo, J. & Vílchez, J. M. 1999, *ApJ*, 518, 94
- Izotov, I. I., Guseva, N. G., Lipovetskii, V. A., Kniazev, A. I., & Stepanian, J. A. 1990, *Nature*, 343, 238
- . 1991, *A&A*, 247, 303
- Jansen, R. A., Fabricant, D., Franx, M., & Caldwell, N. 2000a, *ApJS*, 126, 331
- Jansen, R. A., Franx, M., Fabricant, D., & Caldwell, N. 2000b, *ApJS*, 126, 271
- Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S., Skrutskie, M., & Huchra, J. P. 2000, *AJ*, 119, 2498
- Jedrzejewski, R. I. 1987, *MNRAS*, 226, 747
- Jogee, S., Shlosman, I., Laine, S., Englmaier, P., Knapen, J. H., Scoville, N., & Wilson, C. D. 2002, *ApJ*, 575, 156

- Johnson, H. L. 1965, *ApJ*, 141, 923
- Jones, D. H. & Bland-Hawthorn, J. 2001, *ApJ*, 550, 593
- Kauffmann, G., Colberg, J. M., Diaferio, A., & White, S. D. M. 1999, *MNRAS*, 303, 188
- Kauffmann et al. 2002, *MNRAS* (en prensa), astro-ph/0204055
- Kennicutt, R. C. 1983, *ApJ*, 272, 54
- . 1989, *ApJ*, 344, 685
- . 1998a, *ARA&A*, 36, 189
- . 1998b, *ApJ*, 498, 541
- Kennicutt, R. C., Bothun, G. D., & Schommer, R. A. 1984, *AJ*, 89, 1279
- Kennicutt, R. C. & Kent, S. M. 1983, *AJ*, 88, 1094
- Kent, S. M. 1985, *ApJS*, 59, 115
- Kewley, L. J., Geller, M. J., Jansen, R. A., & Dopita, M. A. 2002, *AJ*, 124, 3135
- Kinney, A. L., Calzetti, D., Bohlin, R. C., McQuade, K., Storchi-Bergmann, T., & Schmitt, H. R. 1996, *ApJ*, 467, 38
- Knapen, J. H. & van der Kruit, P. C. 1991, *A&A*, 248, 57
- Kochanek et al. 2001, *ApJ*, 560, 566
- Kormendy, J. & Djorgovski, S. 1989, *ARA&A*, 27, 235
- Kraan-Korteweg, R. C. 1986, *A&AS*, 66, 255
- Kron, R. G. 1980, *ApJS*, 43, 305
- Kroupa, P., Tout, C. A., & Gilmore, G. 1993, *MNRAS*, 262, 545
- Krüger, H., Fritze-v. Alvensleben, U., & Loose, H.-H. 1995, *A&A*, 303, 41
- Kuchinski et al. 2000, *ApJS*, 131, 441
- Kunth, D. & Östlin, G. 2000, *A&A Rev.*, 10, 1
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Lanzetta, K. M., Yahata, N., Pascarelle, S., Chen, H., & Fernández-Soto, A. 2002, *ApJ*, 570, 492

- Lehnert, M. D. & Heckman, T. M. 1994, *ApJL*, 426, L27
- . 1996, *ApJ*, 472, 546
- Leitherer et al. 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lilly, S. J., Le Fevre, O., Hammer, F., & Crampton, D. 1996, *ApJL*, 460, L1
- Lin, H., Kirshner, R. P., Shectman, S. A., Landy, S. D., Oemler, A., Tucker, D. L., & Schechter, P. L. 1996, *ApJ*, 464, 60
- Lonsdale Persson, C. J. & Helou, G. 1987, *ApJ*, 314, 513
- Loose, H. H. & Thuan, T. X. 1985, in *Star Forming Dwarf Galaxies and Related Objects*, 73. Editions Frontières, Gif sur Yvette, ed. D. Kunth, T. X. Thuan, & T. V. Tran
- Lou, Y., Yuan, C., Fan, Z., & Leon, S. 2001, *ApJL*, 553, L35
- Loveday, J. 2000, *MNRAS*, 312, 557
- Loveday, J., Peterson, B. A., Maddox, S. J., & Efstathiou, G. 1996, *ApJS*, 107, 201
- Lowenthal, J. D., Koo, D. C., Guzman, R., Gallego, J., Phillips, A. C., Faber, S. M., Vogt, N. P., Illingworth, G. D., & Gronwall, C. 1997, *ApJ*, 481, 673
- MacAlpine, G. M. & Lewis, D. W. 1978, *ApJS*, 36, 587
- MacArthur, L. A., Courteau, S., & Holtzman, J. A. 2003, *ApJ*, 582, 689
- Madau, P. 1997, in *Star Formation Near and Far*, 481
- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., Giavalisco, M., Steidel, C. C., & Fruchter, A. 1996, *MNRAS*, 283, 1388
- Maddox, S. J., Efstathiou, G., Sutherland, W. J., & Loveday, J. 1990, *MNRAS*, 243, 692
- Marcum et al. 2001, *ApJS*, 132, 129
- Massey, P. & Hunter, D. A. 1998, *ApJ*, 493, 180
- Mazzarella, J. M. & Balzano, V. A. 1986, *ApJS*, 62, 751
- McGaugh, S. S., Bothun, G. D., & Schombert, J. M. 1995, *AJ*, 110, 573
- Melbourne, J. & Salzer, J. J. 2002, *AJ*, 123, 2302
- Melnick, J., Heydari-Malayeri, M., & Leisy, P. 1992, *A&A*, 253, 16

