Capítulo 4

Aplicación a una muestra de galaxias con intensa formación estelar

A lo largo de este capítulo se aplicará el procedimiento de comparación descrito anteriormente a una muestra de 67 galaxias extraidas de la exploración UCM. Se compararán los colores óptico-infrarrojos y anchuras equivalentes de Hα de estos objetos con las predicciones de modelos de síntesis evolutiva. Esto nos permitirá comprobar la fiabilidad del procedimiento de comparación para determinar las propiedades integradas de las galaxias, en modo similar al utilizado en el estudio de galaxias a alto desplazamiento al rojo

4.1 Exploración de la Universidad Complutense de Madrid (UCM)

El principal objetivo de la exploración UCM fue la búsqueda de galaxias con intensa formación estelar utilizando la presencia de la línea Hα en emisión en espectros prisma-objetivo como elemento de detección. Esta exploración fue llevada a cabo en el telescopio Schmidt de 80-120cm del observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto (Almería) mediante el uso la de la técnica de prisma-objetivo. Se utilizó un prisma de 4 grados de inclinación que proporcionaba a una dispersión sobre el plano focal de la cámara de 1950 Å mm^{-1}. Los espectros prisma-objetivo obtenidos se registraron sobre placa fotográfica del tipo Kodak[1] IIIa-F.

La identificación de los objetos fue realizada mediante inspección visual de las placas. El campo total cubierto por esta exploración fue de 471.4 grados cuadrados, obteniéndose un total de 264 candidatos que conformaron las listas I y II

[1]Kodak © es una marca registrada de Eastman Kodak Company.

de la exploración (Zamorano et al. 1994, 1996). Posteriormente, se desarrollo un procedimiento automático de detección mediante el cual se seleccionaron hasta 113 candidatos más en un total de 189 grados cuadrados (Lista III; Alonso et al. 1999). La tasa de detección de esta exploración fue, por tanto, de aproximadamente 0.56 objetos por grado cuadrado en el caso de las listas I y II y 0.6 en el caso de la lista III. La respuesta combinada del sistema cámara+filtro+placa fotográfica limitó la detectabilidad a objetos con desplazamiento al rojo menores de 0.045.

A fin de verificar su naturaleza como galaxias con líneas de emisión, se obtuvieron imágenes (Gunn-r) y espectroscopía óptica del total de candidatos de las listas I y II de esta exploración (Vitores 1994; Vitores et al. 1996a, 1996b; Gallego 1995; Gallego et al. 1996, 1997). Recientemente (Pérez-González et al. 2000a), se ha añadido a este estudio la fotometría en banda B del total de galaxias de estas listas. Por último, se encuentra en desarrollo la obtención de imágenes y espectroscopía óptica para los candidatos de la lista III (Alonso et al. 1999; García-Dabó et al. 2000).

Estos estudios mostraron que, de los 264 objetos catalogados dentro de las listas I y II, un total de 190 tenían espectros característicos de galaxias con líneas de emisión, básicamente objetos con intensa formación estelar y galaxias activas. Uno de los principales resultados de esta exploración fue la obtención, por primera vez, de la función de luminosidad Hα y la correspondiente medida de la tasa de formación estelar (SFR) del Universo Local (Gallego et al. 1995b).

Para este estudio seleccionamos 67 galaxias UCM de las listas I y II (aproximadamente un 35 por ciento) de las que obtuvimos imágenes en las bandas infrarrojas J y K. La lista de estos objetos se muestra en la Tabla 4.1 (columna 1), junto con las coordenadas y diferentes parámetros físicos de estas galaxias tomados de la literatura. Así, en la columnas (2) y (3) de esta tabla se muestran las coordenadas J2000 de los objetos, en la (4) la magnitud aparente en banda r de Gunn, el desplazamiento al rojo en la columna (5), en la (6) la magnitud absoluta y el radio efectivo en segundos de arco y la clasificación morfológica en la columnas (7) y (8). Todos estos datos han sido tomados de los trabajos de tesis doctoral de los doctores J. Gallego y A.G. Vitores. La objetos seleccionados constituyen una muestra representativa del total de galaxias UCM (véase la Secc. 4.3).

Tabla 4.1: Muestra de galaxias seleccionada.

Nombre	AR (J2000)	DEC (J2000)	m_r	z	M_r	r_{ef} ($''$)	Morf.
0003+2200	$00^h05^m38\overset{s}{.}0$	$+22°16'57''$	16.16	0.0245	−19.76	3.22	Sc+
0013+1942	$00^h15^m49\overset{s}{.}9$	$+19°58'48''$	16.39	0.0272	−19.76	4.07	Sc+
0014+1748	$00^h17^m23\overset{s}{.}8$	$+18°05'04''$	14.13	0.0182	−21.15	13.55	SBb
0014+1829	$00^h17^m15\overset{s}{.}2$	$+18°46'18''$	16.01	0.0182	−19.27	3.11	Sa
0015+2212	$00^h18^m07\overset{s}{.}6$	$+22°28'44''$	15.59	0.0199	−19.93	3.56	Sa
0017+1942	$00^h19^m57\overset{s}{.}4$	$+19°58'52''$	15.34	0.0259	−20.70	4.43	Sc+
0022+2049	$00^h24^m43\overset{s}{.}8$	$+21°06'05''$	14.45	0.0185	−20.91	3.89	Sb
0050+2114	$00^h53^m34\overset{s}{.}5$	$+21°30'48''$	14.66	0.0245	−21.29	3.86	Sa
0145+2519	$01^h47^m47\overset{s}{.}8$	$+25°34'26''$	14.78	0.0409	−22.41	7.73	SB
1255+3125	$12^h58^m16\overset{s}{.}4$	$+31°09'35''$	15.07	0.0252	−20.89	2.91	Sa
1256+2823	$12^h59^m02\overset{s}{.}1$	$+28°06'59''$	15.11	0.0315	−21.34	4.70	Sb
1257+2808	$13^h00^m05\overset{s}{.}0$	$+27°52'00''$	15.45	0.0171	−19.66	3.43	Sa
1259+2755	$13^h02^m07\overset{s}{.}8$	$+27°38'56''$	14.45	0.0240	−21.40	5.40	Sa
1259+3011	$13^h01^m43\overset{s}{.}8$	$+29°55'39''$	15.36	0.0307	−21.03	2.58	Sa
1302+2853	$13^h04^m35\overset{s}{.}7$	$+28°37'42''$	15.77	0.0237	−20.06	2.94	Sa
1304+2808	$13^h06^m36\overset{s}{.}4$	$+27°52'24''$	14.85	0.0205	−20.66	5.70	Sa
1304+2818	$13^h07^m13\overset{s}{.}1$	$+28°02'51''$	14.88	0.0243	−21.00	6.66	Sc+
1306+2938	$13^h09^m16\overset{s}{.}0$	$+29°22'05''$	14.80	0.0209	−20.75	4.14	Sb
1307+2910	$13^h09^m47\overset{s}{.}3$	$+28°54'28''$	13.05	0.0187	−22.26	13.51	SBb
1308+2950	$13^h11^m01\overset{s}{.}6$	$+29°34'43''$	13.92	0.0242	−21.95	12.21	SBb
1308+2958	$13^h10^m47\overset{s}{.}6$	$+29°42'38''$	14.46	0.0212	−21.12	9.43	Sc+
1312+2954	$13^h15^m09\overset{s}{.}3$	$+29°38'13''$	15.14	0.0230	−20.62	6.01	Sc+
1312+3040	$13^h15^m08\overset{s}{.}2$	$+30°24'17''$	14.67	0.0210	−20.89	4.18	SBa
1428+2727	$14^h31^m09\overset{s}{.}0$	$+27°14'15''$	14.38	0.0149	−20.46	4.57	Sc+
1432+2645	$14^h35^m01\overset{s}{.}9$	$+26°32'41''$	14.59	0.0307	−21.80	8.99	SBb
1440+2511	$14^h43^m01\overset{s}{.}5$	$+24°58'39''$	15.87	0.0333	−20.70	5.34	Sb
1440+2521N	$14^h43^m02\overset{s}{.}7$	$+25°09'09''$	15.74	0.0315	−20.71	3.18	Sa
1440+2521S	$14^h43^m00\overset{s}{.}9$	$+25°08'48''$	16.16	0.0314	−20.28	3.85	Sb
1442+2845	$14^h44^m20\overset{s}{.}9$	$+28°33'04''$	14.66	0.0110	−19.52	5.95	Sb
1443+2548	$14^h46^m01\overset{s}{.}9$	$+25°35'47''$	15.12	0.0351	−21.57	4.93	Sc+
1452+2754	$14^h54^m22\overset{s}{.}5$	$+27°42'05''$	15.43	0.0339	−21.20	3.32	Sb

Tabla 4.1: (cont.) Muestra de galaxias seleccionada.

Nombre	AR (J2000)	DEC (J2000)	m_r	z	M_r	$r_{\rm ef}$ ($''$)	Morf.
1506+1922	$15^h08^m21\overset{s}{.}7$	$+19°11'31''$	14.87	0.0205	−20.67	5.06	Sb
1513+2012	$15^h15^m48\overset{s}{.}4$	$+20°01'22''$	14.96	0.0369	−21.86	3.05	S0
1557+1423	$16^h00^m08\overset{s}{.}3$	$+14°15'30''$	15.82	0.0275	−20.33	3.16	Sb
1646+2725	$16^h48^m35\overset{s}{.}5$	$+27°20'24''$	17.87	0.0339	−18.76	2.20	Sc+
1647+2729	$16^h49^m37\overset{s}{.}1$	$+27°24'15''$	15.22	0.0366	−21.61	3.89	Sb
1647+2950	$16^h49^m05\overset{s}{.}3$	$+29°45'31''$	14.68	0.0290	−21.61	5.75	SBc+
1648+2855	$16^h50^m48\overset{s}{.}0$	$+28°50'44''$	14.98	0.0308	−21.44	3.91	Sa
1654+2812	$16^h56^m50\overset{s}{.}5$	$+28°08'16''$	17.26	0.0348	−19.51	2.74	Sc+
1656+2744	$16^h58^m52\overset{s}{.}6$	$+27°39'42''$	16.37	0.0330	−20.26	2.08	Sa
1657+2901	$16^h59^m27\overset{s}{.}0$	$+28°56'44''$	16.42	0.0317	−20.14	2.35	Sc+
2238+2308	$22^h41^m15\overset{s}{.}6$	$+23°24'26''$	14.00	0.0238	−21.91	7.86	Sa
2239+1959	$22^h41^m55\overset{s}{.}9$	$+20°15'42''$	14.17	0.0242	−21.75	3.59	S0
2250+2427	$22^h52^m34\overset{s}{.}8$	$+24°43'49''$	14.78	0.0421	−22.43	3.78	Sa
2251+2352	$22^h53^m44\overset{s}{.}1$	$+24°08'13''$	15.71	0.0267	−20.50	2.53	Sc+
2253+2219	$22^h55^m31\overset{s}{.}4$	$+22°36'01''$	15.41	0.0242	−20.54	2.63	Sa
2255+1654	$22^h57^m54\overset{s}{.}4$	$+17°10'06''$	15.37	0.0388	−21.61	5.58	Sc+
2255+1926	$22^h57^m44\overset{s}{.}0$	$+19°42'07''$	16.11	0.0193	−19.37	4.51	Sc+
2255+1930N	$22^h57^m36\overset{s}{.}0$	$+19°47'27''$	14.69	0.0189	−20.75	4.91	Sb
2255+1930S	$22^h57^m35\overset{s}{.}1$	$+19°46'58''$	15.42	0.0189	−20.02	3.41	Sb
2258+1920	$23^h01^m07\overset{s}{.}2$	$+19°36'33''$	15.42	0.0220	−20.32	4.70	Sc+
2300+2015	$23^h03^m17\overset{s}{.}2$	$+20°31'10''$	15.60	0.0346	−21.10	4.15	Sb
2302+2053E	$23^h05^m27\overset{s}{.}4$	$+21°09'41''$	14.69	0.0328	−21.90	4.86	Sb
2302+2053W	$23^h05^m23\overset{s}{.}7$	$+21°09'41''$	16.87	0.0328	−19.72	3.17	Sb
2303+1856	$23^h05^m35\overset{s}{.}8$	$+19°12'32''$	14.73	0.0276	−21.50	3.86	Sa
2304+1640	$23^h06^m55\overset{s}{.}2$	$+16°56'16''$	17.15	0.0179	−18.14	2.82	BCD
2307+1947	$23^h09^m31\overset{s}{.}6$	$+20°04'01''$	15.56	0.0271	−20.61	2.75	Sb
2310+1800	$23^h12^m39\overset{s}{.}0$	$+18°16'39''$	15.64	0.0363	−21.17	4.50	Sc+
2313+1841	$23^h15^m39\overset{s}{.}0$	$+18°58'17''$	16.26	0.0300	−20.13	4.15	Sb
2316+2028	$23^h19^m27\overset{s}{.}8$	$+20°44'51''$	16.57	0.0263	−19.51	2.90	Sc+
2316+2457	$23^h18^m38\overset{s}{.}5$	$+25°13'60''$	13.45	0.0277	−22.82	5.18	SBa
2316+2459	$23^h18^m40\overset{s}{.}5$	$+25°15'54''$	15.00	0.0274	−21.24	6.58	Sc+

Tabla 4.1: (cont.) Muestra de galaxias seleccionada.

Nombre	AR (J2000)	DEC (J2000)	m_r	z	M_r	r_{ef} ($''$)	Morf.
2319+2234	$23^h22^m19\overset{s}{.}5$	$+22°50'40''$	15.89	0.0364	−20.90	3.47	Sc+
2321+2149	$23^h24^m08\overset{s}{.}2$	$+22°06'09''$	15.85	0.0374	−21.02	4.00	Sc+
2324+2448	$23^h26^m39\overset{s}{.}9$	$+25°04'50''$	12.75	0.0123	−21.67	10.35	Sc+
2327+2515N	$23^h30^m09\overset{s}{.}9$	$+25°31'60''$	15.59	0.0206	−19.98	2.54	Sb
2327+2515S	$23^h30^m09\overset{s}{.}9$	$+25°31'60''$	15.25	0.0206	−20.32	3.37	S0

4.2 Observaciones

4.2.1 Observaciones infrarrojas

Obtuvimos imágenes en las bandas J y K (o K') para 67 galaxias pertenecientes a la exploración UCM durante 4 campañas de observación (véase la Tabla 4.3).

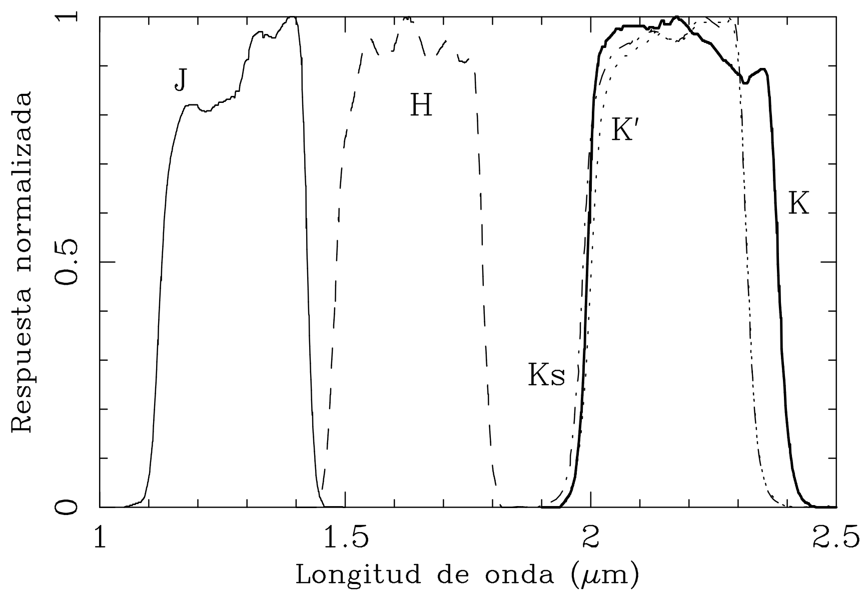
Tres de las campañas de observación se llevaron a cabo en el observatorio Lick (California, EE.UU.) a lo largo del año 1996 (9-14 Enero, 4-7 Mayo, 7-9 Junio). Se usó la cámara LIRC-II (del inglés *Lick InfraRed Camera*), equipada con un detector tipo NICMOS3 de 256×256 pixeles, en el telescopio de 1m de dicho observatorio. La configuración instrumental utilizada proporcionó un campo total de $2\overset{'}{.}4\times2\overset{'}{.}4$ con una escala espacial de $0\overset{''}{.}57$ pixel^{-1}. Para consultar cualquier detalle referente a la cámara LIRC-II véase Misch, Gilmore y Rank (1995).

La cuarta campaña de observación se realizó en el telescopio de 2.2m del observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto (Almería, España) del 4 al 6 de Agosto de 1996. Se utilizó la cámara MAGIC que incorpora también un detector tipo NICMOS3 de 256×256 pixeles. El campo proporcionado por esta cámara fue de $2\overset{'}{.}7\times2\overset{'}{.}7$ con una escala espacial de $0\overset{''}{.}63$ pixel^{-1}. Una descripción mas completa de esta cámara puede encontrarse en Herbst et al. (1993). En la Tabla 4.2 se muestran los tiempos de exposición totales de las imágenes de las galaxias y las masas de aire medias a las que fueron obtenidas las mismas. Las imágenes de los objetos UCM1440+2511N y UCM1440+2511S; UCM2255+1930N y UCM2255+1930S; UCM2302+2053E y UCM2302+2053W; y UCM2327+2515N y UCM2327+2515S fueron obtenidas dentro del mismo campo de la cámara.

Tabla 4.2: Tiempos de exposición (en segundos) y masas de aire de las imágenes.

Nombre	t_J	t_K	ma_J	ma_K	Nombre	t_J	t_K	ma_J	ma_K
0003+2200	80×8	80×8	2.00	1.85	1557+1423	60×4	60×4	1.17	1.16
0013+1942	60×4	84×4	1.06	1.06	1646+2725	60×8	60×8	1.05	1.08
0014+1748	60×3	84×3	1.06	1.06	1647+2729	60×4	60×4	1.13	1.11
0014+1829	180×5	80×8	1.45	1.60	1647+2950	180×5	80×8	1.05	1.00
0015+2212	60×4	84×5	1.03	1.04	1648+2855	180×5	40×8	1.25	1.35
0017+1942	60×4	60×4	1.05	1.05	1654+2812	60×8	60×8	1.10	1.06
0022+2049	60×3	60×3	1.06	1.05	1656+2744	50×4	60×4	1.03	1.04
0050+2114	180×5	80×8	1.70	1.50	1657+2901	180×5	80×8	1.35	1.45
0145+2519	180×5	80×8	1.70	1.50	2238+2308	60×3	60×3	1.11	1.13
1255+3125	180×5	80×8	1.40	1.50	2239+1959	60×3	54×3	1.11	1.10
1256+2823	180×5	80×8	1.00	1.00	2250+2427	60×4	84×4	1.06	1.07
1257+2808	180×5	80×8	1.00	1.00	2251+2352	60×4	84×4	1.05	1.04
1259+2755	180×5	80×8	1.00	1.00	2253+2219	60×4	84×4	1.04	1.04
1259+3011	180×5	80×8	1.40	1.60	2255+1654	60×4	60×4	1.14	1.19
1302+2853	180×5	80×8	1.20	1.20	2255+1926	60×4	60×4	1.38	1.21
1304+2808	180×5	80×8	1.10	1.25	2255+1930	60×3	84×3	1.05	1.05
1304+2818	180×5	60×8	1.10	1.15	2258+1920	60×4	60×4	1.10	1.09
1306+2938	180×5	60×8	1.20	1.30	2300+2015	60×4	60×4	1.07	1.08
1307+2910	120×5	80×8	1.00	1.00	2302+2053E	60×8	60×8	1.05	1.04
1308+2950	180×5	80×8	1.10	1.10	2302+2053W	60×8	60×8	1.05	1.04
1308+2958	180×5	60×8	1.40	1.50	2303+1856	60×3	60×3	1.45	1.42
1312+2954	180×5	80×8	1.00	1.00	2304+1640	60×8	60×8	1.16	1.21
1312+3040	180×5	60×8	1.70	1.95	2307+1947	60×4	60×4	1.26	1.23
1428+2727	180×5	80×8	1.70	1.95	2310+1800	60×4	60×4	1.12	1.11
1432+2645	180×5	80×8	1.10	1.05	2313+1841	60×4	60×4	1.07	1.06
1440+2511	180×5	40×8	1.35	1.45	2316+2028	60×4	60×4	1.05	1.06
1440+2521	180×5	80×8	1.00	1.00	2316+2457	60×3	60×3	1.02	1.02
1442+2845	180×5	80×8	1.30	1.20	2316+2459	60×4	60×4	1.02	1.02
1443+2548	180×5	80×8	1.40	1.55	2319+2234	60×4	60×4	1.08	1.06
1452+2754	180×5	80×8	1.10	1.20	2321+2149	60×4	60×4	1.10	1.13
1506+1922	180×5	80×8	1.10	1.20	2324+2448	30×3	30×3	1.17	1.18
1513+2012	180×5	40×8	1.45	1.60	2327+2515	180×5	80×8	1.80	1.60

Figura 4.1: Función respuesta de los filtros en el infrarrojo cercano.



Exceptuando la campaña llevada a cabo en el observatorio Lick entre el 9 y el 12 de enero de 1996, en la que se utilizaron los filtros estándar J y K, en el resto de las campañas se tomaron imágenes en los filtros J y K', este último también conocido como KM o K-Mauna Kea. Este filtro (véase Wainscoat y Cowie 1992), frente al filtro K estándar (véase la Figura 4.1), presenta la ventaja de que al ser ligeramente menos sensible en el extremo de mayor longitud de onda reduce considerablemente el fondo de emisión del cielo. Esto permite obtener relaciones señal-ruido similares utilizando menores tiempos de exposición.

El procedimiento de obtención de las imágenes, que se explica brevemente a continuación, fue similar al seguido en los trabajos de Aragón-Salamanca et al. (1993) y Alonso-Herrero et al. (1996; véase también Alonso-Herrero 1995).

El alto brillo superficial del cielo así como su rápida variabilidad en estas bandas hace necesario obtener un gran número de imágenes de corto tiempo de exposición tanto sobre el objeto como sobre el cielo adyacente. Afortunadamente, las características de los detectores utilizados en el infrarrojo cercano, constituidos por materiales semiconductores de mercurio-cadmio-telurio (HgCdTe), hacen posible la lectura de los mismos a velocidades de entre 50 y 100 ms (valor típico para un detector tipo NICMOS3).

Se dividió, por tanto, el tiempo de exposición total en varias imágenes individuales (véase la Tabla 4.2), desplazadas varios segundos de arco unas de otras. Intercaladas entre cada una de las imágenes del objeto se obtuvieron imágenes de cielo adyacente del mismo tiempo de exposición. A fin de que estas últimas pudieran ser utilizadas en la corrección de *flat-field* y substracción del cielo se tomaron en posiciones alejadas de los objetos (~1 minuto de arco). El procedimiento de reducción, descrito a continuación, permitió corregir la variación de la sensibilidad pixel a pixel y eliminar pixeles fríos, rayos cósmicos, etcétera, mejorando la cosmética de las imágenes.

Durante el proceso de reducción se desarrollaron varias tareas escritas en lenguaje CL/IRAF. Estas tareas permitieron combinar y personalizar los comandos propios del paquete IRAF para nuestro proceso de reducción. La programación de este tipo de tareas es particularmente útil en nuestro caso, pues la reducción llevada a cabo implicó la realización de un gran número de operaciones aritméticas sobre las imágenes. El proceso de reducción constó de los siguientes pasos:

- **Eliminación de pixeles fríos**: Tanto en los detectores CCD utilizados en el óptico como en los detectores tipo NICMOS3 es común la presencia de pixeles individuales o regiones carentes de señal. Este fenómeno se debe a la existencia de defectos en el detector. La posición de estas regiones defectuosas no cambia a lo largo de la vida del detector, por lo que generalmente son bien conocidas, aunque pueden aumentar en número. Partiendo de la información proporcionada por el personal de los observatorios, se localizaron las posiciones de dichas regiones defectuosas sobre el detector y se sustituyeron sus valores por el obtenido de la interpolación entre pixeles adyacentes. Este procedimiento se llevó a cabo mediante el uso del comando FIXPIX de IRAF.

- **Substracción de la corriente de oscuridad y del nivel** *bias*: La alta corriente de oscuridad de los detectores tipo NICMOS3 obliga a obtener imágenes de corriente de oscuridad con las que llevar a cabo una adecuada substracción de la misma. Se obtuvieron dichas imágenes de corriente de oscuridad (también llamadas *dark*) usando los mismos tiempos de exposición que para las imágenes individuales de los objetos y del cielo. Se combinaron al menos 10 imágenes para cada tiempo de exposición a fin de reducir el efecto del ruido de lectura. Una vez hecho esto se sustrajeron dichas imágenes combinadas de las imágenes de los objetos y de cielo. Esta sustracción permitió eliminar al mismo tiempo el valor pedestal introducido por la electrónica de la cámara, también conocido como *bias*. Este nivel pedestal se añade a la señal electrónica de salida de la cámara a fin de evitar errores en la conversión de valores próximos a cero en el convertidor analógico digital (ADC, del inglés *Analogic-Digital Converter*).