- Meurer, G. R., Heckman, T. M., Lehnert, M. D., Leitherer, C., & Lowenthal, J. 1997, *AJ*, 114, 54
- Meurs, E. J. A. & Wilson, A. S. 1984, *A&A*, 136, 206
- Miller, G. E. & Scalo, J. M. 1979, *ApJS*, 41, 513
- Milliard, B., Donas, J., Laget, M., Armand, C., & Vuillemin, A. 1992, *A&A*, 257, 24
- Moorwood, A. F. M., van der Werf, P. P., Cuby, J. G., & Oliva, E. 2000, *A&A*, 362, 9
- Moriondo, G., Giovanardi, C., & Hunt, L. K. 1998, *A&A*, 339, 409
- Murtagh, F. & Heck, A. 1987, *Multivariate data analysis. Astrophysics and Space Science Library*, Dordrecht: Reidel, 1987
- Norberg et al. 2002, *MNRAS*, 336, 907
- Oey, M. S. & Kennicutt, R. C. 1997, *MNRAS*, 291, 827
- Oke, J. B. 1990, *AJ*, 99, 1621
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA, University Science Books)
- Pérez-González, P. G., Gil de Paz, A., Zamorano, J., Gallego, J., Alonso-Herrero, A., & Aragón-Salamanca, A. 2003a, *MNRAS*, 338, 508
- . 2003b, *MNRAS*, 338, 525
- Pérez-González, P. G., Zamorano, J., & Gallego, J. 2001, in *Highlights of Spanish astrophysics II*, 97
- Papaderos, P., Loose, H.-H., Thuan, T. X., & Fricke, K. J. 1996, *A&AS*, 120, 207
- Papovich, C., Dickinson, M., & Ferguson, H. C. 2001, *ApJ*, 559, 620
- Pascual, S., Gallego, J., Aragón-Salamanca, A., & Zamorano, J. 2001, *A&A*, 379, 798
- Pascual et al. 2003, *ApJ*, (en preparación)
- Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H. 2002, *AJ*, 124, 266
- Pérez-González, P. G., Gallego, J., Zamorano, J., & Gil de Paz, A. 2001, *A&A*, 365, 370
- Pérez-González, P. G., Gil de Paz, A., Zamorano, J., & Gallego, J. 2003, *ApJ*, (en preparación)

- Pérez-González, P. G., Zamorano, J., Gallego, J., & Gil de Paz, A. 2000, *A&AS*, 141, 409
- Persson, S. E., Murphy, D. C., Krzeminski, W., Roth, M., & Rieke, M. J. 1998, *AJ*, 116, 2475
- Pettini, M., Kellogg, M., Steidel, C. C., Dickinson, M., Adelberger, K. L., & Giavalisco, M. 1998, *ApJ*, 508, 539
- Pettini, M., Shapley, A. E., Steidel, C. C., Cuby, J., Dickinson, M., Moorwood, A. F. M., Adelberger, K. L., & Giavalisco, M. 2001, *ApJ*, 554, 981
- Phillips, A. C., Guzman, R., Gallego, J., Koo, D. C., Lowenthal, J. D., Vogt, N. P., Faber, S. M., & Illingworth, G. D. 1997, *ApJ*, 489, 543
- Pisano, D. J., Kobulnicky, H. A., Guzmán, R., Gallego, J. ., & Bershad, M. A. 2001, *AJ*, 122, 1194
- Press, W. H. 2002, *Numerical recipes in C++ : the art of scientific computing*, 1,002 p. ISBN : 0521750334
- Pritchett, C. & Kline, M. I. 1981, *AJ*, 86, 1859
- Prugniel, P. & Heraudeau, P. 1998, *A&AS*, 128, 299
- Quirk, W. J. 1972, *ApJL*, 176, L9
- Rego et al. 2003, *ApJ*, (en preparación)
- Reynolds, R. J. 1990, in *IAU Symp. 139: The Galactic and Extragalactic Background Radiation*, Vol. 139, 157–169
- Rix, H. & Rieke, M. J. 1993, *ApJ*, 418, 123
- Roberts, M. S. 1975, *Galaxies and the Universe*, 309, ed. Sandage, A., Sandage, M., Kristian, J., Chicago, University of Chicago Press
- Rowan-Robinson, M. 2001, *ApJ*, 549, 745
- Rozas, M., Beckman, J. E., & Knapen, J. H. 1996, *A&A*, 307, 735
- Sakhibov, F. & Smirnov, M. 2000, *A&A*, 354, 802
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Salzer, J. J. 1989, *ApJ*, 347, 152
- Salzer, J. J., MacAlpine, G. M., & Boroson, T. A. 1989a, *ApJS*, 70, 447
- . 1989b, *ApJS*, 70, 479

- Sandage, A. & Bedke, J. 1994, *The Carnegie atlas of galaxies*. Washington, DC: Carnegie Institution of Washington with The Flintridge Foundation
- Sandage, A. & Tammann, G. A. 1987, *A revised Shapley-Ames Catalog of bright galaxies*. Carnegie Institution of Washington Publication, Washington: Carnegie Institution
- Sandage, A., Tammann, G. A., & Yahil, A. 1979, *ApJ*, 232, 352
- Sanders, D. B. & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
- Sauvage, M. & Thuan, T. X. 1994, *ApJ*, 429, 153
- Scalo, J. M. 1986, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 11, 1
- Schaerer, D., Guseva, N. G., Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 2000, *A&A*, 362, 53
- Schechter, P. 1976, *ApJ*, 203, 297
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- . 1968, *ApJ*, 151, 393
- Schmidt, M. & Green, R. F. 1983, *ApJ*, 269, 352
- Schombert, J. M. & Bothun, G. D. 1987, *AJ*, 93, 60
- Selman, F., Melnick, J., Bosch, G., & Terlevich, R. 1999, *A&A*, 347, 532
- Serjeant, S., Gruppioni, C., & Oliver, S. 2002, *MNRAS*, 330, 621
- Sersic, J. L. 1968, *Atlas de galaxias australes*. Cordoba, Argentina: Observatorio Astronomico
- Shapley, A. E., Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Dickinson, M., Giavalisco, M., & Pettini, M. 2001, *ApJ*, 562, 95
- Sheth, K., Vogel, S.Ñ., Regan, M. W., Teuben, P. J., Harris, A. I., & Thornley, M. D. 2002, *AJ*, 124, 2581
- Simien, F. 1989, in *World of Galaxies (Le Monde des Galaxies)*, 293–310
- Simien, F. & de Vaucouleurs, G. 1986, *ApJ*, 302, 564
- Sodre, L. J. & Lahav, O. 1993, *MNRAS*, 260, 285
- Somerville, R. S., Primack, J. R., & Faber, S. M. 2001, *MNRAS*, 320, 504

- Songaila, A., Cowie, L. L., Hu, E. M., & Gardner, J. P. 1994, *ApJS*, 94, 461
- Spitzer, L. J. 1978, *JRASC*, 72, 349
- Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Giavalisco, M., Dickinson, M., & Pettini, M. 1999, *ApJ*, 519, 1
- Steidel, C. C., Giavalisco, M., Pettini, M., Dickinson, M., & Adelberger, K. L. 1996, *ApJL*, 462, L17
- Stetson, P. B. 1990, *PASP*, 102, 932
- Stoughton et al. 2002, *AJ*, 123, 485
- Sullivan, M., Mobasher, B., Chan, B., Cram, L., Ellis, R., Treyer, M., & Hopkins, A. 2001, *ApJ*, 558, 72
- Takase, B. & Miyauchi-Isobe, N. 1990, *Publications of the National Astronomical Observatory of Japan*, 1, 181
- Telesco, C. M. & Decher, R. 1988, *ApJ*, 334, 573
- Telles, J. E. 1995, Tesis Doctoral, Cambridge University
- Toffolatti, L., Franceschini, A., Danese, L., & de Zotti, G. 1987, *A&A*, 184, 7
- Totani, T. & Yoshii, Y. 2000, *ApJ*, 540, 81
- Trager, S. C., Worthey, G., Faber, S. M., Burstein, D., & González, J. J. 1998, *ApJS*, 116, 1
- Tresse, L., Maddox, S. J., Le Fèvre, O., & Cuby, J.-G. 2002, *MNRAS*, 337, 369
- Treyer, M. A., Ellis, R. S., Milliard, B., Donas, J., & Bridges, T. J. 1998, *MNRAS*, 300, 303
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1988, *Annales de Geophysique*
- van den Bergh, S. 1960a, *ApJ*, 131, 558
- . 1960b, *ApJ*, 131, 215
- van den Bergh, S., Abraham, R. G., Whyte, L. F., Merrifield, M. R., Eskridge, P. B., Frogel, J. A., & Pogge, R. 2002, *AJ*, 123, 2913
- Vennik, J., Hopp, U., & Popescu, C. C. 2000, *A&AS*, 142, 399
- Vitores, A. 1994, Tesis Doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- Vitores, A. G., Zamorano, J., Rego, M., Alonso, O., & Gallego, J. 1996a, *A&AS*, 118, 7