- **Corrección de** *flat-field*: Esta fase de la reducción pretende corregir la variación de la sensibilidad pixel a pixel del sistema.

  En primer lugar, es necesario disponer de imágenes iluminadas homogéneamente, que se denominan comúnmente imágenes de *flat-field*. Es importante precisar en este punto que la variación de la sensibilidad pixel a pixel depende fuertemente de la longitud de onda, debido a la variación intrínseca de la sensibilidad en el detector y al hecho de que se están utilizando filtros distintos con diferentes transmitancias en cada punto. Por último, es también necesario tener en cuenta que esta imagen de *flat-field* puede cambiar de forma entre unas noches de observación y otras e incluso a lo largo de una misma noche. Por tanto, las imágenes de los objetos habrán de dividirse entre la imagen de *flat-field* de la noche y el filtro correspondiente.

  Existen varias maneras de obtener imágenes de *flat-field*. En primer lugar se pueden tomar imágenes de luz crepuscular, la cual presenta una iluminación muy homogénea. Este método es el más comúnmente utilizado en el óptico. Otro método consiste en la obtención de imágenes de una zona de la cúpula iluminada por una lámpara con distribución espectral de energía monótona, típicamente una lámpara de tungsteno. En el caso de obtener imágenes de *flat-field* de cúpula para observaciones infrarrojas es necesario tener en cuenta la presencia de posibles fuentes de calor cercanas al telescopio. A fin de eliminar esta contaminación térmica no uniforme de las imágenes de *flat-field* es imprescindible obtener imágenes de *flat-field* con la lámpara apagada (-*off*) que han de sustraerse de las imágenes de *flat-field* obtenidas con la lámpara encendida (-*on*).

  Por último, en el caso de las observaciones infrarrojas, existe un tercer procedimiento mediante el cual se pueden obtener imágenes de *flat-field*. Este procedimiento se basa en la utilización de imágenes de cielo tomadas próximas en el espacio y en tiempo a las imágenes de los objetos como imágenes de *flat-field*. Generalmente no se emplean imágenes individuales sino que se combinan 5 ó 10 imágenes de cielo para producir una imagen de *flat-field*.

Este método es particularmente efectivo en el infrarrojo debido al alto brillo superficial del cielo a estas longitudes de onda.

- **Substracción del cielo**: Una vez se realiza la corrección de *flat-field*, se ha de proceder a substraer el cielo de las imágenes de los objetos.

  Este paso era especialmente crítico en el pasado debido al pequeño campo cubierto por los detectores empleados. Así, en el caso de los detectores de InSb (Indio-Antimonio) tipo IRCAM, los más comunes durante la década de los 80 y gran parte de la década de los 90, el campo cubierto típico no superaba los $40'' \times 40''$. Esto obligaba a determinar en nivel del cielo sobre imágenes tomadas inmediatamente antes y después de la observación del objeto.

  En el caso de los detectores actuales, tanto tipo NICMOS3 como HAWAII I y II, los campos son los suficientemente grandes como para permitir la determinación del cielo sobre las propias imágenes. Sin embargo, este paso sigue siendo de gran importancia en la reducción pues la substracción de las imágenes de cielo permite en muchos casos eliminar estructuras residuales presentes tras la corrección de *flat-field*.

  En este trabajo se utilizaron imágenes de cielo combinadas de entre 4 y 8 imágenes individuales tomadas inmediatamente antes y después de la observación del objeto. A fin de evitar la presencia de estrellas de campo en las imágenes de cielo finales se utilizaron algoritmos de eliminación en el proceso de combinación. Dependiendo del número de imágenes individuales a combinar se emplearon algoritmos de máximo y mínimo, de percentiles o basados en los parámetros de ruido del detector, todos ellos disponibles dentro de la tarea IMCOMBINE de IRAF.

- **Alineación y combinación de las imágenes**: Una vez reducidas las imágenes individuales se procedió a su alineación y combinación. Los desplazamientos relativos entre las imágenes individuales se realizaron con pequeños movimientos del telescopio (10-30$''$) en Ascensión Recta (AR) y/o Declinación (DEC). Por tanto, la alineación de las mismas no requiere del uso de términos de rotación, reflexión o cambio de escala. Este hecho facilitó el procedimiento de alineación pues sólo hubo de determinarse la posición de un mismo único objeto en toda la serie de imágenes. Se utilizó la posición de una estrella de campo o su defecto la de la propia galaxia.

  Una vez alineadas, se combinaron todas las imágenes individuales para un mismo objeto en un mismo filtro. De nuevo se emplearon diferentes algoritmos dependiendo del número de imágenes individuales a combinar.

En la Figura 4.4 pueden verse las imágenes finales en bandas J y K (o K') de las 67 galaxias seleccionadas. El proceso de reducción fue muy similar para las imágenes obtenidas en el observatorio Lick y en el observatorio de Calar Alto. La principal diferencia radicó en el uso de imágenes de *flat-field* de cielo en el primer caso y de lámpara (*-on*/*-off*) en el segundo.

Finalmente, a partir de la observación de estrellas estándar fotométricas de la listas de Elias (1982) y Courteau (1995) a diferentes masas de aire a lo largo de las 4 campañas, se realizó la calibraron en flujo de las imágenes. Se asumieron coeficientes de extinción medios en las bandas J y K, k_J=0.102 mag/m.a. y k_K=0.09 mag/m.a., obteniéndose puntos cero de calibración independientes para cada una de las noches de observación. En la Tabla 4.3 se muestran los resultados de esta calibración fotométrica.

4.2.2 Observaciones en banda Gunn-r

Las imágenes ópticas en banda r de Gunn (Thuan y Gunn 1976) se obtuvieron a lo largo de un total de 8 campañas de observación, desde Diciembre de 1988 hasta Enero de 1992, dentro del trabajo de tesis doctoral realizado por el Dr. A. G. Vitores (1994). La instrumentación utilizada para cada una de las campañas se muestra en la Tabla 4.4 (Tabla 2.2 de Vitores 1994).

La reducción llevada a cabo incluyó la substracción del nivel *bias* y la corriente de oscuridad de las imágenes. Una vez hecho esto se dividieron las imágenes resultantes entre las imágenes *flat-field* de cúpula y de crepúsculo correspondientes. Finalmente, se realizó la calibración en flujo absoluto a partir de la observación repetida de estrellas estándar extraídas de la lista de Kent (1985). Este proceso de reducción fue llevado a cabo por el Dr. A.G. Vitores utilizando el paquete de reducción MIDAS.

4.2.3 Magnitudes y colores en bandas rJK

Una vez reducidas y calibradas en flujo tanto las imágenes ópticas como infrarrojas, se procedió a medir las magnitudes rJK y colores $r-J$ y $J-K$ de estos objetos.

Tabla 4.3: Resultados para la calibración de las imágenes infrarrojas en bandas J, K y/o K'.

Tel.	Fecha	Filtro	C_λ (mag.)	k_λ (mag./m.a.)
LICK 1m	10 Ene. 1996	J	18.90±0.14	0.102±0.001
	10 Ene. 1996	K	18.61±0.32	0.09±0.01
	11 Ene. 1996	J	18.95±0.14	0.102±0.001
	11 Ene. 1996	K	18.40±0.17	0.09±0.01
	13 Ene. 1996	J	18.93±0.09	0.102±0.001
	13 Ene. 1996	K'	18.62±0.09	0.09±0.01
LICK 1m	4 Mayo 1996	J	18.87±0.10	0.102±0.001
	4 Mayo 1996	K'	18.66±0.09	0.09±0.01
	7 Mayo 1996	J	18.93±0.12	0.102±0.001
	7 Mayo 1996	K'	18.66±0.13	0.09±0.01
LICK 1m	7 Jun. 1996	J	18.86±0.10	0.102±0.001
	7 Jun. 1996	K'	18.62±0.07	0.09±0.01
	8 Jun. 1996	J	18.99±0.03	0.102±0.001
	8 Jun. 1996	K'	18.71±0.05	0.09±0.01
	9 Jun. 1996	J	18.95±0.05	0.102±0.001
	9 Jun. 1996	K'	18.68±0.04	0.09±0.01
CAHA 2.2m	4 Ago. 1996	J	21.36±0.07	0.102±0.001
	4 Ago. 1996	K'	20.84±0.04	0.09±0.01
	5 Ago. 1996	J	21.30±0.08	0.102±0.001
	5 Ago. 1996	K'	20.79±0.05	0.09±0.01
	6 Ago. 1996	J	21.25±0.11	0.102±0.001
	6 Ago. 1996	K'	20.74±0.08	0.09±0.01

Tabla 4.4: Campañas de observación en banda r de Gunn.

Campaña	Fechas	Telescopio	Detector (CCD)	Escala (″/pixel)
1988 Diciembre	12-14 Dic.	CAHA 2.2m	RCA#11	0.35
1989 Junio	29 Jun.-4 Jul.	CAHA 2.2m	RCA#11	0.35
1990 Enero	25-29 Ene.	CAHA 2.2m	RCA#11	0.35
1990 Junio	18-20 Jun.	CAHA 3.5m	RCA#10	0.50
1990 Septiembre	11-14 Sep.	CAHA 2.2m	RCA#11	0.35
1990 Diciembre	11-14 Dic.	CAHA 2.2m	RCA#11	0.35
1991 Julio	5-9 Jul.	CAHA 2.2m	GEC#15	0.26
1992 Enero	30 Ene.-2 Feb.	CAHA 2.2m	GEC#15	0.26

Puesto que el principal objetivo de nuestro trabajo es determinar las propiedades e importancia de la formación estelar integrada a toda la galaxia, estudiaremos, en tanto nos sea posible, las propiedades globales de dichas galaxias. Se realizaron medidas de las magnitudes aparentes y colores en aperturas circulares de diferente radio entre 1 y 20 kpc. Además, a fin de disponer de un conjunto homogéneo de datos para todos los objetos de la muestra, se midieron también los colores en aperturas circulares de radio una y tres veces la escala del disco de las galaxias. Estas escalas (véase la columna 3 de la Tabla 4.5) fueron medidas por Vitores et al. (1996a, 1996b).

Las magnitudes en banda K' fueron transformadas a magnitudes K estándar usando la relación empírica de Wainscoat y Cowie (1992),

$$K' - K = 0.22 \times (H - K) \tag{4.1}$$

Basándonos en las distribuciones espectrales de energía dadas por Aragón-Salamanca et al. (1993) para galaxias del Universo Local y en los colores $H-K$ dados por Alonso-Herrero (1995; véase también Alonso-Herrero et al. 1996) para una pequeña muestra de 6 galaxias UCM, utilizamos un color $H-K$ medio de $0.3 \pm 0.1^{\mathrm{m}}$. Por tanto la corrección entre las magnitudes medidas en los filtros K' y K será $K'-K$=$0.07 \pm 0.02^{\mathrm{m}}$.

Las magnitudes y colores observados (columnas 4-6 de la Tabla 4.5) se corrigieron de extinción interna usando los excesos de color del gas, $E(B-V)_{\mathrm{gas}}$, medidos

Tabla 4.5: Colores óptico-infrarrojos medidos a tres escalas del disco, ($d_{\rm L}$=radio de la escala del disco, Vitores et al. 1996a), y magnitudes en banda K integradas. Las magnitudes y colores mostrados no están corregidos de extinción.

Galaxia	z	$d_{\rm L}$(kpc)	$r-J$	$J-K$	K
0003+2200	0.0245	1.66	1.59±0.28	1.05±0.44	12.83±0.35
0013+1942	0.0270	2.02	1.54±0.08	0.95±0.10	14.11±0.07
0014+1748	0.0182	13.76	2.07±0.11	0.93±0.09	11.08±0.05
0014+1829	0.0182	0.88	1.32±0.18	0.95±0.24	12.96±0.20
0015+2212	0.0199	1.31	1.70±0.11	0.94±0.10	13.21±0.07
0017+1942	0.0259	2.87	1.38±0.13	0.84±0.11	13.11±0.07
0022+2049	0.0185	1.57	2.15±0.12	1.14±0.10	11.19±0.05
0050+2114	0.0245	2.39	2.00±0.12	0.99±0.13	11.65±0.09
0145+2519	0.0409	5.81	1.77±0.13	1.10±0.14	12.11±0.10
1255+3125	0.0252	1.89	1.90±0.15	0.88±0.23	12.50±0.18
1256+2823	0.0315	2.58	1.56±0.11	1.15±0.15	12.46±0.11
1257+2808	0.0171	1.11	1.35±0.33	1.35±0.44	12.78±0.29
1259+2755	0.0240	2.65	1.42±0.17	1.10±0.18	11.89±0.13
1259+3011	0.0307	2.01	1.45±0.15	1.28±0.19	12.63±0.14
1302+2853	0.0237	1.55	1.73±0.15	0.92±0.25	12.85±0.20
1304+2808	0.0205	2.84	1.63±0.14	1.26±0.19	12.02±0.14
1304+2818	0.0243	2.82	1.43±0.11	1.12±0.12	12.42±0.10
1306+2938	0.0209	1.64	1.45±0.10	1.15±0.11	12.15±0.09
1307+2910	0.0187	5.81	1.71±0.34	1.21±0.43	10.37±0.28
1308+2950	0.0242	7.58	2.10±0.10	1.17±0.14	10.75±0.10
1308+2958	0.0212	4.17	1.71±0.06	0.77±0.16	12.03±0.15
1312+2954	0.0230	2.97	1.90±0.14	1.06±0.35	12.15±0.32
1312+3040	0.0210	2.31	1.83±0.10	1.13±0.09	11.69±0.07
1428+2727	0.0149	1.48	0.81±0.18	0.84±0.22	12.45±0.17
1432+2645	0.0307	6.47	1.71±0.10	1.15±0.14	11.84±0.10
1440+2511	0.0333	4.40	1.71±0.05	1.32±0.13	12.89±0.12
1440+2521N	0.0315	2.55	1.86±0.32	1.31±0.43	12.53±0.29
1440+2521S	0.0314	2.06	1.40±0.33	1.46±0.45	13.25±0.30
1442+2845	0.0110	1.27	1.96±0.10	0.98±0.14	11.68±0.10
1443+2548	0.0351	3.05	2.00±0.36	0.61±0.44	12.59±0.26
1452+2754	0.0339	2.74	2.40±0.37	0.88±0.44	12.13±0.25
1506+1922	0.0205	3.00	2.12±0.36	1.00±0.44	11.78±0.25

Tabla 4.5: (cont.)

Galaxia	z	d_{L}(kpc)	$r-J$	$J-K$	K
1513+2012	0.0369	2.20	1.76±0.09	1.49±0.08	11.87±0.07
1557+1423	0.0275	1.85	1.82±0.11	1.01±0.09	12.92±0.06
1646+2725	0.0339	1.81	1.72±0.23	0.93±0.17	15.04±0.13
1647+2729	0.0366	3.16	1.94±0.10	0.99±0.10	12.42±0.06
1647+2950	0.0290	2.97	1.88±0.34	0.91±0.43	11.91±0.28
1648+2855	0.0308	1.95	1.25±0.08	1.06±0.12	12.67±0.12
1654+2812	0.0348	2.57	1.55±0.14	0.97±0.22	14.93±0.18
1656+2744	0.0330	1.04	1.95±0.17	1.25±0.14	13.08±0.09
1657+2901	0.0317	1.33	1.60±0.13	1.29±0.15	13.37±0.12
2238+2308	0.0238	4.44	1.96±0.09	0.97±0.09	11.10±0.05
2239+1959	0.0242	2.79	1.62±0.10	1.03±0.08	11.52±0.04
2250+2427	0.0421	6.01	1.82±0.10	1.20±0.08	11.72±0.04
2251+2352	0.0267	1.13	1.53±0.11	0.97±0.08	13.27±0.05
2253+2219	0.0242	1.45	1.99±0.08	1.10±0.08	12.40±0.05
2255+1654	0.0388	5.75	2.43±0.09	1.37±0.10	11.56±0.05
2255+1926	0.0193	2.13	1.47±0.13	0.96±0.11	13.56±0.07
2255+1930N	0.0189	2.11	2.00±0.10	1.07±0.09	11.63±0.05
2255+1930S	0.0189	1.12	1.86±0.10	0.99±0.09	12.74±0.05
2258+1920	0.0220	1.87	2.04±0.10	0.98±0.10	12.35±0.06
2300+2015	0.0346	2.42	2.05±0.12	1.10±0.10	12.70±0.05
2302+2053E	0.0328	3.09	1.76±0.12	1.10±0.10	11.55±0.05
2302+2053W	0.0328	2.00	1.73±0.12	0.97±0.11	14.26±0.08
2303+1856	0.0276	2.35	2.10±0.13	1.16±0.10	11.35±0.05
2304+1640	0.0179	1.00	1.30±0.15	0.93±0.19	14.82±0.15
2307+1947	0.0271	1.63	2.10±0.22	1.10±0.14	12.41±0.08
2310+1800	0.0363	2.84	2.31±0.14	1.16±0.14	12.26±0.08
2313+1841	0.0300	2.42	1.99±0.12	0.97±0.14	13.03±0.09
2316+2028	0.0263	1.42	2.75±0.14	1.03±0.14	12.81±0.09
2316+2457	0.0277	3.77	2.01±0.12	1.14±0.14	10.41±0.08
2316+2459	0.0274	4.08	2.17±0.13	0.94±0.14	11.90±0.08
2319+2234	0.0364	2.69	2.46±0.12	1.05±0.14	12.98±0.09
2321+2149	0.0374	2.74	1.70±0.13	0.92±0.14	13.27±0.09
2324+2448	0.0123	3.14	2.21±0.12	0.99±0.14	9.60±0.08
2327+2515N	0.0206	1.39	1.20±0.12	0.92±0.21	13.10±0.18
2327+2515S	0.0206	1.80	1.22±0.12	0.92±0.19	12.82±0.15

por Gallego (1995) y la relación entre el exceso de color del gas y del continuo estelar, $E(B-V)_{\rm continuo}$, dada por Calzetti, Kinney y Stochi-Bergmann (1996, véase también Calzetti 1997a; Storchi-Bergmann, Calzetti y Kinney 1994),

$$E(B-V)_{\rm continuo} = 0.44 \times E(B-V)_{\rm gas}. \tag{4.2}$$

4.2.4 Observaciones espectroscópicas

La espectroscopía óptica de rendija de los objetos seleccionados fue realizada a lo largo de 10 campañas de observación en diferentes telescopios y con diferentes configuraciones instrumentales dentro del trabajo de tesis doctoral del Dr. J. Gallego (1995). En la Tabla 4.1 de dicha tesis se hace un resumen de las campañas de observación llevadas a cabo desde Diciembre de 1986 a Septiembre de 1994 en los telescopios 2.5m INT (*Isaac Newton Telescope*) del observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma) y 2.2m y 3.5m del observatorio Hispano-Alemán de Calar-Alto. La reducción de los datos se llevó a cabo mediante el uso del paquete MIDAS. Los principales pasos de esta reducción incluyeron la substracción del nivel *bias* y de la corriente de oscuridad y división por la imagen de *flat-field*, corrección de distorsiones geométricas, eliminación del cielo y extracción de los espectros monodimensionales.

A fin de realizar la substracción del cielo se generó una imagen bidimensional del mismo a partir del ajuste a un polinomio de grado tres (o menor) de cada una de las columnas del espectro original en la dirección espacial. Esto permitió tener en cuenta la variación de la emisión del cielo en función de la longitud de onda.

Finalmente, se calibraron los espectros monodimensionales en longitud de onda y en flujo absoluto a partir los espectros obtenidos de los arcos de calibración de Cobre-Neón-Argón y Helio-Argón; y de la observación de estrellas estándar espectrofotométricas. Una vez hecho esto, se corrigieron los espectros de extinción atmosférica, asumiendo en todos los casos la curva de extinción dada por King (1985) para el observatorio del Roque de los Muchachos.

A continuación se realizó el análisis de los espectros monodimensionales. Se midieron las intensidades y anchuras equivalentes de las principales líneas de emisión así como el desplazamiento al rojo, colores sintéticos, luminosidad Hα y enrojecimiento interno de la galaxia. En la Tabla 4.6 se muestran los valores obtenidos de algunos de estos parámetros para las 67 galaxias analizadas (Gallego 1995; véase también Gallego et al. 1996, 1997).

Los procedimientos de observación y análisis seguidos por Gallego (1995), i.e. orientación y anchura de las rendijas empleadas; extracción de los espectros unidimensionales, etcétera, garantizan que los datos mostrados en la Tabla 4.6 representan adecuadamente las propiedades espectroscópicas integradas de las galaxias de la muestra. Debido a la importancia que tienen estos parámetros en nuestro trabajo, profundizaremos en el análisis de la anchura equivalente de Hα y de la extinción interna llevado a cabo por el Dr. Jesús Gallego en su trabajo de tesis doctoral.

La resolución espectral obtenida fue cercana en todos los casos a los 10 Å, medida como la anchura a mitad de altura (FWHM, del inglés *Full Width at Half Maximum*) de una línea instrumental en la longitud de onda de Hα. Para el caso típico de una rendija de $3''$ de anchura en la configuración R300V+IDS+Tek3 la resolución que se debería obtener sería de 12.5 Å en la longitud de onda correspondiente a Hα. Para esta resolución espectral la línea Hα en emisión se muestra, en la mayor parte de los espectros extraídos, solapada con las líneas prohibidas de nitrógeno [N II]λ6548 y [N II]λ6583. En efecto, las anchuras equivalentes dadas en la Tabla 4.6 representan las correspondientes al conjunto de Hα y las dos líneas de nitrógeno. A fin de corregir las anchuras equivalentes medidas se utilizó el valor medio del cociente entre las líneas [N II]λ6583/Hα dado por Gallego et al. (1996) y la siguiente expresión

$$\mathrm{EW(H\alpha)} = \frac{\mathrm{EW(H\alpha + [NII])}}{1 + (1 + \frac{1}{3}) \times \mathrm{[NII]}\lambda 6583/\mathrm{H}\alpha} \tag{4.3}$$

Finalmente, puesto que en el trabajo de Gallego (1995) no se hace ninguna referencia a los errores asociados a las anchuras equivalentes medidas, básicas para nuestro análisis posterior, se obtuvo una expresión analítica que relacionara el error en EW(Hα+[N II]), y por tanto en EW(Hα), con la relación señal ruido en el continuo dada por Gallego et al. (1997), el número de pixeles utilizado en el ajuste del continuo y la anchura de la línea.

Primero supusimos que la principal fuente de error en la determinación de la anchura equivalente de la línea de emisión proviene de la determinación del nivel del continuo, es decir,

$$\Delta F_{\mathrm{H}\alpha} = \mathrm{FWZI} \times \Delta(F_{\mathrm{continuo}}/\mathrm{\AA}) \tag{4.4}$$

siendo $\Delta F_{\mathrm{H}\alpha}$, FWZI y $F_{\mathrm{continuo}}/\mathrm{\AA}$, respectivamente, el error en el flujo total de la línea, la anchura de la línea a intensidad cero (del inglés *Full Width at Zero Intensity*)

Tabla 4.6: Desplazamientos al rojo, z; anchuras equivalentes, EW(Hα+[NII]$\lambda\lambda$6548,6583); luminosidad Hα, $L_{\mathrm{H}\alpha}$; exceso de color del gas, E$(B-V)_{\mathrm{gas}}$ y tipos espectroscópicos tomados de Gallego et al. (1996). La luminosidad Hα dada en esta tabla está corregida de extinción interna.

Galaxia	z	EW† (Å)	$L_{\mathrm{H}\alpha}$ (10^8 L$_{\odot}$)	E$(B-V)_{\mathrm{gas}}$	Tipo
0003+2200	0.0245	50±1	0.28	0.87	DANS
0013+1942	0.0270	142±4	0.86	0.28	H IIH
0014+1748	0.0182	135±2	2.95	0.81	SBN
0014+1829	0.0182	146±2	0.56	1.47	H IIH
0015+2212	0.0199	147±2	1.01	0.22	H IIH
0017+1942	0.0259	181±6	2.96	0.36	H IIH
0022+2049	0.0185	106±2	1.83	0.90	H IIH
0050+2114	0.0245	111±1	2.76	0.81	SBN
0145+2519	0.0409	38±1	2.60	1.03	SBN
1255+3125	0.0252	74±1	1.45	0.41	H IIH
1256+2823	0.0315	109±2	2.82	0.64	SBN
1257+2808	0.0171	42±1	0.29	1.34	SBN
1259+2755	0.0240	62±1	1.81	0.91	SBN
1259+3011	0.0307	34±1	0.75	0.68	SBN
1302+2853	0.0237	48±1	0.43	0.62	DH IIH
1304+2808	0.0205	33±1	0.55	0.11	DANS
1304+2818	0.0243	115±11	2.31	0.11	SBN
1306+2938	0.0209	133±4	2.11	0.50	SBN
1307+2910	0.0187	39±1	2.56	0.97	SBN
1308+2950	0.0242	59±1	3.08	1.38	SBN
1308+2958	0.0212	26±1	7.03	1.31	SBN
1312+2954	0.0230	65±3	0.96	1.09	SBN
1312+3040	0.0210	81±2	1.51	0.47	SBN
1428+2727	0.0149	218±3	2.35	0.15	H IIH
1432+2645	0.0307	47±1	2.09	0.91	SBN
1440+2511	0.0333	35±1	0.57	1.02	SBN
1440+2521N	0.0315	104±3	1.59	0.77	SBN
1440+2521S	0.0314	100±5	1.04	0.29	SBN
1442+2845	0.0110	135±3	0.66	0.68	SBN
1443+2548	0.0351	76±1	2.63	0.73	SBN
1452+2754	0.0339	135±2	3.09	0.73	SBN
1506+1922	0.0205	140±6	1.95	0.45	H IIH

Nota: † Anchura equivalente de Hα+[NII]

Tabla 4.6: (cont.)