- Vitores, A. G., Zamorano, J., Rego, M., Gallego, J., & Alonso, O. 1996b, *A&AS*, 120, 385
- Volonteri, M., Saracco, P., & Chincarini, G. 2000, *A&AS*, 145, 111
- Wainscoat, R. J. & Cowie, L. L. 1992, *AJ*, 103, 332
- Walterbos, R. A. M. & Greenawalt, B. 1996, *ApJ*, 460, 696
- Wang, J., Heckman, T. M., & Lehnert, M. D. 1997, *ApJ*, 491, 114
- . 1999, *ApJ*, 515, 97
- Wasilewski, A. J. 1983, *ApJ*, 272, 68
- Willmer, C.Ñ. A. 1997, *AJ*, 114, 898
- Worthey, G. 1994, *ApJS*, 95, 107
- Yan, L., McCarthy, P. J., Freudling, W., Teplitz, H. I., Malumuth, E. M., Weymann, R. J., & Malkan, M. A. 1999, *ApJL*, 519, L47
- Yan et al. 2000, *AJ*, 120, 575
- Youngblood, A. J. & Hunter, D. A. 1999, *ApJ*, 519, 55
- Zamorano, J., Gallego, J., Rego, M., Vitores, A. G., & Alonso, O. 1996, *ApJS*, 105, 343
- Zamorano, J., Rego, M., Gallego, J. G., Vitores, A. G., González-Riestra, R., & Rodríguez-Caderot, G. 1994, *ApJS*, 95, 387
- Zurita, A. 2001, Tesis Doctoral, Instituto de Astrofísica de Canarias
- Zurita, A., Beckman, J. E., Rozas, M., & Ryder, S. 2002, *A&A*, 386, 801

# Índice de figuras

2.1. Ejemplo de un espectro en el óptico de una galaxia con formación estelar activa (Kinney et al. 1996) donde se han marcado las líneas de emisión nebular principales y los filtros más relevantes: $U$ , $B$ , $R_C$ de Cousins y $r$ de Gunn. . . . .	9
3.1. Comparación de las curvas de transmisión de los distintos filtros $B$ utilizados en este trabajo. . . . .	32
3.2. Comparación de las magnitudes $B$ de las galaxias UCM obtenidas en este trabajo con datos de la literatura (de Vaucouleurs et al. 1992, Gavazzi & Boselli 1996). . . . .	39
3.3. Comparación de los radios efectivos medidos a partir de aperturas circulares y elípticas (isofotas). . . . .	41
3.4. Comparación de los colores $B-r$ efectivos y en la isofota de 24 mag arcsec <sup>-2</sup> . . . . .	49
3.5. Histogramas de las magnitudes aparentes (arriba) y absolutas (abajo) de las galaxias UCM en los filtros $B$ de Johnson y $r$ de Gunn. . . . .	50
3.6. Magnitud absoluta en $B$ (corregida de extinción Galáctica) frente a radio efectivo (en kpc). Comparación con muestras locales. . . . .	52
3.7. Histogramas de los colores $(B-r)_{\text{ef}}$ y $(B-r)_{24}$ para las galaxias UCM. . . . .	53
3.8. Histogramas del color $(B-r)_{\text{ef}}$ según los tipos morfológico (izquierda) y espectroscópico (derecha) para la muestra UCM. . . . .	54

3.9. Diagrama color-magnitud para la muestra de galaxias UCM y varias muestras locales de comparación. . . . .	57
3.10. Comparación de las distribuciones de las magnitudes $B$ aparentes y absolutas de las galaxias de la Exploración UCM y de la muestra NFGS. . . . .	58
3.11. Comparación de las distribuciones del color $B-r$ efectivo y de la extinción de los brotes para las galaxias de la Exploración UCM y de la muestra NFGS. . . . .	59
3.12. Histogramas comparativos en el filtro $B$ para distintas muestras de galaxias. Se usa una cosmología con $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$ y $q_0 = 0.5$ . . . . .	60
3.13. Magnitud absoluta en $B$ (corregida de extinción Galáctica) frente a radio efectivo (en kpc). Comparación con muestras de galaxias con $0 < z < 3$ . . . . .	62
4.1. Dos ejemplos del ajuste de isofotas. Se muestra el perfil radial de brillo superficial, la imagen en banda $B$ y un diagrama de contornos con las elipses ajustadas con la tarea <i>ellipse</i> . . . . .	71
4.2. Ejemplos de la descomposición bulbo-disco de los perfiles radiales de brillo superficial en la banda $B$ de Johnson para las galaxias de la Exploración UCM. . . . .	77
4.3. Histograma de la razón bulbo-disco (y bulbo-total en el diagrama interior) para las galaxias de la Exploración UCM en las bandas $B$ de Johnson y $r$ de Gunn. . . . .	94
4.4. Histogramas de los parámetros del bulbo y el disco en los filtros $B$ y $r$ . . . . .	95
4.5. Histograma de las inclinaciones galácticas en los filtros $B$ y $r$ . . . . .	98
4.6. Histogramas de los parámetros geométricos de las galaxias UCM en los filtros $B$ y $r$ . . . . .	99
4.7. Histogramas de los índices de concentración y asimetría para las galaxias de la muestra UCM en los filtros $B$ y $r$ . . . . .	101
4.8. Histogramas de la razón $B/T$ y del brillo superficial efectivo medio en el filtro $B$ de acuerdo con el tipo final de Hubble asignado a cada galaxia. . . . .	103

4.9. Histogramas de los índices de concentración $c_{42}$ y $c_{31}$ en el filtro $B$ . . . . .	104
4.10. Gráfico que enfrenta el índice de concentración $c_{in}$ frente al brillo superficial medio dentro de la isofota $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ en el filtro $B$ . . . . .	105
4.11. Correlación entre el tamaño de las galaxias UCM, la luminosidad total y la concentración luminosa en el filtro $B$ . . . . .	112
4.12. Diagramas de diagnóstico del tipo morfológico basados en parámetros de luminosidad, concentración y asimetría en el filtro $B$ . . . . .	114
5.1. Comparación de las propiedades de la muestra observada en imagen $H\alpha$ con el total de la muestra UCM. . . . .	122
5.2. Curvas de transmisión de los filtros utilizados en las observaciones $H\alpha$ de las galaxias UCM. . . . .	124
5.3. Ejemplo de la sustracción del continuo espectral de una imagen de filtro estrecho en torno a la línea $H\alpha$ . . . . .	129
5.4. Comparación de los flujos $H\alpha$ calculados en este trabajo con los encontrados en la literatura (Kennicutt et al. 1984, Gavazzi et al. 1990, 1998). . . . .	134
5.5. Representación en escala de grises de algunas de las galaxias observadas en imagen $H\alpha$ . . . . .	136
5.6. Ejemplos significativos de la posición de la rendija de las observaciones espectroscópicas de las galaxias UCM. . . . .	138
5.7. Comparación de los flujos $H\alpha$ obtenidos en el estudio espectroscópico de Gallego et al. (1996) y los medidos en la simulación de la rendija en las imágenes $H\alpha$ . . . . .	140
5.8. Comparación de los flujos $H\alpha$ integrados obtenidos en el estudio espectroscópico de Gallego et al. (1996) y los medidos en las imágenes $H\alpha$ . . . . .	141
5.9. Comparación de los valores de la $EW(H\alpha)$ obtenidos en los espectros y las imágenes $H\alpha$ . . . . .	142

5.10. Distribución del parámetro de concentración $c_{31}$ referente a la emisión $H\alpha$ para las galaxias UCM. . . . .	144
5.11. Distribución del parámetro del radio efectivo $r_e$ referente a la emisión $H\alpha$ para las galaxias UCM. . . . .	145
5.12. Distribución del cociente entre los radios de las aperturas que contiene el 80 % del flujo total $H\alpha$ y la correspondiente a la isofota de 24.5 mag arcsec <sup>-2</sup> medida en la imagen BB. . . . .	146
5.13. Comparación de los flujos $H\alpha$ contenidos en aperturas circulares de 3'' frente a la emisión integrada. . . . .	148
5.14. Comparación de los cocientes entre las luminosidades $H\alpha$ provenientes del bulbo y la integrada para toda la galaxia, calculadas de forma interactiva y analítica. . . . .	150
5.15. Caracterización de la localización de la formación estelar en las galaxias UCM. . . . .	151
5.16. Correlación entre (B/T)( $H\alpha$ ) y el tipo de Hubble. . . . .	152
5.17. Correlación entre la emisión procedente de las estrellas jóvenes y las propiedades integradas de la galaxia. . . . .	154
5.18. Correlación entre la SFR y la extinción. . . . .	156
5.19. Ejemplos de la detección de regiones de formación estelar en las galaxias UCM. . . . .	162
5.20. Estudio de la correlación entre el número de nodos de formación estelar detectados en una galaxia y el desplazamiento al rojo y el tamaño angular total. . . . .	163
5.21. Distribución y correlación de propiedades de los nodos de formación estelar en las galaxias UCM. . . . .	164
5.22. Contribución de los distintos niveles de intensidad de la emisión $H\alpha$ al flujo total de las galaxias de la Exploración UCM. . . . .	166