Galaxia	z	EW[†] (Å)	$L_{\mathrm{H}\alpha}$ (10^8 $L_\odot$)	E$(B-V)_{\mathrm{gas}}$	Tipo
1513+2012	0.0369	150±2	6.18	0.54	SBN
1557+1423	0.0275	54±1	0.64	0.37	SBN
1646+2725	0.0339	225±3	0.50	0.29	DH IIH
1647+2729	0.0366	59±1	2.06	0.89	SBN
1647+2950	0.0290	110±2	3.76	0.74	SBN
1648+2855	0.0308	240±15	6.23	0.25	H IIH
1654+2812	0.0348	70±3	0.33	0.31	DH IIH
1656+2744	0.0330	108±1	1.08	0.58	SBN
1657+2901	0.0317	80±1	0.68	0.56	DANS
2238+2308	0.0238	69±1	3.15	1.05	SBN
2239+1959	0.0242	173±5	5.00	0.54	H IIH
2250+2427	0.0421	175±4	11.12	0.71	SBN
2251+2352	0.0267	84±1	0.97	0.18	DANS
2253+2219	0.0242	86±1	1.07	0.54	SBN
2255+1654	0.0388	40±1	1.39	1.47	SBN
2255+1926	0.0193	37±1	0.16	0.37	DH IIH
2255+1930N	0.0189	97±1	1.38	0.70	SBN
2255+1930S	0.0189	61±1	0.52	0.49	SBN
2258+1920	0.0220	190±2	1.75	0.35	DANS
2300+2015	0.0346	159±1	3.17	0.33	SBN
2302+2053E	0.0328	36±1	1.68	1.30	SBN
2302+2053W	0.0328	260±2	1.38	0.46	H IIH
2303+1856	0.0276	79±1	2.41	1.20	SBN
2304+1640	0.0179	155±2	0.20	0.33	BCD
2307+1947	0.0271	45±1	0.64	0.45	DANS
2310+1800	0.0363	63±1	1.46	0.90	SBN
2313+1841	0.0300	82±2	0.72	0.91	SBN
2316+2028	0.0263	99±4	0.49	0.75	DANS
2316+2457	0.0277	109±1	10.58	0.69	SBN
2316+2459	0.0274	72±1	10.16	0.57	SBN
2319+2234	0.0364	108±1	1.91	0.59	SBN
2321+2149	0.0374	68±1	1.38	0.56	DANS
2324+2448	0.0123	10±1	1.20	0.26	SBN
2327+2515N	0.0206	289±7	1.83	0.47	H IIH
2327+2515S	0.0206	104±1	1.07	0.36	H IIH

Nota: [†] Anchura equivalente Hα+[NII] y el flujo monocromático en el continuo.

Así, el error en la anchura equivalente, EW $= F_{\mathrm{H}\alpha}/(F_{\mathrm{continuo}}/\text{Å})$, puede escribirse como

$$\Delta\mathrm{EW} = \frac{\Delta(F_{\mathrm{continuo}}/\text{Å})}{F_{\mathrm{continuo}}/\text{Å}}\sqrt{\mathrm{EW}^2 + \mathrm{FWZI}^2} \tag{4.5}$$

de donde, teniendo en cuenta que

$$\frac{\Delta(F_{\mathrm{continuo}}/\text{Å})}{F_{\mathrm{continuo}}/\text{Å}} = \frac{1}{\mathrm{SNR}\sqrt{\mathrm{N}}} \tag{4.6}$$

se obtiene

$$\Delta\mathrm{EW} = \frac{1}{\mathrm{SNR}\sqrt{\mathrm{N}}}\sqrt{\mathrm{EW}^2 + \mathrm{FWZI}^2} \tag{4.7}$$

donde SNR es la relación señal-ruido del continuo (del inglés *Signal-to-Noise Ratio*) y N es el número de puntos sobre el espectro monodimensional utilizados para determinar el nivel del continuo. El valor del FWZI fue calculado como dos veces la anchura a mitad de altura de las líneas de los arcos de comparación en la longitud de onda de Hα, que era típicamente de 12.5 Å. Teniendo en cuenta que el intervalo utilizado para el ajuste del continuo fue de 100 Å (Gallego et al. 1997) y que la dispersión recíproca de los espectros fue de aproximadamente $\Delta\lambda\sim 3$ Å pixel^{-1}, el valor de N será $\Delta\lambda_{\mathrm{continuo}}/\Delta\lambda\sim 30$. Los errores obtenidos se muestran en la columna 3 de la Tabla 4.6.

Por último, se tomaron los valores deducidos por Gallego (1995) para los excesos de color medidos a partir del decremento Balmer de las líneas Hα-Hβ en emisión. La validez de esta determinación del exceso de color se apoya en el hecho de que dicho cociente tiene una dependencia muy leve con la temperatura electrónica del gas ionizado (véase Osterbrock 1989). Por tanto, usando la parametrización de la ley de enrojecimiento Galáctico dada por Whitford (1958), se obtiene la siguiente relación entre el cociente de líneas Hα/Hβ medido y el exceso de color del gas.

$$\log\left(\frac{\mathrm{H}\alpha}{\mathrm{H}\beta}\right)_{\mathrm{obs}} = \log 2.86 + 0.476\times E(B-V)_{\mathrm{gas}} \tag{4.8}$$

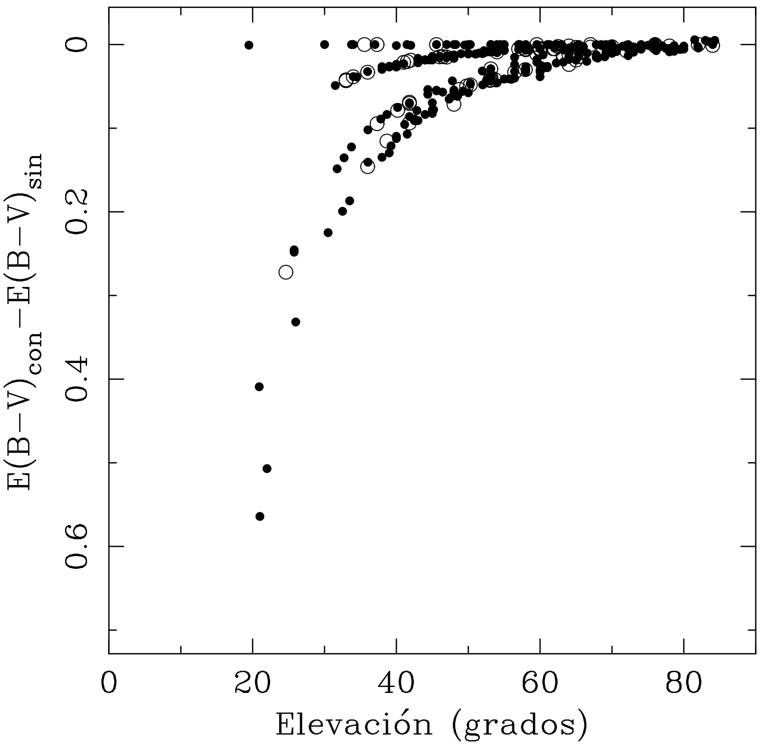
Sin embargo, previamente a la obtención de estos excesos de color se cuantificaron los posible efectos sistemáticos presentes sobre la determinación del cociente Hα/Hβ. El principal efecto a tener en cuenta será la refracción atmosférica diferencial.

En este sentido, se desarrolló un programa de simulación destinado a cuantificar el efecto de la refracción atmosférica sobre los cocientes de líneas de cada una de las galaxias estudiadas. Se partió, en primer lugar, del modelo de refracción atmosférica dado por Filippenko (1982). Se supuso entonces que la región responsable de las líneas de emisión observadas en los espectros provenía de un objeto puntual con perfil de brillo superficial gausiano. A fin de simplificar el problema se supuso que la rendija utilizada estaba centrada en la posición de dicha región en la longitud de onda correspondiente a Hα. Por tanto, en la práctica, la luz emitida por la región en Hβ llega en menor medida al espectrógrafo que en el caso de una atmósfera sin refracción diferencial, siempre que el ángulo de posición de la rendija sea distinto de paraláctico. Tomando entonces los ángulos de posición de los espectros obtenidos y asumiendo un perfil espacial gausiano para una fuente puntual se dedujeron los excesos de color esperados fuera de la atmósfera y bajo el modelo de refracción atmosférica de Filippenko (1982). La diferencias obtenidas entre ambos excesos de color se muestran en la Figura 4.2 en función de la masa de aire. En esta figura se aprecia que el efecto de la refracción diferencial es despreciable en la mayor parte de los objetos, siendo menor de 0.05^{m} en $E(B-V)_{\mathrm{gas}}$ para al menos el 82 por ciento de la muestra.

En el caso del 18 por ciento de objetos restante el sentido en que se debe aplicar dicha corrección no es obvio. El principal problema a la hora de aplicar esta corrección radica en que no es sencillo conocer, en el caso de objetos relativamente extensos, la longitud de onda respecto a la que se centró la región emisora en la rendija del espectrógrafo. Debido a esta incertidumbre y a la vista de la poca importancia de dicha corrección se utilizaron los excesos de color dados por Gallego (1995).

Por último, debido a la diferente distribución espacial del gas ionizado y de las estrellas responsables de la emisión en las bandas rJK, es necesario estimar la extinción del continuo estelar a partir de los excesos de color del gas medidos. Así, siguiendo el trabajo de Calzetti (1997a), se aplicó la relación dada en la Ecuación 4.2. Usando estos excesos de color y asumiendo un modelo de polvo difuso con una relación entre la extinción total y selectiva, R_V=3.1, y una curva de extinción Galáctica, esto es, A_r/A_V, A_J/A_V y A_K/A_V igual, respectivamente, a 0.83, 0.28 y 0.11, se corrigieron de extinción los colores y magnitudes ópticas e infrarrojas medidas (véase la Secc. 4.2.3).

Figura 4.2: Diferencias entre los excesos de color medidos asumiendo el modelo de refracción de Filippenko (1982) y sin refracción. Los círculos rellenos representan los espectros obtenidos dentro de la exploración UCM y los círculos huecos los espectros de las galaxias estudiadas en este trabajo.



4.2.5 Valores medios para los colores y EW(Hα)

En el trabajo de Gallego et al. (1996) se clasificaron las galaxias con intensa formación estelar en diferentes tipos espectroscópicos. A continuación se describirán brevemente dichos tipos,

- **SBN** —*Starburst Nuclei*— Definido originalmente por Balzazo (1983), las galaxias pertenecientes al tipo SBN muestran altas extinciones, muy bajos cocientes [N II]λ6583/Hα y una emisión muy débil en [O III]λ5007. Sus luminosidades Hα son mayores de 10^8 L$_\odot$.

- **DANS** —*Dwarf Amorphous Nuclear Starbursts*— Introducido por Salzer, McAlpine y Boroson (1989), estos objetos muestran propiedades espectroscópicas muy similares a los SBN, pero con luminosidades Hα menores de 5×10^7 L$_\odot$.

Tabla 4.7: Colores y EW(Hα) medios y desviaciones estándar correspondientes.

	n	$\overline{r-J}$	σ	$\overline{J-K}$	σ	$\overline{\mathrm{EW(H\alpha)}}$	σ
				Sin corregir de extinción			
Total	67	1.79	0.05	1.06	0.04	80	7
Tipo-SB (SBN+DANS)	49	1.88	0.05	1.10	0.05	60	5
Tipo-H II H IIH+DH IIH+BCD)	18	1.54	0.09	0.96	0.30	133	16
				Corregidos de extinción			
Total	66	1.26	0.05	0.87	0.06	168	10
Tipo-SB	49	1.28	0.06	0.89	0.09	150	10
Tipo-H II	17	1.21	0.07	0.81	0.35	220	30

- **H IIH** —H II *Hotspots*— Las galaxias de tipo H IIH (véase Gallego et al. 1996) muestran luminosidades Hα similares a las SBN, pero con valores mucho mayores del cociente [O III]λ5007/Hβ, es decir, con mayor ionización.

- **DH IIH** —*Dwarf* H II *Hotspots*—- Esta es una subclase de las galaxias H IIH formada por objetos con idénticas propiedades espectroscópicas pero luminosidades Hα menores de 5×10^7 L$_\odot$.

- **BCD** —*Blue Compact Dwarfs*— Finalmente, los objetos de menor luminosidad y mayor ionización se clasificaron como Galaxias Compactas Azules. Estas galaxias muestran todas ellas luminosidades Hα menores de 5×10^7 L$_\odot$. Así mismo, muestran altos cocientes [O II]λ5007/Hβ y Hα/[N II]λ6583 e intensa emisión en [O II]λ3727.

A lo largo de este trabajo definiremos dos clases principales de galaxias en función de sus propiedades espectroscópicas, las galaxias *starburst* tipo disco, que denominaremos SB, y las galaxias H II. El tipo SB incluye las galaxias de clases espectroscópicas SBN y DANS y el tipo H II las galaxias H IIH, DH IIH y BCD (véase Gallego 1995). A fin de determinar las propiedades observacionales de cada una de estas clases asumiremos distribuciones gausianas de probabilidad para los colores y EW(Hα) medidas. Los centros y anchuras (σ) de dichas distribuciones se dan en la Tabla 4.5. Para determinar los valores medios de las clases SB y H II se pesaron los datos de cada galaxia con sus correspondientes errores.

Los resultados de estos promedios se muestran en la Tabla 4.7. De esta tabla se infiere que los objetos H II parecen ser aproximadamente $0.2^{\rm m}$ mas azules en $r-J$ y $0.1^{\rm m}$ en $J-K$ que las galaxias tipo SB. Puesto que el exceso de color medio de la población SB ($\overline{E(B-V)}$=$0.7^{\rm m}$) es $0.2^{\rm m}$ mayor que en el caso de las galaxias H II, estas diferencias son aún más significativas cuando se utilizan colores medidos, sin corregir de extinción. Las diferencias utilizando colores medidos serían de $0.35^{\rm m}$ en $r-J$ y $0.15^{\rm m}$ en $J-K$. La aplicación de tests Kolmogorov-Smirnov (K-S), mediante la utilización de la tarea KOLMOV de IRAF, pone de manifiesto que ambas clases provienen de distribuciones independientes con una probabilidad del 99.7 y 99.9 por ciento, respectivamente para los colores $r-J$ y $J-K$ medidos.

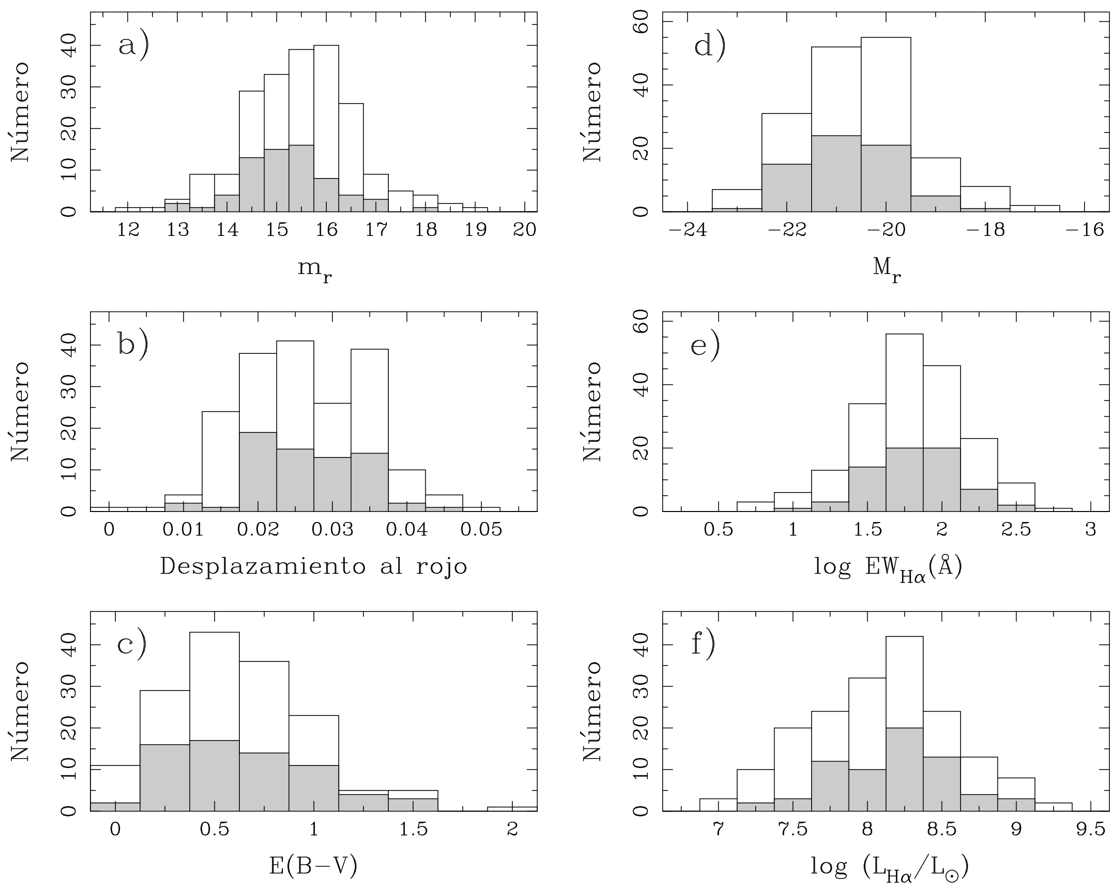
Finalmente, se aprecia que, mientras más del 60 por ciento de las galaxias H II tienen anchuras equivalentes de Hα no corregidas de extinción mayores de 120 Å, únicamente un 3 por ciento de galaxias SB muestran valores tan altos. El bajo límite de detección en EW(Hα) estimado para la exploración UCM (∼20Å; Gallego 1995) garantiza que la diferencia entre las anchuras equivalentes de Hα de las galaxias tipo SB y H II no es debida a efectos de selección. Utilizando un test Kolmogorov-Smirnov (K-S) se deduce que la probabilidad de que ambas muestras sean estadísticamente independientes es del 99.9 por ciento. Estas diferencias en los colores óptico-infrarrojos y en la EW(Hα) están, muy probablemente, relacionadas con diferencias en el estado evolutivo entre las galaxias de ambas clases, i.e. edad y fuerza del brote de formación estelar, tasa de formación estelar específica, etcétera (véase las Secc. 4.8 y 4.10).

4.3 Completitud de la muestra seleccionada

A continuación analizaremos hasta que punto la muestra de 67 galaxias seleccionada es representativa de las propiedades de las galaxias del Universo Local con formación estelar intensa. La muestra escogida está afectada, en primer lugar, de los efectos de selección intrínsecos a la exploración UCM. Estos efectos de selección han sido extensamente analizados en los trabajos de Zamorano et al. (1994, 1996), Vitores (1994) y Gallego (1995).

El proceso observacional utilizado en la exploración UCM limitó la muestra a galaxias con desplazamiento al rojo menores de 0.045±0.005 y anchura equivalente

Figura 4.3: Completitud de la muestra de 67 galaxias seleccionadas en comparación con la muestra UCM.



de Hα mayor de 20 Å. Así mismo, la magnitud límite en banda Gunn-r es de aproximadamente 16.5^{m} con un corte en el extremo más brillante de la distribución en magnitud aparente situado en 14.2^{m}. Este corte es debido a la saturación de los espectros prisma-objetivo de objetos brillantes.

Sin embargo, más allá de estos efectos de selección, pueden existir sesgos importantes debido a lo limitado de nuestra muestra (∼35 por ciento) en comparación con la muestra completa de galaxias UCM. En la Figura 4.3 se presentan los histogramas de frecuencia en magnitud aparente (r de Gunn), magnitud absoluta, desplazamiento al rojo, anchura equivalente y luminosidad Hα para la muestra UCM completa y las 67 galaxias seleccionadas.

En primer lugar se compararon (véase la Figura 4.3a) la distribuciones en magnitud aparente en banda r de ambas muestras. Aunque ambas distribuciones son bastante similares, los objetos en la submuestra infrarroja son marginalmente más brillantes que los de la muestra completa. Así, el valor de la mediana de la primera distribución es de 15.2^{m}, mientras que es 15.5^{m} en el segundo caso. Esta diferencia puede implicar una pequeña deficiencia en objetos de baja luminosidad y/o alto desplazamiento al rojo. De hecho, esta deficiencia viene también puesta de manifiesto por el menor número de objetos de tipo H II en nuestra muestra ($\sim$19 por ciento) respecto al de la muestra UCM ($\sim$30 por ciento).

Por otro lado, en las Figuras 4.3b, 4.3c y 4.3e se aprecia que las galaxias seleccionadas representan aproximadamente el 35 por ciento de la muestra completa de la exploración UCM en cualquier intervalo de desplazamiento al rojo, z; exceso de color, $E(B-V)_{\mathrm{gas}}$; y anchura equivalente de Hα.

A fin de comprobar la similitud entre estas distribuciones se llevo a cabo un test K-S. Se dedujeron probabilidades respectivas del 45, 93 y 87 por ciento de que ambas distribuciones provengan de la misma distribución aleatoria en desplazamiento al rojo, exceso de color y anchura equivalente de Hα. En el caso de las distribuciones en magnitud absoluta en banda Gunn-r y luminosidad Hα las probabilidades fueron del 25 y 47 por ciento, respectivamente. Por tanto, a la vista de estos resultados y las características de la exploración UCM, podemos concluir que la muestra de galaxias seleccionada representa adecuadamente la población de galaxias con intensa formación estelar, aunque es algo deficiente en objetos de baja luminosidad y baja anchura equivalente, es decir, galaxias BCD y espirales normales [0<EW(Hα+[N II])<40 Å, Kennicutt 1983].

4.4 Muestra de referencia

A fin de determinar las propiedades de los objetos con intensa formación estelar es necesario disponer de una muestra de referencia de galaxias normales, con una formación estelar relajada. En este estudio hablaremos de galaxias normales al referirnos a galaxias lenticulares y espirales cercanas, con tipo morfológicos entre S0 y Sd, ya sean barradas o no.

Tanto Kennicutt (1983, véase también Kennicutt y Kent 1983) como Peletier y Balcells (1996) definieron unas muestras de galaxias cercanas suficientemente amplias y representativas del conjunto de galaxias espirales normales del Universo Local. En el caso de la muestra definida por Peletier y Balcells (1996), estos autores midieron colores óptico-infrarrojos, incluyendo $U-R$, $B-R$, $R-J$, $J-K$, tanto para bulbos como para discos de un total 20 galaxias. Estos colores fueron medidos en zonas bastante libres de polvo por lo que se espera que el efecto de la extinción interna sea despreciable. Peletier y Balcells (1996) utilizaron la banda R de Cousins, por lo que estas magnitudes fueron convertidas a la banda r de Gunn utilizando la transformación dada por Fukugita (1995). De la muestra original de Peletier y Balcells (1996) se eliminó el objeto NGC 6368 pues presentaba unos colores demasiado rojos, probablemente debido a una mayor extinción por polvo. Una vez obtenidos los colores $r-J$ y $J-K$ de esta galaxias se obtuvo un valor promedio que se utilizó como punto de partida para los modelos de síntesis evolutiva desarrollados (véase el Capítulo 3). Así mismo, se asumió una relación masa-luminosidad para las galaxias de esta muestra de $1\,\mathrm{M}_{\odot}/\mathrm{L}_{\odot,K}$ en banda K. Este valor de la relación masa-luminosidad es válido, en promedio, tanto para bulbos como para discos de galaxias espirales normales del Universo Local (véase Héraudeau y Simien 1997).