5.23. Comparación de distintos estimadores de SFR desde el radio hasta el UV, pasando por el FIR y el óptico. . . . .	177
5.24. Relación entre las SFRs calculadas con $H\alpha$ y con el FIR en función de la luminosidad FIR. . . . .	181
5.25. Relación entre las SFRs calculadas con $H\alpha$ y con el FIR en función de la densidad superficial de polvo. . . . .	183
6.1. Comparación de la fotometría NIR obtenida en este trabajo y por el equipo del <i>Two Micron All Sky Survey</i> (2MASS). . . . .	195
6.2. Comparación de las galaxias UCM con espirales/irregulares normales relajadas (Kennicutt & Kent 1983, Kennicutt 1998b). . . . .	205
6.3. Correlación entre el color $B - R$ y la razón masa-luminosidad en el filtro $K$ (y $B$ ) para la población subyacente (figura extraída de Bell & de Jong 2000). . . . .	206
6.4. Comparación de la importancia relativa de la emisión de las estrellas jóvenes y viejas, así como del gas ionizado, en la luminosidad total de una galaxia. . . . .	209
6.5. Dependencia con la longitud de onda de las leyes de extinción más comunes. . . . .	211
6.6. Esquema del escenario de formación estelar propuesto por Charlot & Fall (2000). . . . .	212
6.7. Predicciones de los modelos de síntesis de poblaciones. . . . .	216
6.8. Diagramas de comparación de los valores del estimador de la bondad del ajuste $\chi^2$ para diferentes binomios de parámetros seleccionados <i>a priori</i> . . . . .	219
6.9. Distribución de los mejores ajustes para las galaxias de la Exploración UCM en función de los parámetros seleccionables de los modelos. . . . .	220
6.10. Diferencias entre valores ajustados y medidos de los colores ópticos y NIR y de la $EW(H\alpha)$ en función del tipo espectroscópico. . . . .	222

6.11. Diferencias entre valores ajustados y medidos de los colores ópticos y NIR y de la $EW(H\alpha)$ en función de la extinción. . . . .	223
6.12. Histogramas de las 3 componentes del primer vector de PCA para la muestra de galaxias UCM. . . . .	225
6.13. Degeneraciones de las soluciones obtenidas por los modelos de síntesis de poblaciones. . . . .	226
6.14. Comparación de masas estelares obtenidas con $J$ y con $K$ y con $J$ en modelos en los que se tenían observaciones en $K$ o no. . . . .	228
7.1. Histogramas de la fuerza de brote de las galaxias de la muestra UCM. . .	235
7.2. Comparación de las fuerzas de brote obtenidas con modelos de SFR instantánea y continua. . . . .	236
7.3. Histogramas de la edad de los brotes recientes de las galaxias de la muestra UCM. . . . .	237
7.4. Histogramas de la metalicidad para los modelos BC99 y distribuciones de todos los parámetros de la población de los brotes para los modelos SB99. . . . .	239
7.5. Correlación entre la fuerza de brote y el tipo morfológico. . . . .	241
7.6. Evolución temporal de la $EW(H\alpha)$ . . . . .	242
7.7. Correlación entre la fuerza de brote y la extinción. . . . .	244
7.8. Correlación entre la fuerza de brote y el color óptico $B - r$ . . . . .	245
7.9. Relación entre la razón masa-luminosidad en la banda $K$ y el color óptico $B - r$ . . . . .	247
7.10. Distribución de las masas estelares totales de las galaxias UCM. . . . .	248
7.11. Distribuciones de las masas estelares totales y las SFRs específicas para la muestra UCM en función del tipo espectroscópico. . . . .	249

---

7.12. Correlación entre la masa estelar total y el contenido en gas neutro (HI) para las galaxias UCM. . . . .	250
7.13. Correlación entre la masa estelar total y la masa dinámica de las galaxias UCM. . . . .	251
7.14. Correlación entre la masa estelar total y la metalicidad del brote de formación estelar en las galaxias UCM. . . . .	252
7.15. Relación entre la SFR específica y la masa estelar total de las galaxias UCM.	264
8.1. Comparación de las luminosidades $H\alpha$ provenientes de los espectros y de las imágenes de banda estrecha. . . . .	275
8.2. Funciones de luminosidad $H\alpha$ calculadas a partir de los datos de imagen $H\alpha$ y de los espectroscópicos. . . . .	278
8.3. Histogramas de la magnitud línea más continuo para los filtros $BrJK$ . . .	285
8.4. Funciones de luminosidad de la muestra UCM en los filtros $BrJK$ . . . . .	287
8.5. Función de luminosidad de la muestra UCM en el FIR. . . . .	290
8.6. Funciones de masas estelares totales y de los brotes de la muestra UCM. .	294