4.5 Imágenes finales de las galaxias.

En los diferentes paneles de la Figura 4.4 se muestran las imágenes finales de todos los objetos estudiados en las bandas J (*arriba*) y K (o K'; *abajo*). En cada uno de estos paneles se da el nombre del objeto (*arriba-centro* en la imagen J), la magnitud total en banda K (*abajo-izquierda* en la imagen K) y los colores $r-J$ y $J-K$ observados (de arriba a abajo en la esquina *superior-derecha* de la imagen K). La orientación en todas la imágenes mostradas es Norte arriba y Este a la izquierda. En el caso de las galaxias UCM2327+2515N y UCM2327+2515S, mostradas dentro del mismo panel, la imagen se centró en la componente Norte.

4.6 Comparación entre datos y modelos

4.6.1 Diagramas color-color y color-EW(Hα)

En la Figura 4.5 se muestra la distribución de los colores de las galaxias observadas. Las galaxias con intensa formación estelar muestran colores $r-J$ claramente más

Tabla 4.8: Colores de galaxias espirales normales (Peletier y Balcells 1996)

NGC	$(R-K)_{\rm Bulbos}$	$(R-K)_{\rm Discos}$	$(J-K)_{\rm Bulbos}$	$(J-K)_{\rm Discos}$
5326	2.604	2.560	0.874	0.911
5389	2.678	2.662	0.874	0.921
5422	2.704	2.709	0.867	0.913
5443	2.461	2.485	0.931	0.925
5475	2.498	2.474	0.867	0.883
5577	2.539	2.171	0.835	0.598
5689	2.705	2.638	0.902	0.918
5746	2.821	2.851	0.982	0.979
5838	2.725	2.679	0.866	0.838
5866	2.609	2.440	0.863	0.940
5854	2.480	2.495	0.922	0.781
5879	2.404	2.476	0.779	0.833
5965	2.667	2.731	0.901	0.962
5987	2.966	2.667	1.180	1.074
6010	2.535	2.660	0.954	1.046
7332	2.393	2.165	0.829	0.658
7457	2.403	2.172	0.862	0.829
7537	2.593	2.379	0.875	0.866
7711	2.653	2.551	0.901	0.838

Figura 4.4: Imágenes de las galaxias en J y K.

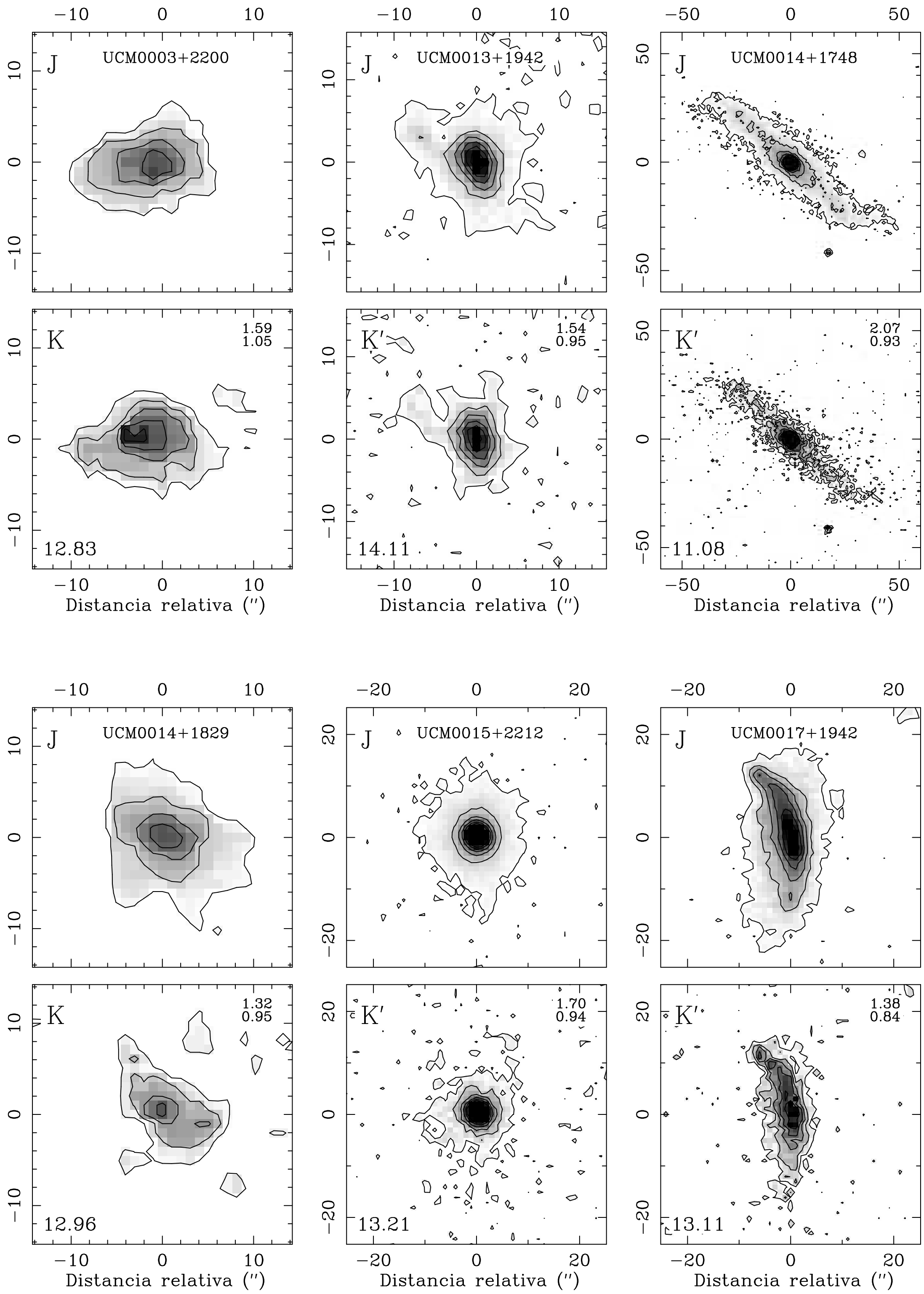


Figura 4.4: (cont.)

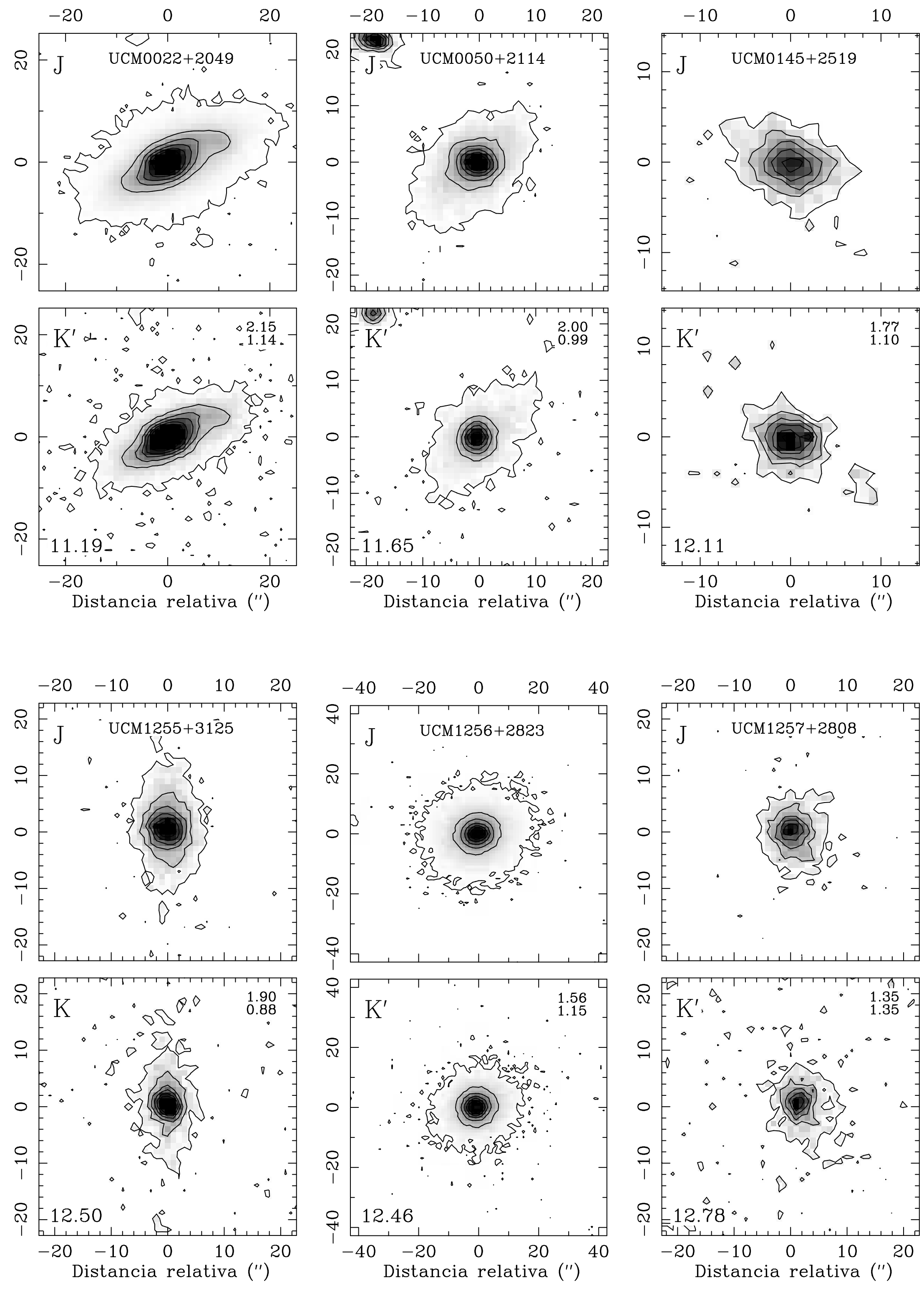


Figura 4.4: (cont.)

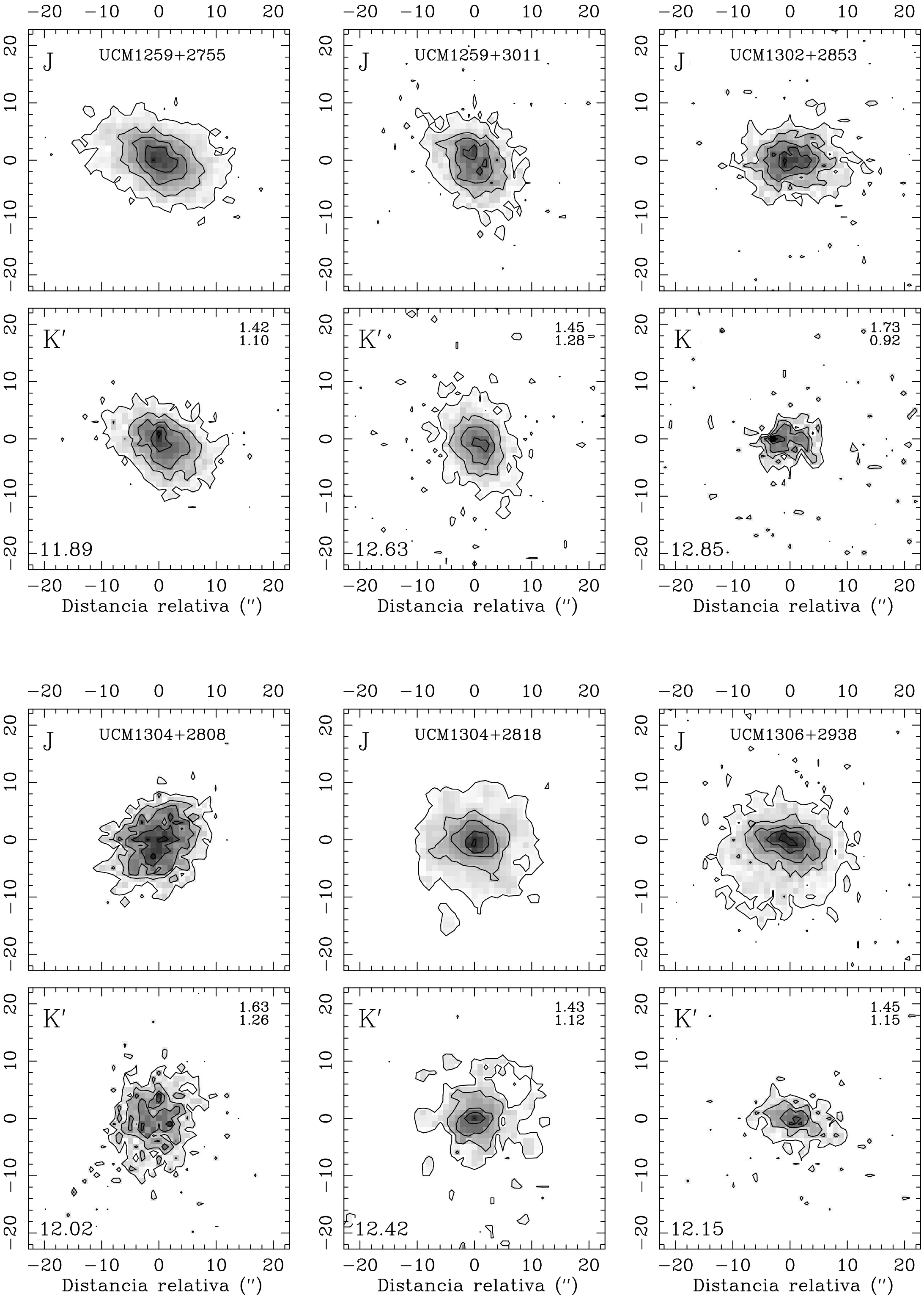
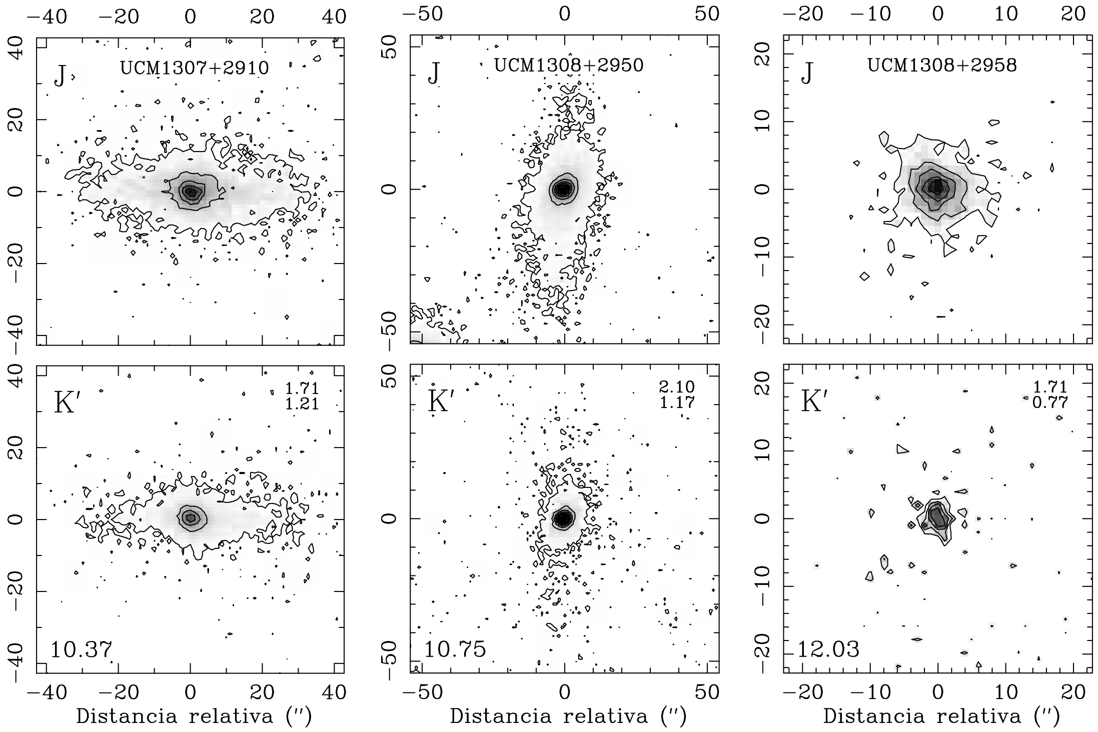


Figura 4.4: (cont.)



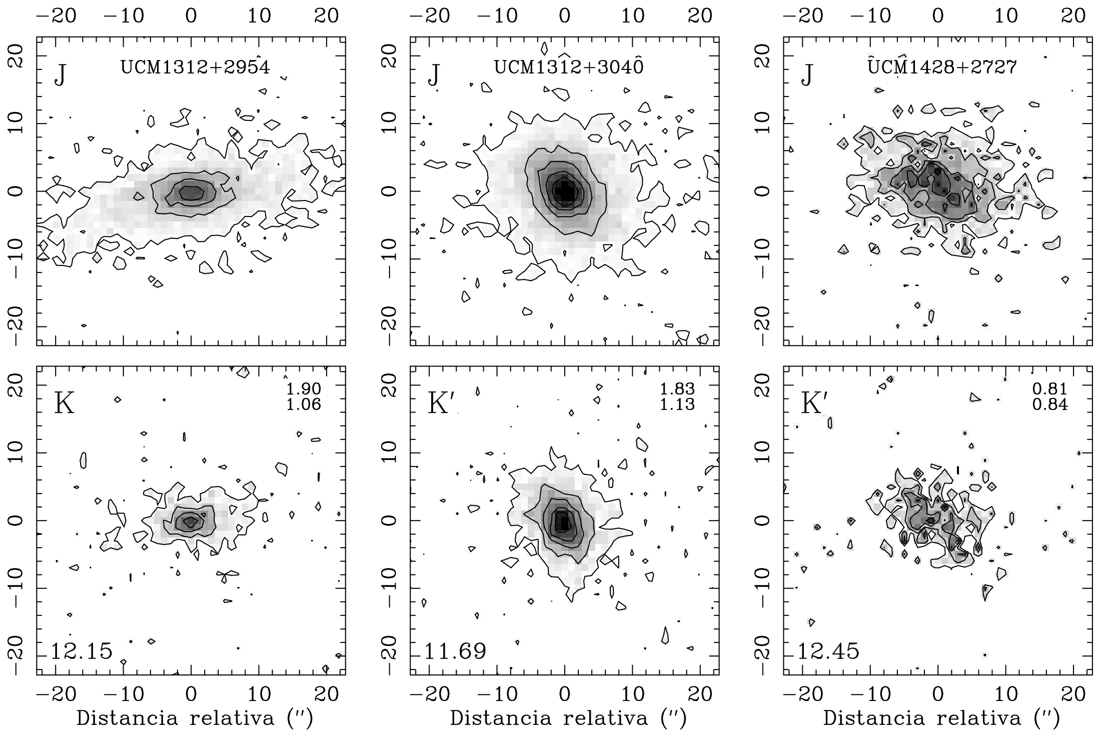


Figura 4.4: (cont.)

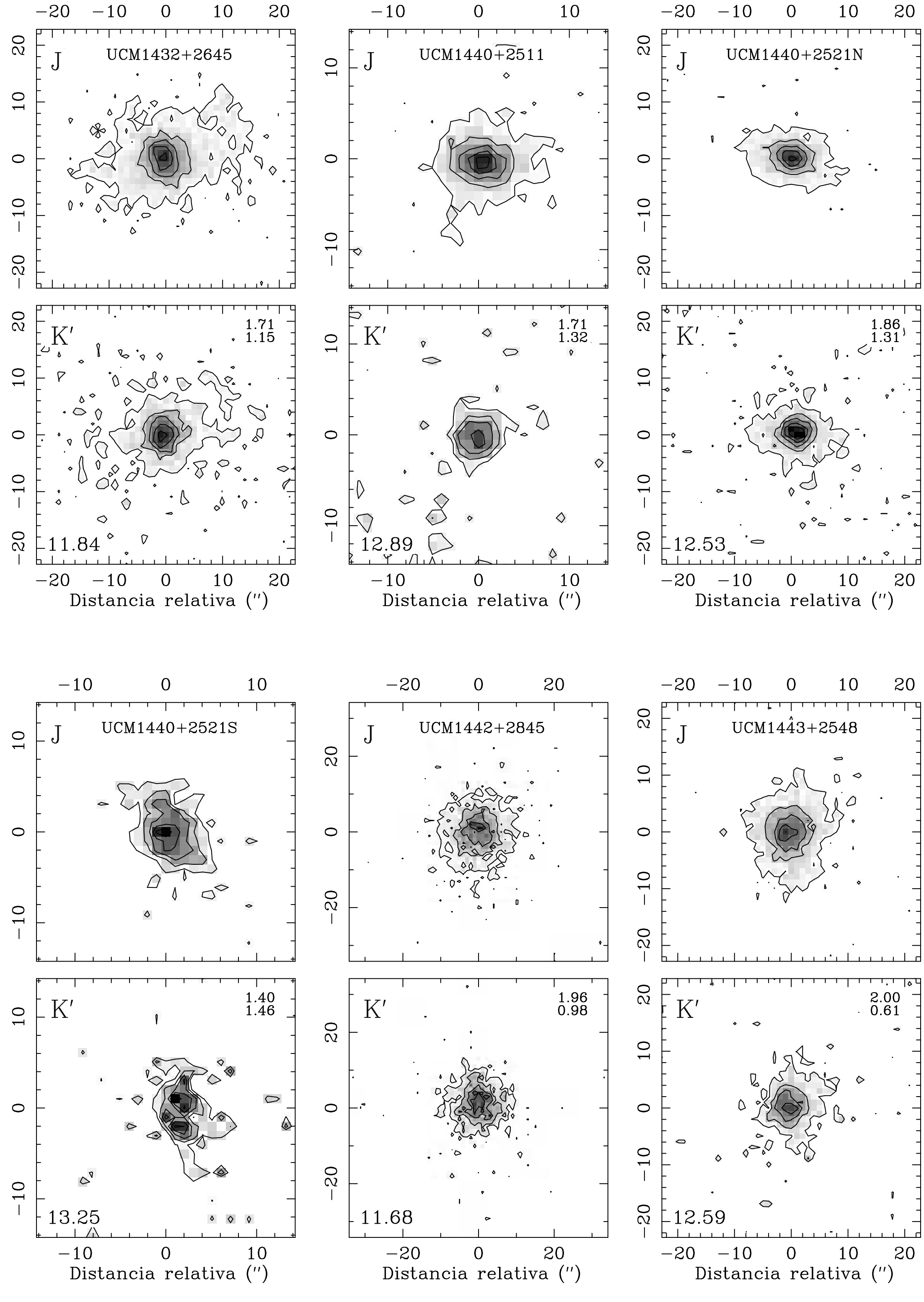


Figura 4.4: (cont.)

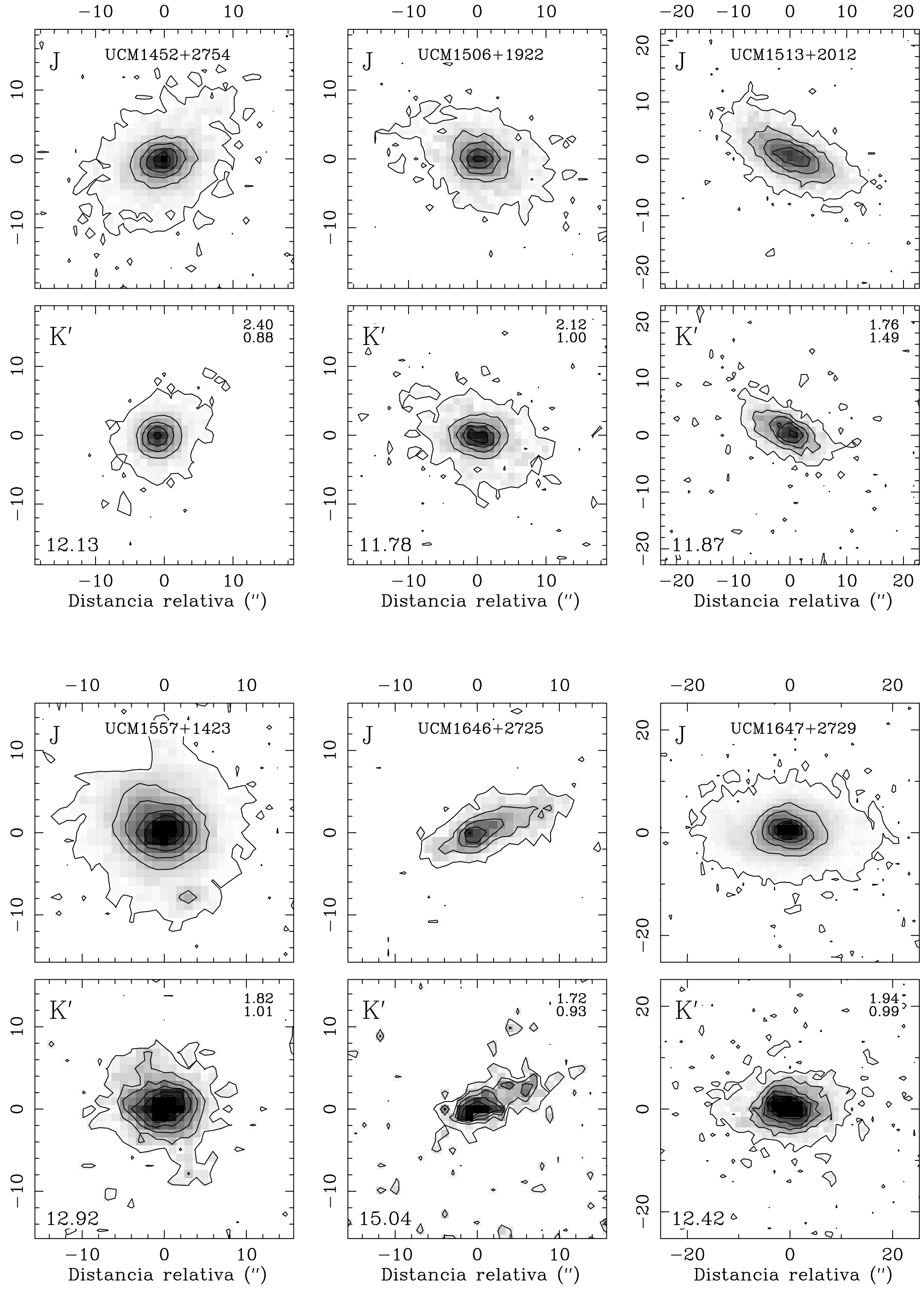


Figura 4.4: (cont.)