# Índice de tablas

2.1. Datos generales de las galaxias de la Exploración UCM. . . . .	15
2.2. Datos de archivo para las galaxias de la Exploración UCM. . . . .	23
3.1. Detalles de las campañas de observación en el filtro $B$ y coeficientes fotométricos. . . . .	31
3.2. Resultados de la fotometría integrada en la banda $B$ de Johnson. . . . .	44
3.3. Valores medianos y cuartiles de los parámetros fotométricos integrados para las galaxias de la muestra UCM según los tipos morfológico y espectroscópico. . . . .	55
4.1. Resultados del test del procedimiento de descomposición bulbo-disco efectuado para siete tipos de galaxias artificiales. . . . .	78
4.2. Parámetros de la descomposición bulbo-disco, elipticidad y ángulo de posición de las galaxias de la Exploración UCM en el filtro $B$ de Johnson. . . . .	80
4.3. Parámetros de fotometría superficial de las galaxias UCM en el filtro $B$ de Johnson. . . . .	88
4.4. Estadísticas de los parámetros fotométricos en las bandas $B$ de Johnson y $r$ de Gunn. . . . .	102
4.5. Clasificación morfológica de las galaxias de la muestra UCM. . . . .	106

4.6. Número de galaxias y porcentaje del total por cada tipo de Hubble de acuerdo con las clasificaciones en los filtro $B$ de Johnson y $r$ de Gunn. . . .	111
4.7. Estadísticas de los parámetros fotométricos en el filtro $B$ según el tipo morfológico para las galaxias de la Exploración UCM. . . . .	115
5.1. Diario de las observaciones $H\alpha$ de las galaxias UCM. . . . .	123
5.2. Datos principales de los filtros utilizados en las observaciones $H\alpha$ . . . . .	125
5.3. Datos de las observaciones $H\alpha$ de las galaxias UCM. . . . .	130
5.4. Resultados del estudio fotométrico en $H\alpha$ . . . . .	170
6.1. Detalles de las campañas de observación en el infrarrojo cercano de las galaxias UCM. . . . .	193
6.2. Datos de fotometría y espectroscopía utilizados en el modelado de poblaciones estelares. . . . .	197
6.3. Propiedades principales de la población subyacente en función del tipo morfológico. . . . .	207
7.1. Estadísticas de los resultados de los modelos. . . . .	240
7.2. Propiedades de la población estelar joven, masas estelares integradas y parámetros del ajuste del modelado de poblaciones estelares de las galaxias UCM. . . . .	253
7.3. Estadísticas de la masa estelar total y la SFR específica de las galaxias UCM.	266
8.1. Funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM. . . . .	293
8.2. Ajustes de las funciones de luminosidad y masa de la muestra UCM. . . . .	295

# Acrónimos

**AGN** *active galactic nuclei*. Galaxias con un núcleo activo.

**BCD** *blue compact dwarf*. Enana compacta azul. Tipo espectroscópico/morfológico de galaxias caracterizado por un color muy azul y una luminosidad en  $B$  más ténue que  $-18^m$  ( $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ).

**CAHA** Observatorio Hipano-Alemán de Calar Alto, en Almería, España.

**CCD** *charge couple device*. Un CCD es un detector de fotones basado en tecnología de semiconductores.

**CS** *Century Survey*. Exploración de galaxias descrita en Geller et al. (1997).

**DANS** *dwarf amorphous nucleated starburst*. Tipo espectroscópico presentado en Salzer et al. (1989b).

**DHIIIH** *dwarf hot spot*. Tipo espectroscópico de galaxias, en este caso de baja luminosidad, con propiedades observacionales parecidas a las regiones HII.

**DIG** *gas difuso ionizado*. Del inglés *Diffuse Ionized Gas*, introducido por Reynolds (1990).

**ELG** *emission-line galaxy*. Galaxias con líneas de emisión nebular.

**EROs** *extremely red objects*. Galaxias presentadas por Yan et al. (2000) que se caracterizan por tener colores ópticos e infrarrojo cercano muy rojos (típicamente  $R - K > 5.3$ ).

**ESO** Observatorio Europeo del Sur. Del inglés *European Southern Observatory*.

**FIR** *far infrared*. Infrarrojo lejano, término normalmente referido a longitudes de onda entre  $8 - 1000 \mu\text{m}$ .

**FOCA** cámara de observación UV a bordo de un globo. Instrumento de observación ultravioleta descrito en Milliard et al. (1992).