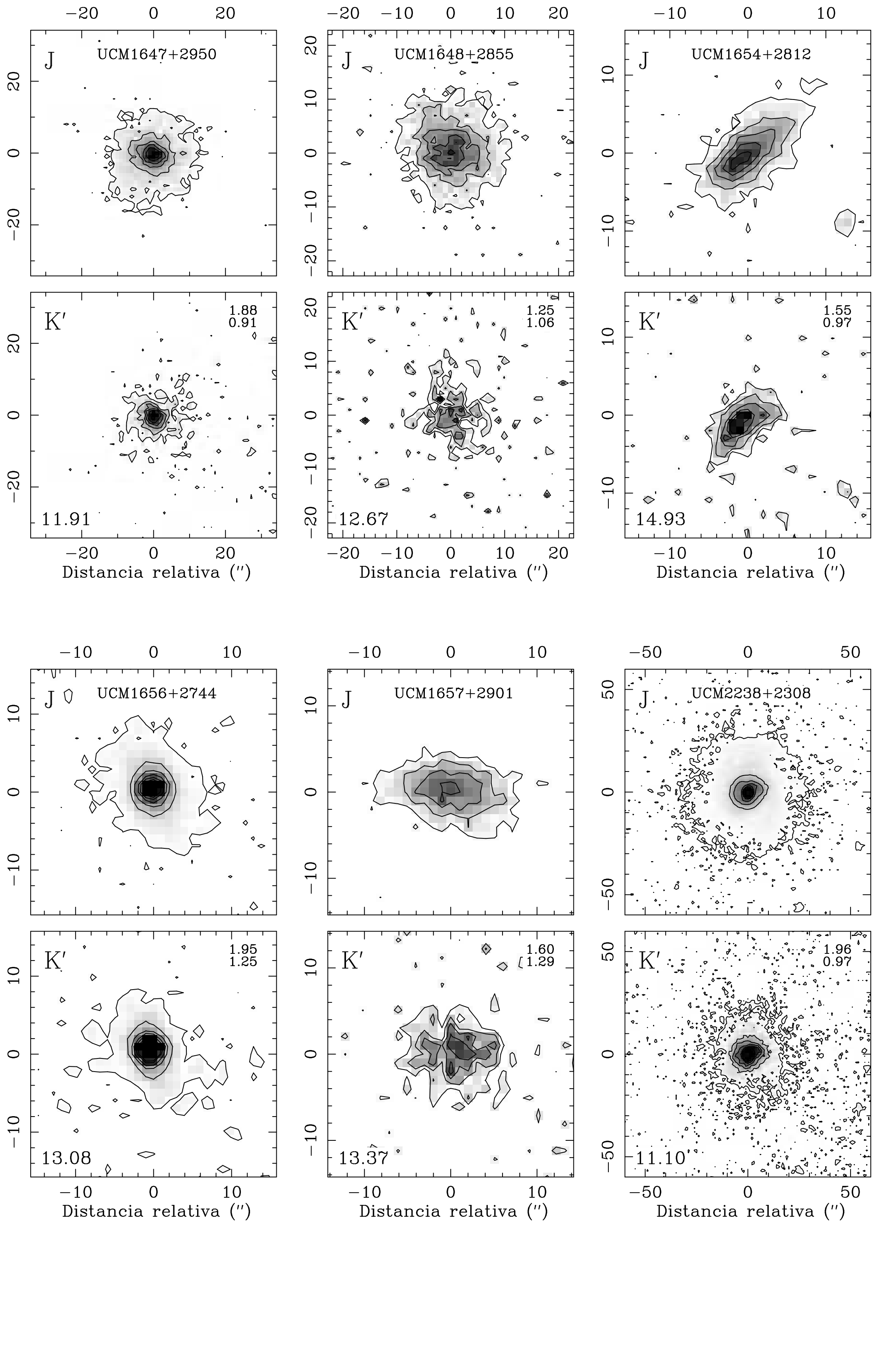


Figura 4.4: (cont.)

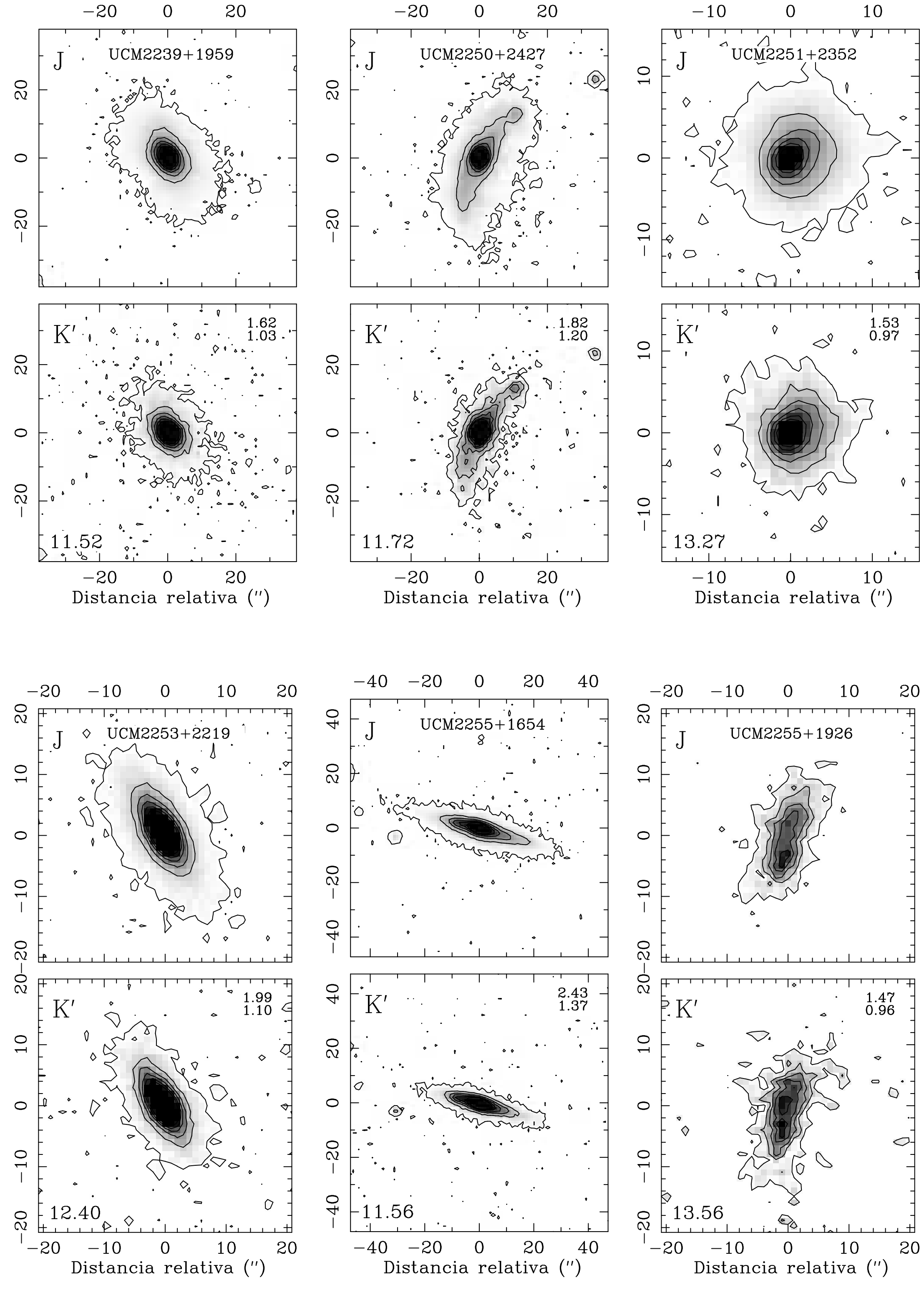


Figura 4.4: (cont.)

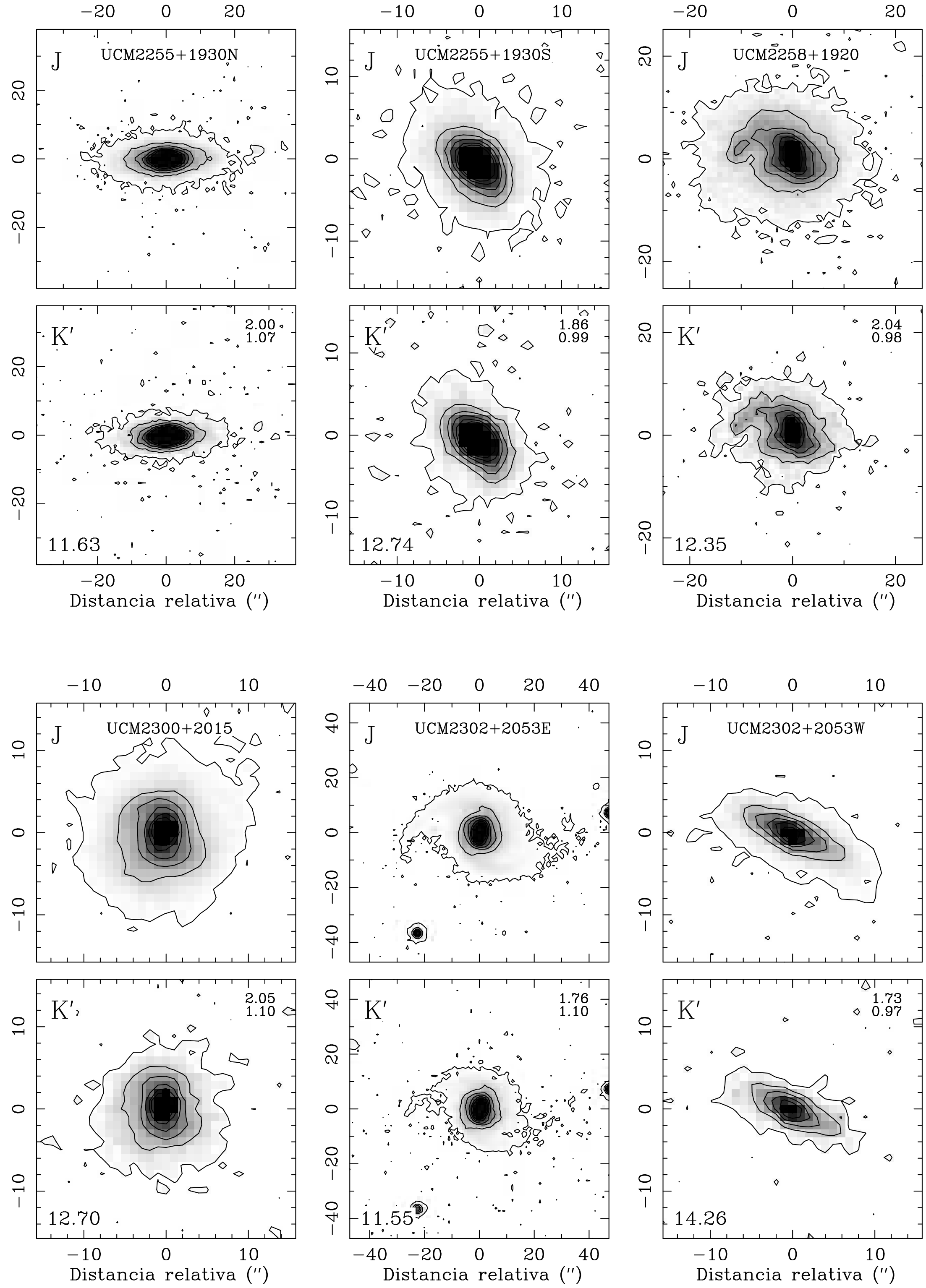


Figura 4.4: (cont.)

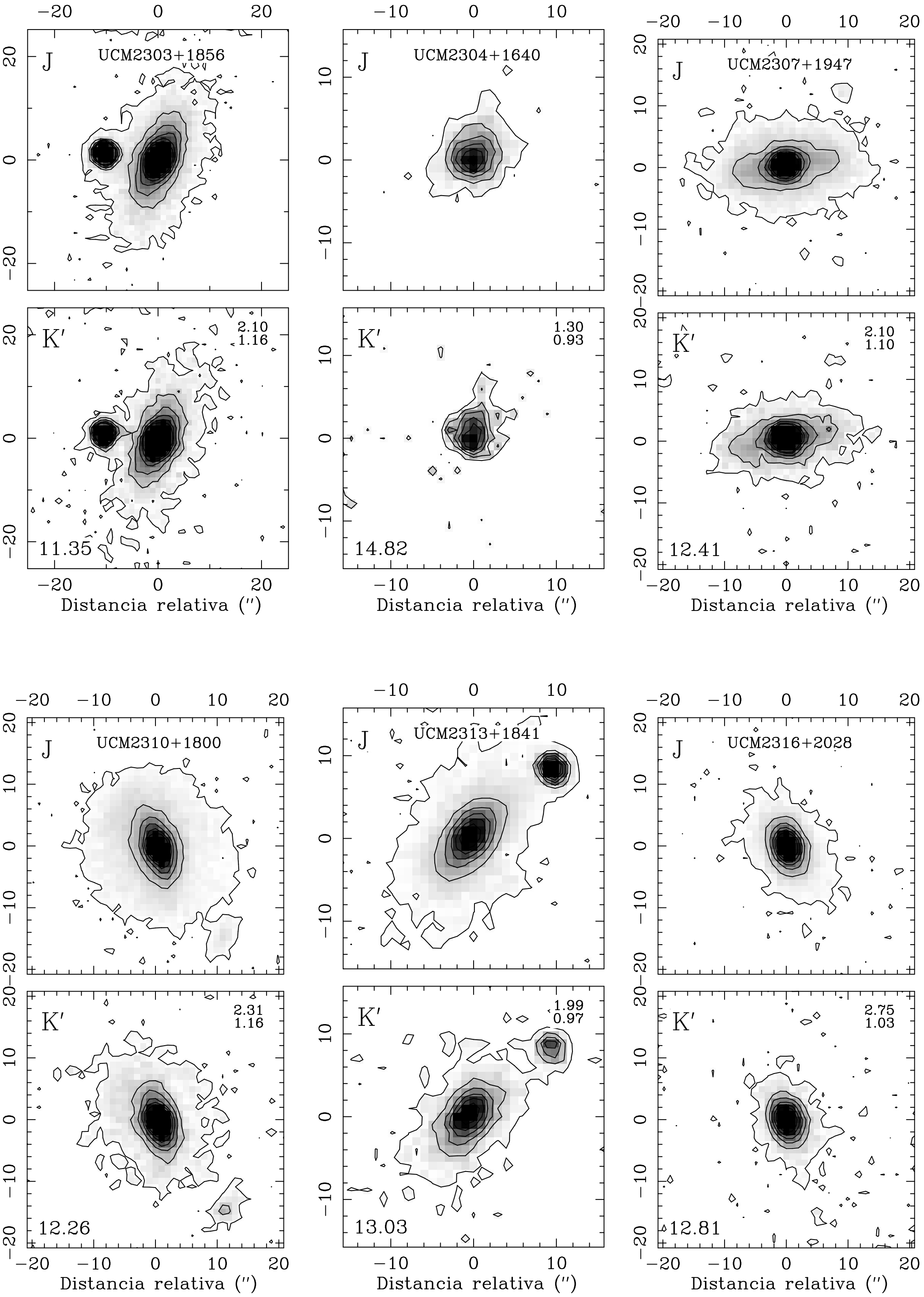
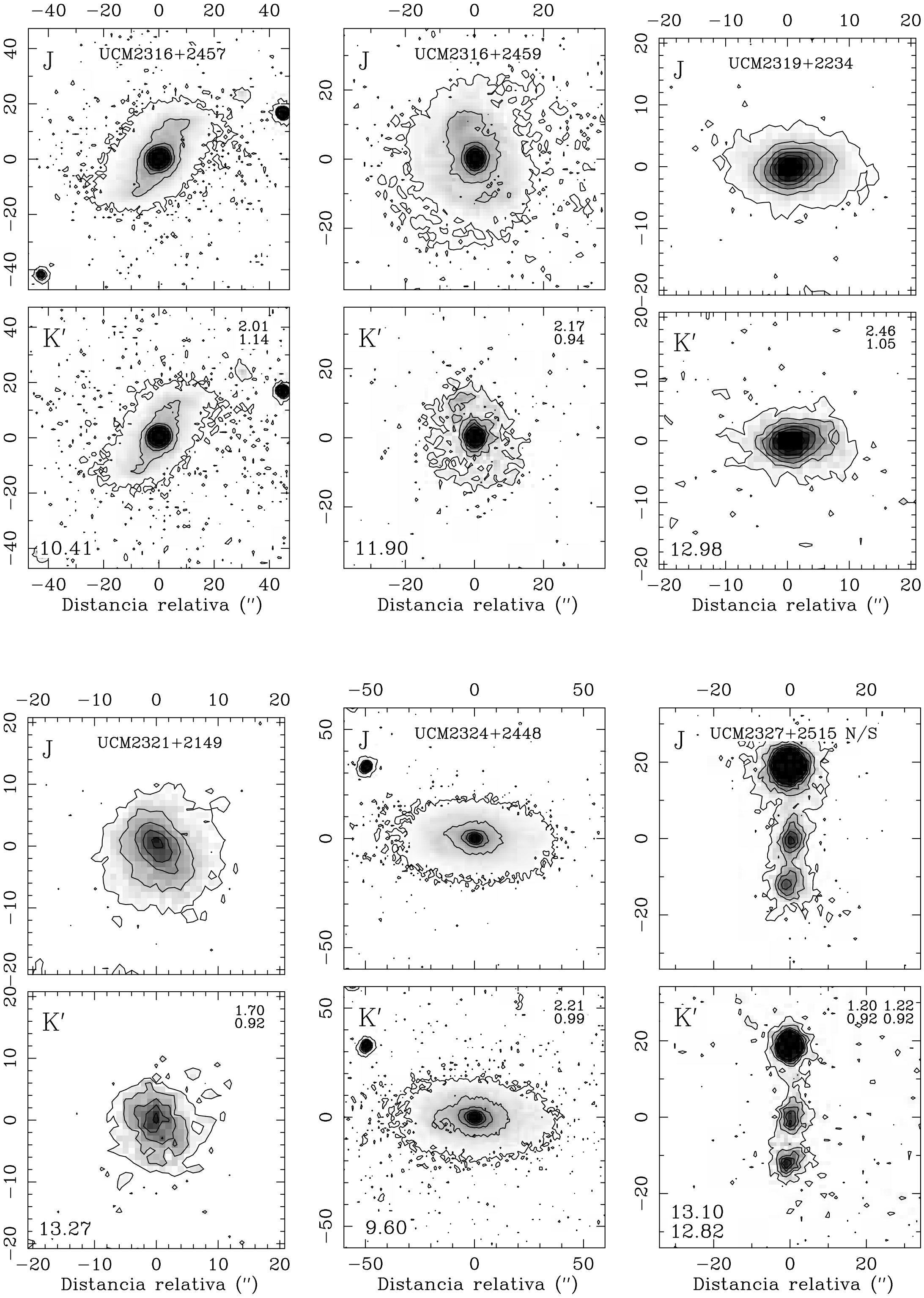


Figura 4.4: (cont.)



azules, aunque la distribución en el color $J-K$ es compatible con la de las galaxias espirales normales. En esta figura se han representado conjuntamente los colores de bulbos y discos de las galaxias de la muestra de Peletier y Balcells (1996).

En el panel **a** de la Figura 4.6 se muestran los colores $r-J$ frente a $J-K$ (círculos rellenos) corregidos de extinción y las barras de error correspondientes a $\pm 1\,\sigma$. También se muestran los colores medidos por Peletier y Balcells (1996) para bulbos (*asteriscos*) y discos (*triángulos*) de galaxias espirales normales del Universo Local. Por último, en esta figura se ha representado la evolución con el tiempo de modelos de brote instantáneo con diferente fuerza de brote y metalicidad solar.

En el panel **b** de esta misma figura se muestran los valores del color $r-K$ frente a EW(Hα) para las galaxias estudiadas. Las anchuras equivalente de Hα mostradas están corregidas de la contribución de las líneas de [N II]λ6548,6583 y de la absorción subyacente. Se representan también en esta figura las predicciones para los modelos de metalicidad solar.

En el panel **c** se muestran los colores sin corregir de extinción y la predicciones de los modelos de fuerza de brote b=0.1 (10 por ciento en masa) para diferentes metalicidades entre 1/50 y 2 veces solar. Finalmente, en el panel **d** se muestran los valores de anchura equivalente y color $r-K$ sin corregir de extinción. Es importante tener en cuenta que al haber utilizado diferentes excesos de color para el continuo estelar, $E(B-V)_{\rm continuo}$, y las líneas de emisión, $E(B-V)_{\rm gas}$, las anchuras equivalentes de Hα han de ser corregidas de extinción, siguiendo la expresión

$$\mathrm{EW(H}\alpha)_{\rm corr.} = \mathrm{EW(H}\alpha)_{\rm obs.} \times 10^{\;0.4\;R_V\;E(B-V)_{\rm gas}\;\frac{A_{\rm H\alpha}}{A_V}\;(1-\mathcal{C})} \tag{4.9}$$

donde $\mathcal{C}$ es el factor que relaciona la extinción medida para el gas ionizado y para el continuo estelar, y que Calzetti et al. (1996) estima en 0.44 teniendo en cuenta, únicamente, factores geométricos.

A la luz de estos diagramas color-color y color-EW(Hα) se aprecia que las 67 galaxias seleccionadas muestran colores y EW(Hα) correspondientes a los de una galaxia espiral normal que presenta un brote de formación estelar instantáneo de un 1 por ciento en masa. Se presentan a continuación los resultados obtenidos tras aplicar el procedimiento de comparación descrito en el Capítulo 3 y el Apéndice A entre los colores $r-J$ y $J-K$ y EW(Hα) y nuestros modelos. Este procedimiento nos ha permitido obtener resultados cuantitativos para la edad, t; fuerza de brote, b; metalicidad, Z; y masa estelar de cada una de las galaxias de la muestra y sus correspondientes incertidumbres.

Figura 4.5: Distribución de colores $r - J$ y $J - K$ de las galaxias UCM observadas (*histogramas huecos*). Se muestran también los colores dados por Peletier y Balcells (1996) para un conjunto de galaxias espirales relajadas (*histogramas rellenos*; véase la Secc. 4.4).

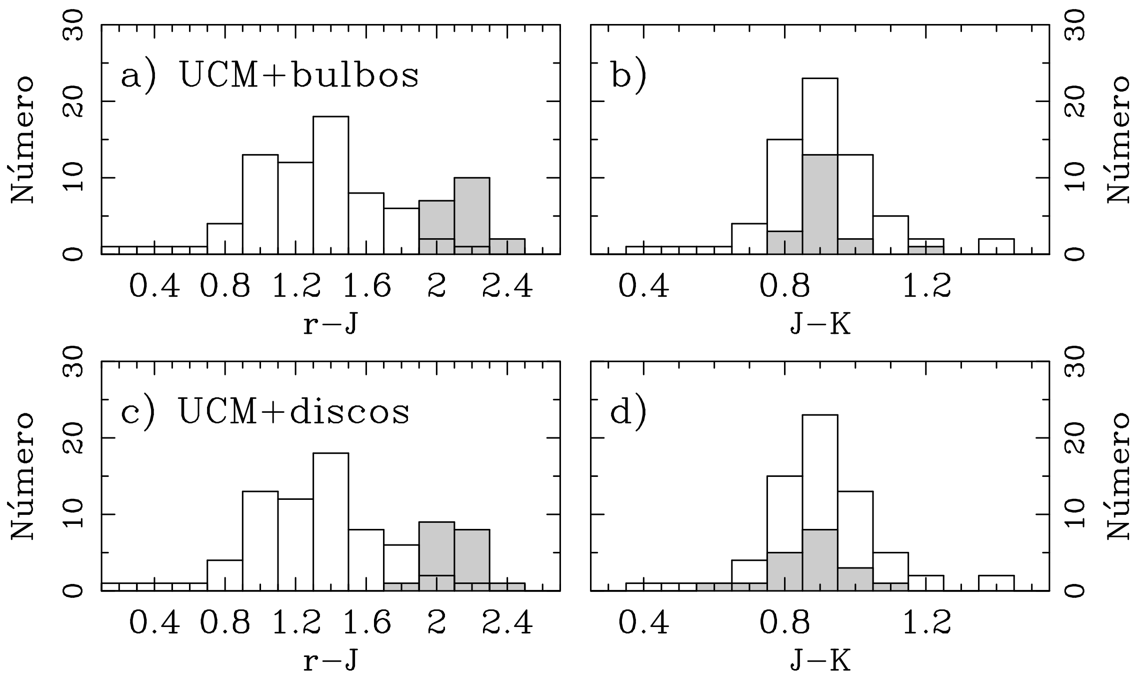
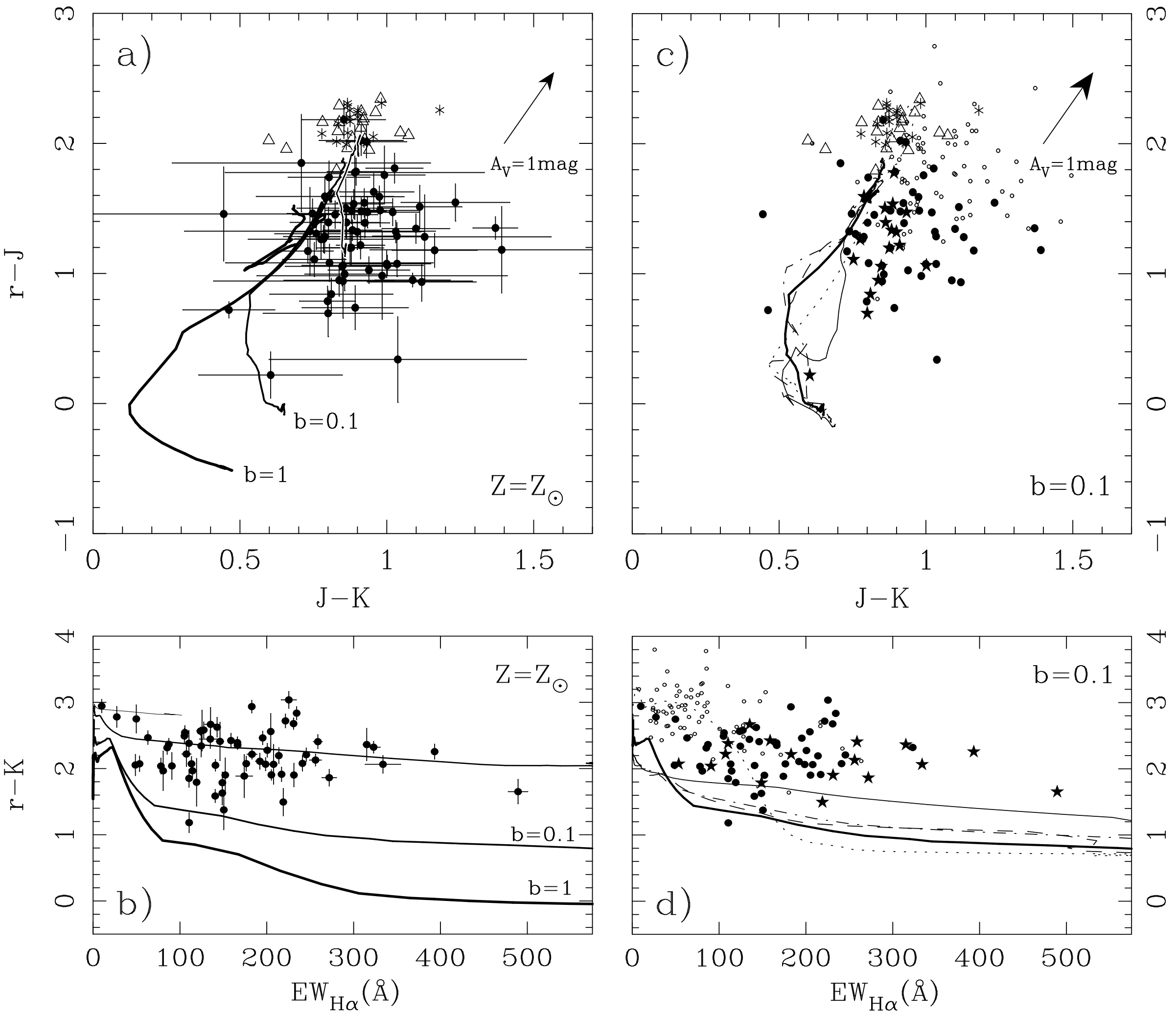


Figura 4.6: Diagramas color-color y color-anchura equivalente de la muestra de 67 galaxias seleccionadas. **a**) Colores $r-J$ y $J-K$ corregidos de extinción y modelos de diferente fuerza de brote y metalicidad solar. **b**) Color $r-K$ y EW(Hα). Se representan los valores corregidos de extinción y los modelos de metalicidad solar. Se muestran errores de $\pm 1\,\sigma$. Así mismo, los modelos de líneas más gruesas indican mayor fuerza de brote (b=10^{-3},10^{-2},10^{-1},1). **c**) Colores corregidos (*círculos rellenos*, SB; *estrellas*, H II) y sin corregir (*círculos pequeños*) de extinción y modelos de fuerza de brote 10 por ciento y diferentes metalicidades. **d**) Color $r-K$ y EW(Hα) y modelos de 10 por ciento de fuerza de brote y diferentes metalicidades (1/50 Z$_\odot$, *línea delgada continua*; 1/5 Z$_\odot$, *línea discontinua*; 2/5 Z$_\odot$, *línea discontinua y punteada*; Z$_\odot$, *línea gruesa continua*; 2 Z$_\odot$, *línea punteada*).



4.6.2 Estimador de máxima verosimilitud

A fin de obtener un estimador de distancia homogéneo, en el que la distancia en las tres dimensiones sea equivalente, se definió el espacio de observables como aquel constituido por los colores $r-J$ y $J-K$ y $2.5\times\log[\mathrm{EW(H}\alpha)]$.

El estimador a maximizar se definió entonces como

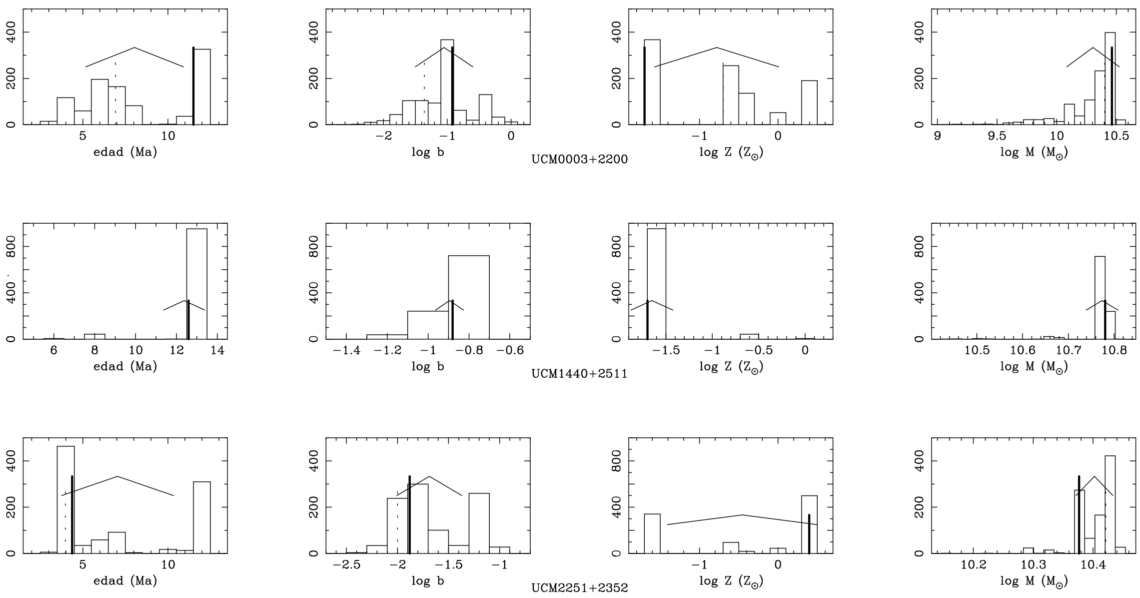
$$\mathcal{L}(t,b,Z)=\prod_{n=1}^{3}\frac{1}{\sqrt{2\pi}\Delta C_n}\exp\left(-\frac{(c_n-C_n)^2}{2\Delta C_n{}^2}\right) \tag{4.10}$$

donde C_1, C_2 y C_3 son los colores $r-J$ y $J-K$ y $2.5\times\log[\mathrm{EW(H}\alpha)]$, y ΔC_1, ΔC_2 y ΔC_3 son los errores correspondientes. Los coeficientes c_n corresponden a las predicciones de los modelos. Una vez definido el estimador, obtuvimos las distribuciones de edad, fuerza de brote y metalicidad asociadas a todas las galaxias.

En la Figura 4.7 se muestran algunas de estas distribuciones. En el primer caso se representa el histograma correspondiente a la galaxia UCM0003+2200, que tiene errores en $r-J$ y $J-K$ de 0.3^m y 0.4^m, respectivamente, lo que se traduce en unas distribuciones en (t,b,Z) multivaluadas (véase el Capítulo 3). A continuación se muestra el caso de la galaxia UCM1440+2511, un objeto con bajos errores fotométricos, que da lugar a unas distribuciones de soluciones estrechas y univaluadas. Por último, se representan los histogramas de UCM2251+2352. Este objeto presenta errores fotométricos bajos ($\Delta(r-J)$=0.11^m; $\Delta(r-J)$=0.08^m; $\Delta[\mathrm{EW(H}\alpha)]$=1 Å) y sin embargo la distribución en el espacio de soluciones es claramente bivaluada. Este hecho es debido a que la degeneración entre los parámetros edad, fuerza de brote y metalicidad es mayor en la zona ocupada por la galaxia UCM2251+2352 dentro del espacio $(r-J,J-K,2.5\times\log[\mathrm{EW(H}\alpha)])$ que en la zona ocupada por UCM1440+2511.

Tal y como se indicó en el Capítulo 3, la distribución de las soluciones en el espacio (t,b,Z) sugiere la presencia de degeneraciones importantes entre la edad la fuerza de brote y entre la edad y la metalicidad. En la Figura 4.8 se muestran las soluciones para los 67×1000 puntos simulados, teniendo en cuenta la metalicidad obtenida y el tipo espectroscópico de la galaxia correspondiente. El comportamiento observado en esta figura pone de manifiesto la fuerte degeneración entre edad y fuerza de brote, aunque la dirección en la que se produce esta degeneración depende de la metalicidad. Así, dentro del intervalo de colores y EW(Hα) de nuestros objetos, un cambio en la fuerza de brote de 0.5 dex es equivalente a un cambio en edad de aproximadamente 1 Ma para metalicidades altas y de $\geq$2 Ma en el caso de

Figura 4.7: Distribuciones de edad, fuerza de brote, metalicidad y masa estelar para algunas de las galaxias de la muestra. El número de puntos utilizados en la simulación de Monte Carlo fue de 10^3. La marca vertical gruesa representa la mejor solución correspondiente al valor central de la distribución ($r-J$,$J-K$,2.5$\times$log EW[Hα]). La marca vertical en trazo discontinuo indica la solución que proporciona un valor más alto del estimador de verosimilitud. La región delimitada por la línea quebrada corresponde a un intervalo de $\pm 1\,\sigma$ en torno al valor medio de la distribución correspondiente.



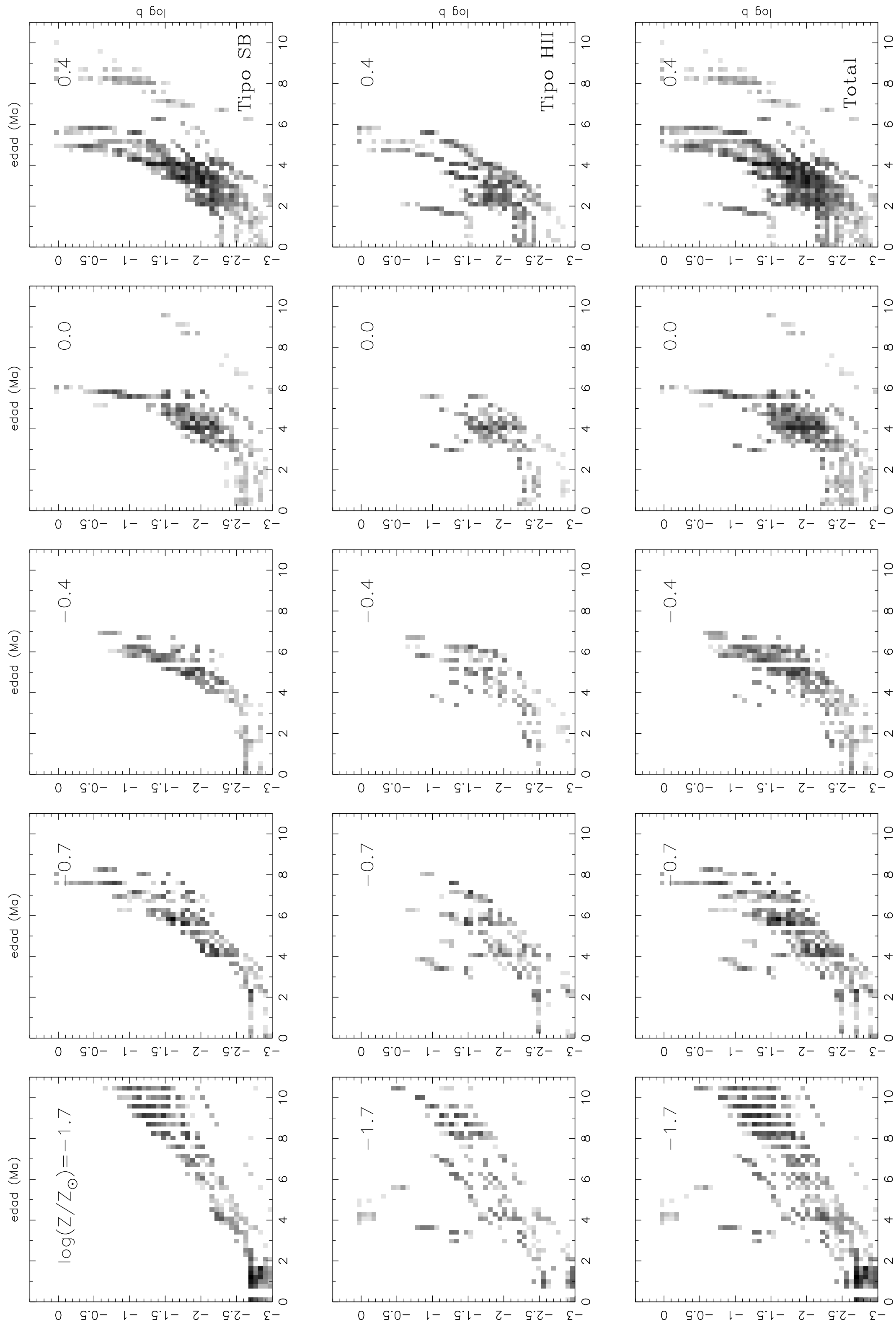
metalicidades por debajo de solar. Como veremos más adelante, afortunadamente, estas degeneraciones no cubren un rango muy amplio de edad, fuerza de brote y metalicidad.

4.7 Análisis del espacio de resultados

Se estudió entonces (véase el Capítulo 3) el agrupamiento de las soluciones en el espacio (t,b,Z) empleando un método de análisis de *clustering* jerárquico denominado de conexión simple. Los resultados que se muestran a lo largo de esta capítulo aparecen también en Gil de Paz et al. (1999c, 2000a).

Se obtuvieron los tres conjuntos de soluciones (o *clusters*) más representativos

Figura 4.8: Distribución de las propiedades de todas las galaxias de la muestra.



para cada galaxia de la muestra. En la Tabla 4.9 se muestran los valores medios y desviaciones típicas de aquellos conjuntos con probabilidad superior al 20 por ciento. En los casos donde todas las soluciones dentro de un mismo conjunto tienen la misma edad, fuerza de brote, metalicidad o masa estelar, los valores medios aparecen representados sin error. De esta tabla se desprende que el agrupamiento de los resultados en el espacio (t,b,Z) es debido en una gran parte a la discretización existente en metalicidad, y que viene heredada de los modelos de Bruzual y Charlot (1996). Finalmente, se muestra en la Tabla 4.9 la orientación de la primera componente del PCA (PCA1) y la contribución de esta componente a la varianza total de los datos.

Tras aplicar este procedimiento de análisis a las 67 galaxias de la muestra, únicamente tres galaxias (UCM1440+2521S, UCM1506+1922, UCM1513+2012) dieron valores del estimador de máxima verosimilitud menores que $\mathcal{L}_{\rm max}$<10.0. Este resultado indica que el rango cubierto por las predicciones de los modelos cubre razonablemente bien las propiedades observadas de las galaxias. El valor $\mathcal{L}_{\rm max}$=10.0 corresponde a una solución en la que las diferencias entre los datos observados y las predicciones fueran igual a los errores medidos y de valor igual a 0.12$^{\rm m}$ en $r-J$ y $J-K$ y un 10 por ciento en EW(Hα). En las Figuras 4.9a y 4.9b se muestran las diferencias obtenidas entre los colores medidos y las predicciones de los modelos. Estos residuos fueron calculados para el valor central de la distribución ($r-J$,$J-K$,2.5$\times$log[EW(Hα)]).

La Figura 4.9a indica que, en algunos casos, los modelos predicen colores $J-K$ más azules que los medidos. Una primera interpretación podría ser que para estos objetos la extinción es mayor de la esperada. A fin de comprobar esta hipótesis se calcularon las diferencias entre los colores medidos y aquellos predichos por el mejor modelo asumiendo que la extinción del continuo fue igual que la extinción del gas. Tal y como se aprecia en la Figura 4.9c, aunque esto pudiera estar sucediendo en algún objeto individual no debe producirse de manera generalizada, pues el uso sistemático de mayores correcciones por extinción da lugar a un peor acuerdo entre las magnitudes medidas y la prediccióнes de los modelos.

Como ya dijimos, el agrupamiento de las soluciones es debido principalmente a la discretización en metalicidad de los modelos. Afortunadamente, para un gran número de los objetos de la muestra (∼30 por ciento; véase la Tabla 4.9) existe una única solución que es capaz de reproducir las propiedades observadas. Aproximadamente el 33 por ciento de las galaxias tienen dos soluciones probables y el 37 por ciento restante tres soluciones. La bondad de este método de comparación, dada

Tabla 4.9: Valores medios y desviaciones típicas de los conjuntos de soluciones correspondientes a las 67 galaxias de la muestra.

Galaxia	Prob. (%)	Edad (Ma)	log b	log (Z/Z$_\odot$)	log (M/M$_\odot$)	PCA1 (u_t,$u_{\log b}$,$u_{\log Z}$)	Varianza (%)
0003+2200	39.1	6.91±0.56	−0.981±0.410	−0.60±0.14	10.18±0.21(0.14)	(+0.666,+0.477,−0.574)	73.7
	36.7	11.55±0.48	−0.813±0.277	−1.70	10.44±0.05(0.14)	(+0.707,+0.707,+0.000)	62.1
	24.2	4.55±0.68	−1.519±0.380	+0.31±0.16	10.31±0.27(0.14)	(+0.679,+0.528,−0.510)	70.0
0013+1942	43.2	4.85±0.67	−1.846±0.128	−0.30±0.32	10.10±0.01(0.03)	(+0.634,+0.523,−0.569)	82.1
	33.5	8.86±0.37	−1.436±0.103	−1.70	10.12 (0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.7
	23.3	3.18±0.10	−1.959±0.093	+0.40	10.11±0.01(0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	63.0
0014+1748	62.8	4.33±0.71	−2.024±0.192	−0.59±0.21	11.00±0.01(0.02)	(+0.708,+0.630,−0.319)	64.7
	28.4	4.93±1.43	−2.101±0.286	−1.70	11.00±0.01(0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.5
0014+1829	36.8	3.31±0.28	−1.194±0.188	−0.40±0.32	10.09±0.08(0.08)	(+0.710,+0.439,−0.550)	62.6
	32.2	1.73±0.30	−1.131±0.207	+0.40	10.11±0.07(0.08)	(+0.707,+0.707,+0.000)	58.5
	31.0	3.81±0.66	−0.885±0.464	−1.70	9.87±0.28(0.08)	(+0.707,+0.707,+0.000)	56.9
0015+2212	53.2	3.41±0.81	−2.159±0.170	+0.23±0.20	10.20±0.01(0.03)	(+0.621,+0.561,−0.547)	84.1
	24.3	4.77±0.70	−2.135±0.274	−0.60±0.14	10.19±0.01(0.03)	(+0.623,+0.676,+0.394)	71.3
	22.5	7.71±1.54	−1.796±0.318	−1.70	10.20 (0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.5
0017+1942	67.9	4.80±0.61	−1.613±0.187	−0.42±0.31	10.51±0.02(0.03)	(+0.719,+0.436,−0.541)	63.6
	20.6	8.32±0.47	−1.256±0.144	−1.70	10.53±0.01(0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.3
0022+2049	42.6	1.93±0.67	−2.214±0.147	+0.40	10.98 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	63.0
	34.6	3.32±1.03	−2.215±0.249	−0.30±0.29	10.98±0.01(0.02)	(+0.717,+0.661,−0.224)	61.8
	22.8	5.22±1.80	−2.014±0.327	−1.70	10.98±0.01(0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.3
0050+2114	52.2	4.76±0.71	−1.889±0.224	−0.48±0.28	11.03±0.01(0.04)	(+0.706,+0.569,−0.421)	65.9
	27.0	2.75±0.37	−2.081±0.109	+0.40	11.04±0.01(0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	61.3
	20.8	7.58±1.26	−1.643±0.273	−1.70	11.04 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.3
0145+2519	72.1	11.56±0.17	−0.979±0.107	−1.70	11.30±0.02(0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	64.5
1255+3125	63.7	4.78±0.99	−1.423±0.650	+0.34±0.14	10.28±0.45(0.07)	(+0.618,+0.683,+0.389)	67.9
	22.3	5.13±1.36	−2.144±0.397	−0.55±0.15	10.71±0.04(0.07)	(+0.688,+0.702,+0.182)	65.2
1256+2823	66.5	3.65±0.45	−1.701±0.100	+0.35±0.13	10.88±0.01(0.04)	(+0.683,+0.369,−0.631)	70.8
	28.0	9.84±0.43	−1.162±0.140	−1.70	10.89±0.01(0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.3
1257+2808	59.6	11.46±0.18	−0.405±0.148	−1.70	10.22±0.03(0.11)	(+0.707,+0.707,+0.000)	64.2
	38.5	4.47±0.54	−1.138±0.249	+0.32±0.16	10.10±0.19(0.11)	(+0.650,+0.484,−0.586)	77.9
1259+2755	85.1	4.35±0.50	−1.234±0.240	+0.34±0.14	10.71±0.17(0.05)	(+0.658,+0.488,−0.574)	76.4
1259+3011	84.1	13.84±0.32	−0.923±0.146	−1.70	10.79±0.03(0.06)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.7
1302+2853	57.7	6.98±0.55	−1.471±0.271	−0.60±0.14	10.40±0.12(0.08)	(+0.700,+0.380,−0.605)	66.4
	25.4	11.65±0.36	−1.154±0.148	−1.70	10.51±0.01(0.08)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.7
1304+2808	82.6	13.96±0.96	−1.487±0.216	−1.70	10.71±0.01(0.06)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.3
1304+2818	89.0	3.47±0.28	−1.988±0.143	+0.39±0.06	10.68±0.01(0.04)	(+0.720,+0.656,−0.225)	61.1
1306+2938	66.8	3.37±0.22	−1.746±0.096	+0.39±0.07	10.67±0.01(0.04)	(+0.711,+0.309,−0.632)	65.4
	32.0	9.31±0.27	−1.248±0.087	−1.70	10.68 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.0
1307+2910	46.4	12.38±0.77	−0.884±0.317	−1.70	11.25±0.07(0.11)	(+0.707,+0.707,+0.000)	61.5
	46.3	6.97±1.07	−1.157±0.537	−0.44±0.29	11.02±0.26(0.11)	(+0.690,+0.387,−0.612)	66.7
1308+2950	39.7	5.21±0.59	−1.559±0.131	−0.38±0.30	11.40±0.02(0.04)	(+0.631,+0.505,−0.589)	82.0
	35.2	9.19±0.27	−1.170±0.094	−1.70	11.43 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.9
	25.1	3.25±0.08	−1.695±0.099	+0.40	11.41±0.01(0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.6
1308+2958	37.0	7.60±0.06	−0.738±0.146	−0.70	10.47±0.11(0.06)	(+0.707,+0.707,+0.000)	61.6
	35.7	5.75	−0.717±0.101	+0.00	10.38±0.07(0.06)	(+0.000,+1.000,+0.000)	100.0
	27.3	12.00	−0.647±0.038	−1.70	10.76±0.01(0.06)	(+0.000,+1.000,+0.000)	100.0
1312+2954	39.8	5.89±0.28	−1.438±0.208	−0.54±0.15	10.71±0.09(0.13)	(+0.743,+0.207,−0.636)	56.5
	39.2	3.79±0.55	−1.642±0.172	+0.33±0.15	10.76±0.05(0.13)	(+0.675,+0.408,−0.615)	71.9
	21.0	9.99±0.56	−1.114±0.171	−1.70	10.79±0.01(0.13)	(+0.707,+0.707,+0.000)	64.8
1312+3040	73.4	3.69±0.39	−2.073±0.181	+0.37±0.10	10.86±0.05(0.03)	(+0.739,+0.540,−0.403)	60.5
	25.2	9.87±0.63	−1.577±0.144	−1.70	10.88 (0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.4
1428+2727	53.1	3.49±0.13	−1.400±0.145	+0.40	10.17±0.03(0.07)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.4
	25.6	9.97±0.41	−0.809±0.209	−1.70	10.20±0.03(0.07)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.1
	21.3	5.53±0.49	−1.146±0.268	−0.37±0.26	10.07±0.12(0.07)	(+0.663,+0.447,−0.600)	74.6
1432+2645	65.6	11.49±0.07	−0.974±0.042	−1.70	11.14 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	60.8
	25.9	4.50±0.52	−1.610±0.079	+0.32±0.16	11.08±0.03(0.04)	(+0.617,+0.527,−0.585)	86.0
1440+2511	96.7	12.60±0.03	−0.882±0.030	−1.70	10.78 (0.05)	(+0.707,+0.707,−0.004)	47.9
1440+2521N	42.8	3.58±0.74	−1.724±0.502	+0.40	10.80±0.25(0.12)	(+0.707,+0.707,+0.000)	64.6
	33.2	4.95±1.20	−1.871±0.458	−0.33±0.29	10.86±0.08(0.12)	(+0.704,+0.664,−0.250)	64.6
	24.0	8.09±3.17	−1.660±0.661	−1.70	10.90±0.03(0.12)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.8
1440+2521S	61.6	3.88±0.66	−1.788±0.352	+0.36±0.11	10.52±0.15(0.12)	(+0.720,+0.671,−0.178)	62.2
	31.8	9.89±2.78	−1.295±0.621	−1.70	10.57±0.03(0.12)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.6
1442+2845	59.0	4.55±0.63	−1.986±0.193	−0.41±0.31	10.32±0.01(0.04)	(+0.738,+0.532,−0.415)	60.6
	20.6	7.47±1.42	−1.705±0.302	−1.70	10.32 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.4
	20.4	2.70±0.42	−2.149±0.130	+0.40	10.32±0.01(0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	63.2

Tabla 4.9: (cont.) Valores medios y desviaciones típicas de los conjuntos de soluciones correspondientes a las 67 galaxias de la muestra.