- HDF-N** *Hubble Deep Field North*. Campo profundo observado por el HST.
- HHH** *hot spot*. Tipo espectroscópico de galaxias con propiedades observacionales parecidas a las regiones HII. Si la luminosidad es  $L(\text{H}\alpha) < 5 \times 10^7 L_{\odot}$  se denominan DHHH.
- HST** *Hubble Space Telescope*. Telescopio espacial Hubble.
- IC** *Index Catalogue*. Catálogo de galaxias descrito en Dreyer (1888, 1895, 1908).
- IMF** *initial mass function*. Función inicial de masas, es decir, la distribución de masas de las estrellas formadas en un brote. En este tesis se han considerado distintas parametrizaciones: la de Salpeter (1955), cuyo acrónimo es SALP, la de Scalo (1986) o SCA, y la de Miller & Scalo (1979) o MSCA. En todos los casos se han asumido los siguientes cortes en masa de la IMF:  $\mathcal{M}_{\text{low}} = 0.1 M_{\odot}$  y  $\mathcal{M}_{\text{up}} = 100 M_{\odot}$ .
- IRAF** *Image Reduction and Analysis Facility*. IRAF ha sido distribuido por el *National Optical Astronomy Observatories*, regidos por la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. (AURA)* en cooperación con la *National Science Foundation* de Estados Unidos.
- IRAS** *Infrared Astronomical Satellite*. Satélite de observación en el infrarrojo (lejano).
- ISM** *interstellar medium*. Medio interestelar.
- JCMT** *James Clerk Maxwell Telescope*. Telescopio en el Observatorio de Hawaii.
- JKT** *Jacobus Kaptey Telescope*. Telescopio en el Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, España.
- LBG** *Lyman break galaxies*. Galaxias presentadas por primera vez por Steidel et al. (1996, 1999), que son objetos detectados a partir de sus características prominentes (brillantes) en el UV, concretamente por el corte de Lyman en torno a 1000 Å.
- LCRS** *Las Campanas Redshift Survey*. Exploración de galaxias presentada en Lin et al. (1996).
- NED** *NASA/IPAC Extragalactic database*. NED (Base de datos extragalácticos NASA/IPAC) está dirigido por el *Jet Propulsion Laboratory* de Caltech, bajo contrato con NASA.
- NFGS** *Nearby Field Galaxy Sample*. Muestra de galaxias de campo cercanas descrita en Jansen et al. (2000a,b).
- NGC** *New General Catalogue of Nebulae and Star Clusters*. Catálogo de galaxias descrito en Dreyer (1888, 1895, 1908).

- NIR** *near infrared*. Infrarrojo cercano, término normalmente referido a longitudes de onda entre  $1 - 3 \mu\text{m}$ .
- NOT** *Nordic Optical Telescope*. Telescopio en el Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, España.
- NVSS** *NRAO VLA Sky Survey*. Exploración de gran campo en longitudes de onda radio presentada en Condon et al. (1998).
- ORM** Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, España.
- PCA** *principal component analysis*. Análisis de componentes principales, método estadístico de estudio de soluciones múltiples en un espacio multidimensional.
- PSF** *point spread function*. Función de imagen puntual, que es la respuesta de un sistema óptico ante una imagen puntual.
- RON** *ruido de lectura*. Del inglés *readout noise*.
- SBN** *starburst nuclei*. Tipo espectroscópico de galaxias con un núcleo con formación estelar presentado en Balzano (1983).
- SBS** *Second Byurakan Survey*. Exploración de galaxias descrita en Izotov et al. (1991).
- SCUBA** *The Submillimetre Common-User Bolometer Array*. Instrumento en longitudes de onda submilimétricas emplazado en el telescopio JCMT en el Observatorio de Hawái.
- SDSS** *Sloan Digital Sky Survey*. Exploración fotométrica y espectroscópica de todo el cielo descrita en Stoughton et al. (2002).
- SFR** tasa de formación estelar. Del inglés *star formation rate*.
- SWML** *stepwise maximum likelihood*. Método de estimación de funciones de luminosidad (Efstathiou et al. 1988, véase también Willmer 1997).
- UCM** Universidad Complutense de Madrid.
- ULIRG** *ultraluminous infrared galaxies*. Galaxias ultraluminosas en el IR lejano ( $L_{FIR} > 10^{12} L_{\odot}$  de acuerdo con Sanders & Mirabel 1996).
- UV** ultravioleta.
- 2dFGRS** *2dF Galaxy Redshift Survey*. Exploración de galaxias presentada en Maddox et al. (1990).

**2MASS** *Two Micron All Sky Survey*. Exploración de galaxias en el infrarrojo cercano (Jarrett et al. 2000).