Galaxia	Prob. (%)	Edad (Ma)	log b	log (Z/Z$_\odot$)	log (M/M$_\odot$)	PCA1 (u_t,$u_{\log b}$,$u_{\log Z}$)	Varianza (%)
1443+2548	62.3	5.00±1.47	−1.767±0.572	−0.40±0.26	10.89±0.10(0.10)	(+0.702,+0.710,+0.061)	62.4
	24.0	4.89±3.56	−2.275±0.706	−1.70	10.98±0.03(0.10)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.7
1452+2754	52.3	3.13±1.39	−2.398±0.462	−0.57±0.24	11.13±0.04(0.10)	(+0.673,+0.704,+0.226)	65.8
	37.8	2.52±2.14	−2.573±0.367	−1.70	11.14±0.01(0.10)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.5
1506+1922	46.6	2.81±2.98	−2.690±0.518	−1.70	10.82±0.01(0.10)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.1
	33.1	4.05±1.68	−2.252±0.559	−0.44±0.29	10.78±0.10(0.10)	(+0.698,+0.708,+0.107)	63.4
	20.3	3.55±1.36	−1.675±0.894	+0.40	10.46±0.56(0.10)	(+0.707,+0.707,+0.000)	64.6
1513+2012	90.3	2.75±0.59	−2.137±0.117	+0.31±0.17	11.29 (0.03)	(+0.644,+0.508,−0.572)	76.5
1557+1423	42.5	11.71±0.41	−1.450±0.118	−1.70	10.61±0.01(0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.2
	34.6	4.39±0.56	−2.167±0.162	+0.32±0.16	10.59±0.03(0.02)	(+0.695,+0.499,−0.518)	67.9
	22.9	7.16±0.54	−1.824±0.165	−0.64±0.12	10.57±0.03(0.02)	(+0.651,+0.530,−0.544)	77.8
1646+2725	35.2	2.89±1.43	−2.231±0.329	−0.60±0.14	9.93±0.02(0.05)	(+0.688,+0.693,+0.214)	64.3
	34.2	3.00±2.20	−2.248±0.365	−1.70	9.93±0.01(0.05)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.3
	30.6	1.78±0.91	−2.179±0.187	+0.28±0.18	9.94±0.01(0.05)	(+0.720,+0.681,−0.133)	59.1
1647+2729	66.4	4.66±0.59	−1.090±0.668	+0.31±0.17	10.53±0.51(0.02)	(+0.514,+0.764,+0.390)	56.6
1647+2950	38.2	4.87±1.29	−1.769±0.515	−0.57±0.15	11.02±0.08(0.11)	(+0.635,+0.679,+0.369)	68.1
	36.6	3.45±1.05	−1.881±0.385	+0.19±0.20	11.05±0.06(0.11)	(+0.688,+0.584,−0.431)	66.5
	25.2	6.21±3.25	−1.848±0.663	−1.70	11.08±0.01(0.11)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.2
1648+2855	92.2	2.71±0.47	−1.777±0.085	+0.35±0.14	10.78±0.01(0.05)	(+0.623,+0.518,−0.586)	78.7
1654+2812	60.9	4.30±0.62	−1.756±0.242	+0.34±0.14	9.92±0.14(0.07)	(+0.697,+0.528,−0.486)	67.8
	20.2	6.43±0.47	−1.577±0.211	−0.53±0.15	9.91±0.07(0.07)	(+0.692,+0.447,−0.567)	68.1
1656+2744	55.6	4.45±1.13	−2.164±0.295	−0.30±0.26	10.72±0.01(0.04)	(+0.666,+0.628,−0.403)	71.4
	22.2	8.15±1.33	−1.773±0.283	−1.70	10.72 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.3
	22.2	2.82±0.94	−2.174±0.389	+0.40	10.70±0.14(0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	63.4
1657+2901	84.3	3.94±0.40	−1.760±0.190	+0.38±0.09	10.52±0.07(0.05)	(+0.703,+0.526,−0.479)	67.3
2238+2308	63.8	5.67±0.21	−1.593±0.106	−0.65±0.11	11.22±0.02(0.02)	(+0.749,+0.169,−0.640)	54.6
	23.7	3.89±0.73	−1.664±0.142	+0.23±0.20	11.22±0.01(0.02)	(+0.615,+0.527,−0.586)	86.2
2239+1959	68.8	3.19±0.65	−1.895±0.130	+0.25±0.19	11.11±0.01(0.02)	(+0.606,+0.556,−0.569)	88.3
2250+2427	87.4	2.27±0.66	−2.056±0.131	+0.32±0.16	11.49±0.01(0.02)	(+0.714,+0.466,−0.523)	63.2
2251+2352	51.5	4.27±0.40	−1.943±0.113	+0.38±0.09	10.39±0.04(0.02)	(+0.683,+0.533,−0.499)	70.9
	35.4	11.40±0.48	−1.304±0.139	−1.70	10.43±0.01(0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.2
2253+2219	48.0	4.65±0.69	−2.152±0.149	−0.21±0.30	10.72±0.01(0.02)	(+0.643,+0.536,−0.546)	80.3
	31.3	8.49±0.73	−1.794±0.167	−1.70	10.72 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.6
	20.7	3.46±0.95	−1.945±0.757	+0.40	10.50±0.51(0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.6
2255+1654	63.0	3.79±0.67	−1.963±0.116	+0.21±0.20	11.51±0.01(0.02)	(+0.649,+0.475,−0.594)	77.6
	30.3	9.26±0.22	−1.401±0.062	−1.70	11.52 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.6
2255+1926	73.2	13.08±0.34	−1.135±0.133	−1.70	10.02±0.01(0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.9
2255+1930N	65.5	3.53±0.74	−2.102±0.152	+0.18±0.20	10.86±0.01(0.02)	(+0.643,+0.530,−0.552)	79.6
	20.1	5.02±0.55	−2.014±0.225	−0.54±0.15	10.85±0.01(0.02)	(+0.679,+0.709,+0.192)	65.5
2255+1930S	49.9	4.15±0.39	−1.955±0.149	+0.40	10.38±0.06(0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.0
	28.7	6.15±0.73	−1.853±0.196	−0.42±0.30	10.39±0.03(0.02)	(+0.661,+0.500,−0.559)	75.8
	21.4	10.97±0.57	−1.428±0.154	−1.70	10.42±0.01(0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.4
2258+1920	67.8	1.32±0.92	−2.692±0.102	−1.70	10.65 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	61.1
	24.0	1.52±1.12	−2.576±0.115	−0.36±0.25	10.65 (0.02)	(+0.643,+0.708,+0.293)	60.6
2300+2015	77.3	1.27±0.58	−2.713±0.062	−1.70	10.90 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	56.5
2302+2053E	79.5	4.34±0.47	−1.349±0.123	+0.35±0.14	11.23±0.06(0.02)	(+0.613,+0.532,−0.584)	86.7
2302+2053W	49.4	2.38±0.95	−2.239±0.142	−0.38±0.27	10.23±0.01(0.03)	(+0.734,+0.605,−0.308)	57.8
	26.3	1.26±0.63	−2.117±0.096	+0.40	10.23 (0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	58.3
	24.3	3.65±1.20	−2.077±0.253	−1.70	10.21±0.01(0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	65.2
2303+1856	55.5	3.47±0.72	−1.856±0.164	+0.19±0.20	11.27±0.01(0.02)	(+0.608,+0.554,−0.569)	88.7
	23.1	8.40±0.55	−1.334±0.155	−1.70	11.28 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.1
	21.4	5.09±0.40	−1.721±0.170	−0.55±0.15	11.26±0.01(0.02)	(+0.710,+0.691,−0.136)	64.9
2304+1640	47.6	4.97±0.65	−1.587±0.186	−0.33±0.31	9.43±0.03(0.06)	(+0.647,+0.502,−0.574)	78.5
	31.7	8.90±0.51	−1.198±0.175	−1.70	9.45±0.01(0.06)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.1
	20.7	3.17±0.17	−1.710±0.153	+0.40	9.44±0.02(0.06)	(+0.707,+0.707,+0.000)	62.3
2307+1947	50.0	4.21±1.50	−2.355±0.516	+0.28±0.18	10.73±0.18(0.03)	(+0.680,+0.704,+0.204)	65.7
	33.2	8.59±4.48	−2.173±0.802	−1.70	10.81±0.01(0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.5
2310+1800	45.2	4.46±1.14	−2.230±0.271	−0.34±0.29	11.15±0.01(0.03)	(+0.714,+0.673,−0.193)	63.2
	28.2	3.10±1.22	−2.072±0.678	+0.40	10.99±0.36(0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	64.4
	26.6	6.98±2.85	−2.032±0.520	−1.70	11.15 (0.03)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.4
2313+1841	70.2	5.03±0.65	−1.777±0.184	−0.43±0.29	10.65±0.02(0.04)	(+0.675,+0.510,−0.534)	72.5
2316+2028	99.8	0.92±0.36	−2.731±0.026	−1.70	10.65 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.002)	39.0
2316+2457	43.0	4.69±0.65	−2.069±0.233	−0.62±0.13	11.63±0.01(0.04)	(+0.703,+0.709,+0.059)	65.1

Tabla 4.9: (cont.) Valores medios y desviaciones típicas de los conjuntos de soluciones correspondientes a las 67 galaxias de la muestra.

Galaxia	Prob. (%)	Edad (Ma)	log b	log (Z/Z$_\odot$)	log (M/M$_\odot$)	PCA1 (u_t,$u_{\log b}$,$u_{\log Z}$)	Varianza (%)
2316+2457	35.5	2.96±0.89	−2.167±0.232	+0.24±0.20	11.63±0.01(0.04)	(+0.679,+0.599,−0.424)	68.9
	21.5	6.60±1.81	−1.907±0.343	−1.70	11.64 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.4
2316+2459	71.6	4.90±1.28	−1.256±0.794	+0.36±0.12	10.37±0.50(0.04)	(+0.616,+0.652,+0.443)	73.4
2319+2234	81.1	1.37±0.37	−2.838±0.030	−1.70	10.85 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	52.0
2321+2149	61.0	4.51±0.57	−1.617±0.219	+0.33±0.15	10.62±0.15(0.04)	(+0.715,+0.488,−0.500)	64.7
	30.6	6.40±0.36	−1.553±0.226	−0.56±0.15	10.65±0.09(0.04)	(+0.733,+0.152,−0.663)	57.7
2324+2448	57.3	6.96±2.30	−1.717±1.105	+0.33±0.16	10.77±0.43(0.04)	(+0.648,+0.692,+0.317)	67.3
	25.0	13.51±2.61	−2.229±0.446	−1.70	11.24 (0.04)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.3
2327+2515N	35.7	5.89±0.99	−1.391±0.209	−1.70	10.25±0.01(0.07)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.1
	33.1	2.28±0.30	−1.602±0.125	+0.40	10.24±0.01(0.07)	(+0.707,+0.707,+0.000)	60.6
	31.2	3.94±0.43	−1.548±0.179	−0.42±0.29	10.22±0.02(0.07)	(+0.741,+0.473,−0.476)	58.6
2327+2515S	81.9	4.25±0.46	−1.253±0.370	0.37±0.11	10.15±0.29(0.06)	(+0.711,+0.494,−0.501)	65.5

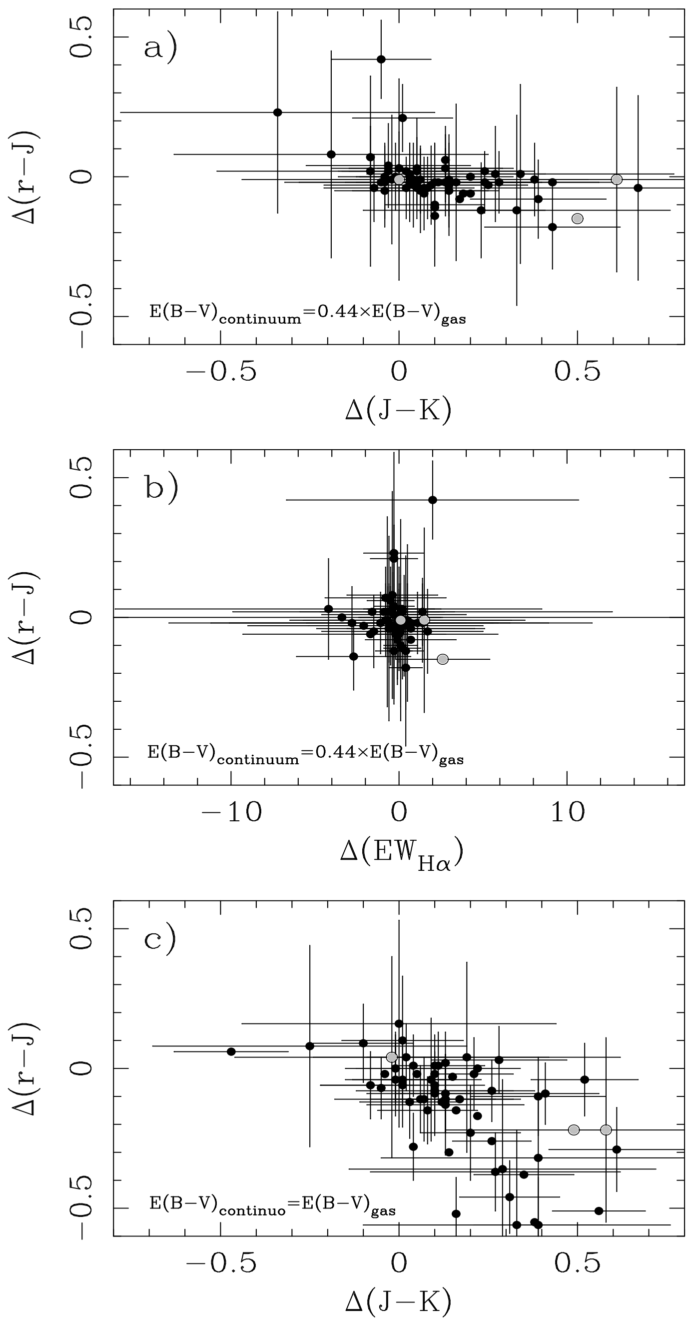
por el número y tamaño de los conjuntos de soluciones estadísticamente significativos, depende básicamente de la posición del objeto en el espacio de observables ($r-J$,$J-K$,2.5×log [EW(Hα)]) y de los errores de los mismos.

Por último, a partir de las orientaciones deducidas para la primera componente (PCA1) del análisis de la componente principal, se dedujo la existencia de una importante degeneración entre edad y fuerza de brote. Esto significa que las propiedades de algunos de los objetos pueden reproducirse con un brote joven de baja fuerza o con un brote más evolucionado pero de mayor fuerza de brote.

4.8 Fuerza de brote y edad de los brotes de formación estelar

En la Tabla 4.9 se muestran las edades y fuerzas de brote medias para los conjuntos de soluciones con probabilidad mayor del 20 por ciento. Los errores indicados en esta tabla representan la desviación típica de las soluciones dentro de cada grupo. Para el caso de la masa estelar, el error relacionado con la incertidumbre en la luminosidad en banda K de la galaxia se indica entre paréntesis. Usando estas distribuciones de probabilidad se obtuvieron los histogramas de edad, fuerza de brote, metalicidad, masa estelar, de toda la muestra y para los subtipos espectroscópicos SB y H II (véase las Figuras 4.10a-d). El número de puntos en el eje de ordenadas de estas figuras corresponde al número de partículas generadas por el método de Monte Carlo con una fuerza de brote, edad, masa y metalicidad dadas dentro del conjunto

Figura 4.9: Diferencias entre los colores $r - J$ y $J - K$ y anchuras equivalentes de Hα medidas y predichas por el mejor modelo. Los colores y EW(Hα) utilizados son los correspondientes a los valores centrales de las distribuciones. Aquellas galaxias con $\mathcal{L}_{\rm max}$<10 se muestran como puntos grises. En los paneles **a** y **b** se usó $E(B-V)_{\rm continuo}$=0.44×$E(B-V)_{\rm gas}$, mientras que en el panel **c** se asumió que el exceso de color del continuo estelar era el mismo que el medido para el gas.



de soluciones más probable. En el caso de la Figura 4.10e se ha representado en el eje de ordenadas un único punto por galaxia, el correspondiente al valor medio del conjunto de soluciones más probable.

Este análisis dió como resultado una fuerza de brote típica de $2{\times}10^{-2}$, con aproximadamente el 90 por ciento de las galaxias con fuerzas de brote entre 10^{-3} y 10^{-1}. Únicamente para siete galaxias de la muestra se derivaron fuerzas de brote mayores que 10^{-1} con una probabilidad mayor del 50 por ciento (UCM0003+2200, UCM0145+2529, UCM1257+2808, UCM1259+3011, UCM1308+2958, UCM1432+2645 y UCM1440+2511).

Aunque las propiedades de las galaxias con formación estelar intensa del Universo Local se reproducen adecuadamente asumiendo una formación estelar instantánea (Alonso-Herrero et al. 1996), algunos de estos objetos podrían haber evolucionado bajo una tasa de formación estelar más constante (ver Glazebrook et al. 1999, Coziol 1996). En este tipo de objetos la aproximación de brote instantaneo podría conducir a la obtención de altos valores para la fuerza de brote.

Los histogramas de fuerza de brote de la Figura 4.10a indican que las galaxias tipo H II presentan mayores fuerzas de brote que las tipo SB. Esta diferencia en fuerza de brote está relacionada probablemente con la diferencia en EW(Hα) señalada en la Secc. 4.2.5. En la Tabla 4.10 se muestran los valores medios correspondientes a cada tipo espectroscópico.

En la Figura 4.10b se muestra la distribución de edad de los brotes. Debido a que la probabilidad de detección en exploraciones prisma-objetivo aumenta con la EW(Hα) (García-Dabó et al. 1999) y puesto que ésta disminuye rápidamente con la edad, es de esperar que el número de objetos disminuya con la edad del brote de formación estelar. Este comportamiento se observa claramente a edades mayores de 4 Ma, tanto para objetos tipo SB como H II. Según este razonamiento, el número de objetos a edades menores debería aumentar o al menos mantenerse constante. Sin embargo, el número de objetos con edades menores que 4 Ma es muy pequeño. Una razón para esta posible disminución es que las anchuras equivalentes esperadas para dichas edades son mucho mayores que las observadas debido, por ejemplo, a la pérdida de una importante fracción de fotones ionizantes (véase la Secc. 3.3.2). En la Figura 4.10b (*línea punteada*) se muestran los resultados para el caso de una fracción del 25 por ciento de fotones Lyman que escapan o son absorbidos por polvo antes de ionizar el hidrógeno neutro circundante. Aunque el número de galaxias con

Figura 4.10: Histogramas de frecuencia de las propiedades derivadas; **a)** Fuerza de brote, **b)** edad, **c)** masa estelar, **d)** metalicidad y **e)** tasa de formación estelar específica. En los paneles superiores se muestran los histogramas para la muestra completa (*histogramas huecos*) y para el tipo SB (*histogramas grises rellenos*) y en los inferiores los histogramas para los objetos de tipo H II (*histogramas negros rellenos*).

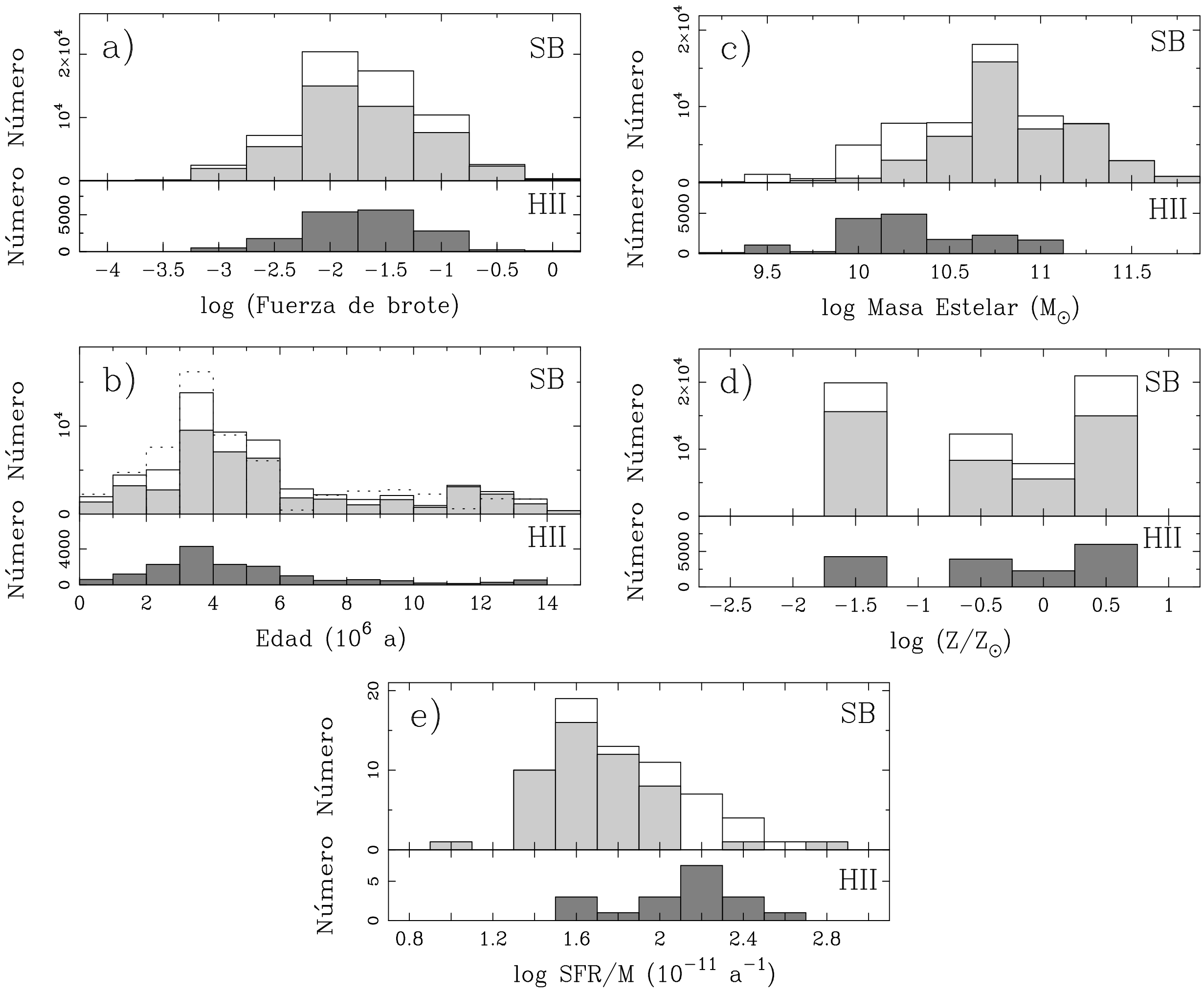


Figura 4.11: Histograma de frecuencia de la relación masa-luminosidad obtenida. En el panel superior se muestra el histograma para la muestra completa (*histograma hueco*) y para el tipo SB (*histograma gris relleno*) y en el inferior el histograma para los objetos de tipo H II (*histograma negro relleno*).

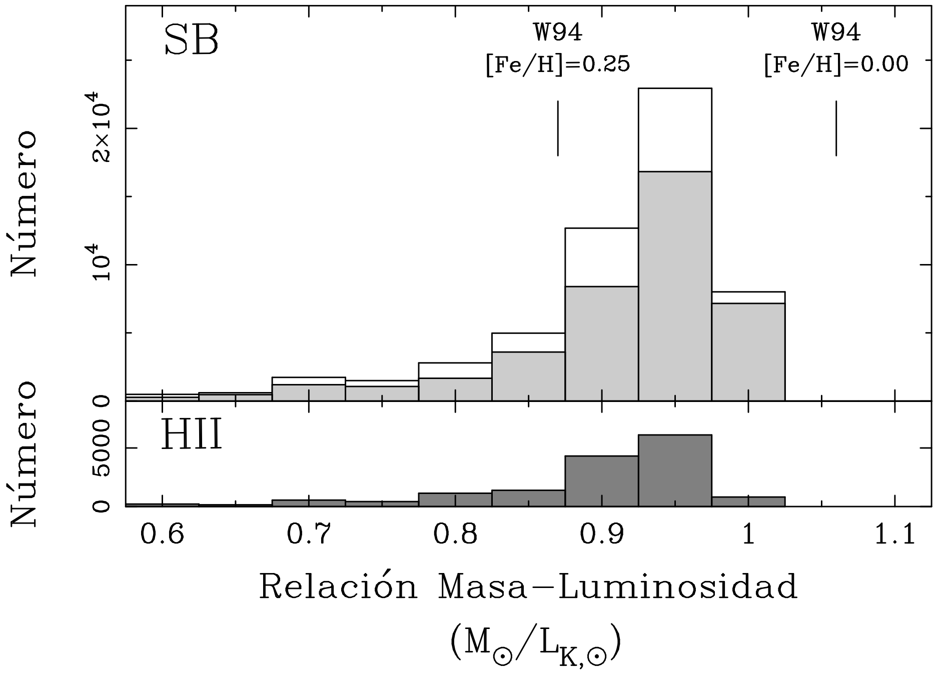


Tabla 4.10: Propiedades medias y desviación típica de la media para la muestra completa y los diferentes tipos espectroscópicos. El término *enanas* engloba a los tipos espectroscópicos DH IIH y BCD.

CON $E(B-V)_{\rm continuo}$=$0.44\times E(B-V)_{\rm gas}$

	n	$\overline{t}$ (Ma)	σ	$\overline{\log b}$	σ	$\overline{\log Z}$ ($Z_\odot$)	σ	$\overline{\log M}$ ($M_\odot$)	σ
Total	67	5.5	0.4	−1.72	0.07	−0.5	0.1	10.69	0.06
SBN	41	5.8	0.5	−1.69	0.10	−0.5	0.1	10.90	0.06
DANS	8	5.7	1.6	−1.91	0.23	−0.8	0.3	10.57	0.06
H IIH	13	4.1	0.6	−1.72	0.15	−0.3	0.2	10.42	0.10
Enanas	5	6.6	1.7	−1.62	0.20	−0.7	0.4	9.93	0.15
SB	49	5.8	0.5	−1.73	0.09	−0.6	0.1	10.85	0.05
H II	18	4.7	0.7	−1.69	0.10	−0.4	0.2	10.29	0.10

CON $E(B-V)_{\rm continuo} = E(B-V)_{\rm gas}$

	n	$\overline{t}$ (Ma)	σ	$\overline{\log b}$	σ	$\overline{\log Z}$ ($Z_\odot$)	σ	$\overline{\log M}$ ($M_\odot$)	σ
Total	67	11.5	0.6	−0.77	0.07	−1.2	0.1	10.64	0.05
SB	49	12.5	0.6	−0.69	0.08	−1.4	0.1	10.77	0.05
H II	18	8.3	1.0	−1.01	0.11	−0.7	0.2	10.26	0.11

edades menores de 4 Ma aumenta bajo esta suposición, sigue siendo mucho menor de lo esperado.

Otra posible explicación es que, aún asumiendo formación estelar instántanea, la formación estelar en estos objetos se pudiera haber prolongado durante entre 2 y 5 Ma, lo que explicaría que no se derivaran edades menores que estas para los brotes. Finalmente, Bernasconi y Maeder (1996) sugirieron que durante los 2 ó 3 Ma iniciales de evolución de un brote de formación estelar, las estrellas más masivas (>40 $M_\odot$) podrían permanecer aún en sumergidas en la nube molecular. Por tanto, durante este tiempo, dichas estrellas no contribuirían al continuo Lyman del brote, con lo que la luminosidad Hα sería menor de la esperada.

4.9 Masa estelar

A fin de determinar la masa estelar total de estas galaxias se asumió que la relación masa-luminosidad derivada a partir de los colores medidos a tres escalas del disco en representativa de las propiedades integradas de las galaxias. Así, usando esta relación masa-luminosidad (véase la Figura 4.11) y la magnitud absoluta medida en banda K derivamos la masa estelar total para todos los objetos de la muestra (columna 6 de la Tabla 4.9).

Inicialmente, la masa estelar deducida depende de cuatro factores: la magnitud absoluta en banda K de la galaxia, la fuerza de brote, y la relación masa-luminosidad del brote y de la galaxia subyacente. Puesto que las fuerzas de brote obtenidas son muy bajas (b $\sim$$10^{-2}$), la relación masa-luminosidad total esta dominada por la componente subyacente evolucionada. De hecho, el cociente entre la luminosidad en banda K de la población vieja y joven para esta fuerza de brote es de $\sim$20 para t=4 Ma y 4 para t=8 Ma y 7 para t=15 Ma (en el caso de Z=$Z_\odot$). En la Figura 4.11 se observa que los valores para la relación masa-luminosidad se distribuyen en un rango muy estrecho. Así, aunque las distribuciones correspondientes para tipos SB y H II son estadísticamente independientes con una probabilidad del 95.3 por ciento, la diferencia entre los valores medios de las mismas es mínima. Estos valores medios son, respectivamente para los tipos SB y H II, 0.93 y 0.91 $M_\odot/L_{K,\odot}$, y 0.93 $M_\odot/L_{K,\odot}$ para la muestra total.

Por consiguiente, la masa estelar total de estos objetos dependerá básicamente de su magnitud absoluta en banda K, por lo que podemos concluir que la luminosidad en banda K es un muy buen estimador de la masa estelar tanto para poblaciones simples evolucionadas de galaxias de primeros tipos como para galaxias con formación estelar del Universo Local. Estos resultados no pueden ser extrapolados a objetos a alto desplazamiento al rojo ni a objetos de nuestro Universo Local con formación estelar extrema, del tipo de las galaxias BCD I Zw 18 y II Zw 40, ya que en estos objetos las fuerzas de brote esperadas son posiblemente mayores del 10 por ciento.

La distribución de masas estelares se muestra en la Figura 4.10c. Este histograma de frecuencias indica que el prototipo de galaxia con intensa formación estelar del Universo Local tendría una masa estelar de $5\times10^{10}\,\mathrm{M}_{\odot}$. Este valor es ligeramente inferior al valor esperado para una galaxia L* local. Asumiendo $\mathrm{M}_K^*=-25.1$ (para $H_0=50\,\mathrm{km\,s^{-1}\,Mpc^{-1}}$; Mobasher, Sharples y Ellis 1993) y una relación masa-luminosidad de $1\,\mathrm{M}_{\odot}/\mathrm{L}_{K,\odot}$ en banda K (Héraudeau y Simien 1997), la masa estelar total inferida para una galaxia L* sería aproximadamente $2\times10^{11}\,\mathrm{M}_{\odot}$. Por lo tanto, las galaxias con intensa formación estelar del Universo Local son un factor 4 menos masivas (en masa estelar) que una galaxia L*.

En la Figura 4.10c se pone de manifiesto la clara diferencia existente entre las distribuciones de masa estelar de las galaxias tipo SB y H II. Los centros de estas distribuciones están situados, respectivamente, en 7×10^{10} y $2\times10^{10}\mathrm{M}_{\odot}$. El test Kolmogorov-Smirnov aplicado sobre las distribuciones de edad, fuerza de brote y masa estelar para las galaxias tipo SB y H II indica que estas poblaciones provienen de distribuciones aleatorias independientes con probabilidades del 98.8, 77.1 y 99.9 por ciento, respectivamente. Esta diferencia es aún más evidente cuando se comparan los tipos espectroscópicos DH IIH y BCD (denominadas *enanas* en la Tabla 4.10) con las galaxias tipo SBN.

Finalmente, en la Tabla 4.10 se presentan las propiedades medias obtenidas considerando $E(B-V)_{\mathrm{continuo}}=E(B-V)_{\mathrm{gas}}$. En este caso, aunque se derivan edades y fuerzas de brote muy diferentes, las masas estelares son muy similares a las obtenidas asumiendo un factor de 0.44 entre ambas extinciones (Calzetti et al. 1997a). Esto es debido a que las masas estelares calculadas dependen principalmente de la magnitud absoluta en banda K, que se encuentra muy poco afectada por extinción.

Es importante tener en cuenta que este análisis se ha basado en ciertas suposiciones que en algunos casos pueden introducir errores sistemáticos en los valores de edad, fuerza de brote y masa estelar determinados. Estas suposiciones incluyen

(1) una relación entre la extinción del gas y del continuo, (2) la suposición de que los colores y relación masa-luminosidad de la población subyacente son iguales en todos los casos y de valor los medidos en galaxias espirales cercanas y, (3) que la formación estelar reciente ha tenido lugar de forma instantánea. Quizas de estas tres suposiciones la que más importancia tiene a la hora de determinar de la masa estelar es la segunda, pues es la relación masa-luminosidad de la población subyacente la que, junto con la magnitud absoluta en banda K, determina efectivamente la masa estelar total. Así, por ejemplo, si, como se espera, los colores de la población subyacente de las galaxias DH IIH y BCD fueran más azules y la relación masa-luminosidad menor que las medidas en galaxias espirales cercanas, las masas estelares de estos objetos deberían ser significativamente menores que las obtenidas. En el caso de la fuerza de brote la incertidumbre en la corrección por extinción es quizás la que tiene mayor importancia, aunque, como se mostró en la Secc. 4.7, la corrección aplicada da lugar a un muy buen acuerdo entre las observaciones y las predicciones de los modelos. Finalmente, en el caso de la edad, se une a este factor la suposición de formación estelar instantánea.

4.10 Tasa de formación estelar total y específica

Puesto que la historia de la formación estelar más reciente en estas galaxias viene descrita por breves e intensos eventos de formación estelar en vez de mediante una formación estelar continua, la tasa de formación estelar es una magnitud carente de significado en estos objetos: la formación estelar más reciente probablemente ha finalizado en la mayor parte de estos objetos y la SFR presente debe ser prácticamente nula. Sin embargo, estas galaxias tienen luminosidades Hα importantes y es comúnmente aceptado que la luminosidad Hα es una buena medida de la SFR actual. En la tesis de A. Alonso-Herrero (1995) se definió la tasa de formación estelar *efectiva* de una galaxia como la masa total en estrellas formadas en el suceso formación estelar más reciente dividido por el tiempo en que dicha galaxia sería detectable por su emisión Hα. Esta SFR *efectiva* coincidiría con la SFR real en el caso de objetos con tasa de formación estelar continua.

En nuestro caso empleamos una IMF tipo Scalo (1986) frente a una IMF de tipo Salpeter (1955) en el trabajo desarrollado por Alonso-Herrero et al. (1996). Por tanto, el número de fotones ionizantes y por consiguiente la luminosidad Hα esperada para una determinada SFR *efectiva* serán significativamente diferentes. Así, para el

Tabla 4.11: Valores medios del cociente $L_{\mathrm{H}\alpha}$/SFR para diferentes metalicidades.

Metalicidad	$\log(L_{\mathrm{H}\alpha}/\mathrm{SFR})$		
Z	Media	Mediana	Desv. estándar
1/50 $Z_\odot$	40.19	40.09	0.58
1/5 $Z_\odot$	40.38	40.35	0.36
2/5 $Z_\odot$	40.31	40.27	0.29
$Z_\odot$	40.24	40.29	0.31
2 $Z_\odot$	40.19	40.21	0.34
Toda Z	40.23	40.23	0.44

caso de metalicidad solar y edades inferiores a 16 Ma, la diferencia media entre el número de fotones ionizantes predichos por ambos modelos es de 0.94 dex, siendo mayor en el caso de los modelos con IMF tipo Salpeter (1955).

No es estraño, por tanto, que la relación entre la $L_{\mathrm{H}\alpha}$ y la SFR sea distinta a la obtenida por Alonso-Herrero et al. (1996). Además, en este último trabajo se asumió una distribución de galaxias con metalicidad solar y fuerza de brote y edades aleatorias, mientras que en nuestro caso empleamos la distribución en edad, fuerza de brote y metalicidad obtenida en la Secc. 4.7. La determinación de esta relación es de vital importancia para el estudio de la historia de la SFR, puesto que la luminosidad Hα ha sido ampliamente utilizada en el pasado como indicador de la tasa de formación de estrellas (véase Gallego 1999).

Por tanto, a partir de la distribución de edades, fuerzas de brote y metalicidades obtenidas se obtuvo la correspondiente distribución en SFR. Estas SFR se calcularon como el cociente entre el número de estrellas formadas en el brote, i.e. $b\times$M, y la edad máxima para la cual la galaxia sería detectada dentro de la exploración UCM. Con este fin se calculó el tiempo que debería transcurrir desde la formación del brote hasta que la anchura equivalente en Hα integrada fuera de 20 Å. Este valor es precisamente el límite de detección de la exploración UCM en EW(Hα) (Gallego et al. 1996). Los resultados obtenidos para el cociente $L_{\mathrm{H}\alpha}$/SFR se muestran en la Figura 4.12 para diferentes metalicidades y para la muestra de galaxias completa. Los valores medios, desviaciones estándar y medianas se dan en la Tabla 4.11.

Debido a que el valor medio de este cociente es muy similar para diferentes metalicidades, se adoptó el valor medio de la distribución completa a la hora de determinar la SFR *efectiva* de las galaxias de la muestra. La diferencia entre este valor y el usado por Alonso-Herrero et al. (1996) es de $\sim$1 dex, muy próxima a la diferencia media entre el número de fotones ionizantes predicho por los modelos de BC93 (con IMF tipo Salpeter) y los de BC96 (con IMF tipo Scalo).

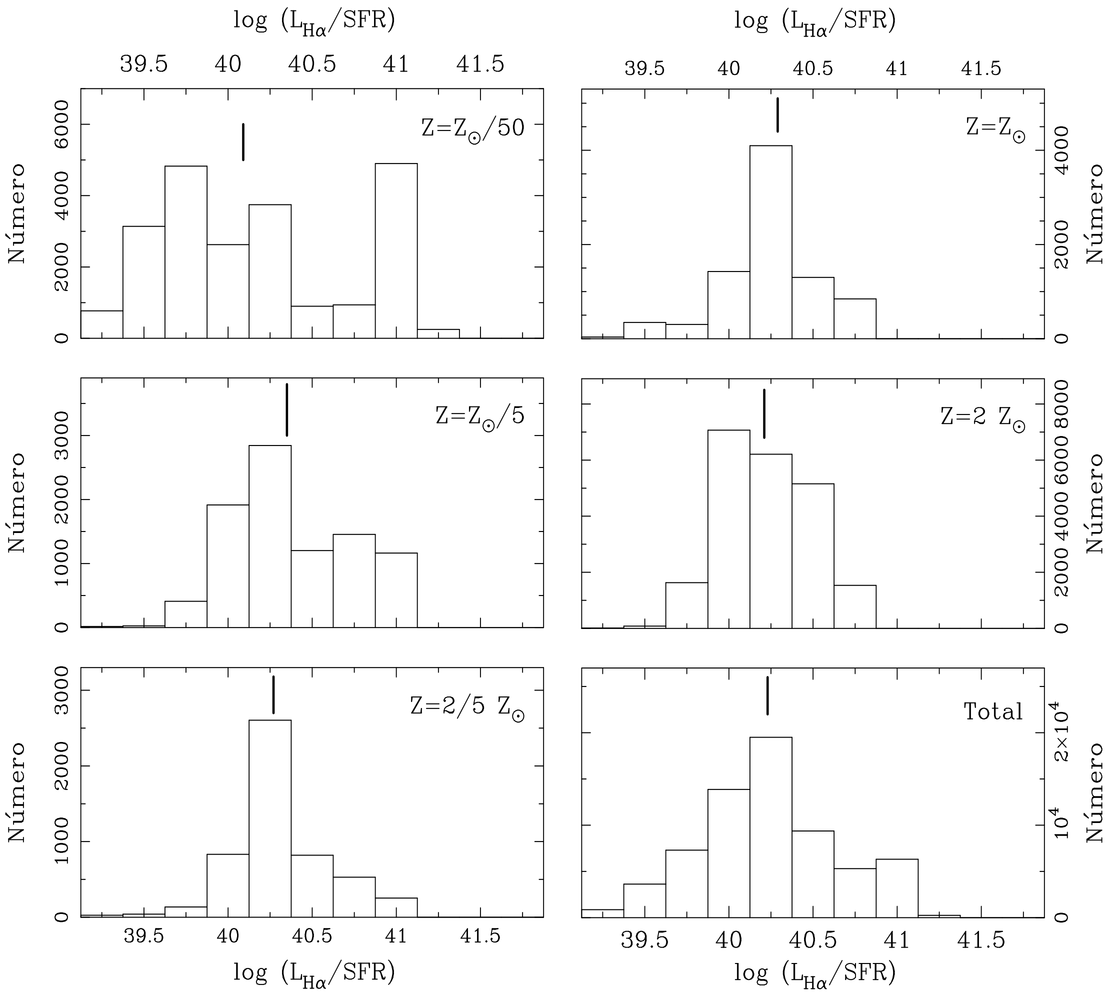
Por tanto, la tasa de formación estelar *efectiva* se pudo obtener a partir de la luminosidad Hα de las galaxias de la muestra aplicando la relación

$$\mathrm{SFR}\ (\mathrm{M}_{\odot}\ \mathrm{a}^{-1}) = \frac{L_{\mathrm{H}\alpha}\ (\mathrm{erg\,s}^{-1})}{1.7 \times 10^{40}} \tag{4.11}$$

Esta expresión asume implícitamente que todos los fotones emitidos en el brote son absorbidos por el gas circundante. Si, por el contrario, como se sugiere en la Secc. 4.8, puede existir al menos una fracción de un 25 por ciento de estos fotones que escapan o son previamente absorbidos por polvo, las SFR calculadas deberían ser 0.1 dex mayores.

A continuación calculamos la tasa de formación estelar *específica* (SFR por unidad de masa) tal y como la definieron Guzmán et al. (1997), a partir de la tasa de formación estelar *efectiva* y las masas estelares (véase la Secc. 4.9) correspondientes al conjunto de soluciones de mayor probabilidad de las indicadas en la Tabla 4.9 (véase la Figura 4.10e). El diagrama SFR *específica* vs. masa estelar se muestra en la Figura 4.13 (véase Guzmán et al. 1997). En el panel **a** de esta figura se muestran las masas estelares y tasas de formación estelar *específicas* para tres muestras de referencia. Se incluyeron los resultados para la muestra de Kennicutt (1983), tomando las luminosidades Hα y en banda B dadas por este autor y las relaciones masa-luminosidad de Faber y Gallagher (1979). Se incluyó además la muestra de galaxias de Telles (1995), convirtiendo previamente su masa virial a masa estelar utilizando una corrección de 0.7 dex (Gallego et al. 2000, en preparación; véase también la Secc. 4.11). Así mismo, se utilizaron las masas y SFR *específicas* para una muestra de *starburst* cercanos de Calzetti (1997b). En este caso las masas estelares se estimaron como la masa dinámica total (obtenida de la anchura de la línea de 21 cm) menos el contenido en hidrógeno neutro. Los valores de la SFR de esta muestra se obtuvieron a partir de las luminosidades Brγ proporcionadas por Calzetti (1997b) asumiendo $L_{\mathrm{H}\alpha}$=102.8$\times L_{\mathrm{Br}\gamma}$ (Osterbrock 1989, para $\mathrm{T_e}=10^4$ K y $\mathrm{n_e}=10^2\ \mathrm{cm}^{-3}$). Finalmente, se incluyó la galaxia enana irregular GR8 (Reaves 1956). En este caso, la luminosidad Hα se obtuvo a partir de la luminosidad Hβ dada por Gallagher, Hunter y Bushouse (1989), asumiendo $L_{\mathrm{H}\alpha}/L_{\mathrm{H}\beta}$=2.86, y la masa estelar,

Figura 4.12: Histogramas de frecuencia del $\log(L_{\mathrm{H}\alpha}/\mathrm{SFR})$ para diferentes metalicidades y para la distribución completa. Las marcas verticales indican la posición de la mediana de cada una de las distribuciones.



$3.2\times10^6\,\mathrm{M}_\odot$, del trabajo de Carignan, Beaulieu y Freeman (1990). Los límites en la función de luminosidad determinada por Gallego (1995), $10^{40.4}$-$10^{42.8}\,\mathrm{erg\,s^{-1}}$, se muestran en las Figuras 4.13a y 4.13b como dos líneas continuas transversales.

La Figura 4.13 pone que manifiesto que las galaxias de la exploración UCM claramente representan un puente de unión entre las galaxias espirales normales (*relajadas*) y las galaxias H II de Telles (1995), es decir, existe una secuencia en tasa de formación estelar *específica*: Sp→tipo-SB→tipo-H II→galaxias H II. Así, algunas de las galaxias del trabajo de Telles (1995) muestran propiedades muy similares a aquellas de las galaxias UCM tipo H II menos masivas, es decir, DH IIH y BCD. Las galaxias SBN, por su parte, parecen ser galaxias espirales normales con una tasa de formación estelar algo mayor que las galaxias relajadas de la muestra de Kennicutt (1983). El aumento medido en la tasa de formación estelar de estos objetos respecto a las galaxias espirales normales está en torno a un factor tres y es debido, en principio, a la presencia de un brote de formación estelar nuclear (Pérez-González et al. 2000b).

El rango en SFR *específica* cubierto por las galaxias de nuestra muestra es $(10\text{-}10^3)\times10^{-11}$ años^{-1}, desde la galaxias espirales relajadas hasta las más extremas galaxias H II. Este rango no es muy diferente al obtenido por Guzmán et al. (1997) para una muestra de galaxias compactas de intermedio y alto desplazamiento al rojo del HDF. La región de alta SFR *específica* no se encuentra bien cubierta por las galaxias de nuestra muestra debido a la escasez de galaxias de baja luminosidad, principalmente galaxias de tipos DH IIH y BCD, respecto a la muestra UCM completa.

4.11 Masa estelar vs. masa virial

Tal y como se mostró en la Secc. 4.9 la luminosidad en banda K es un buen estimador de la masa estelar es este tipo de galaxias. Sin embargo, para objetos a alto desplazamiento al rojo, que pueden presentar elevadas fuerzas de brote (Guzmán et al. 2000), el efecto de la luminosidad de las poblaciones jóvenes puede llevar a la sobre-estimación de las masas estelares obtenidas a partir de la luminosidad en banda K. Así, en gran número de estudios sobre estos objetos a alto desplazamiento al rojo se han empleado otros estimadores de masa, principalmente la medida de la anchura de las líneas de emisión del gas ([O II]λ3727,Hβ,[O III]λ5007,Hα). Sin

Figura 4.13: Masa estelar (expresada en $M_\odot$) frente a SFR *específica* (en 10^{-11} a^{-1}). **a)** Las masas obtenidas por Telles (1995) han sido corregidas asumiendo un factor de 0.7 dex entre la masa virial y la masa estelar (*aspas*)). Los puntos correspondientes a la muestra de *starburst* cercanos de Calzetti (1997b) se han representado mediante *cuadrados curvos*. Los datos correspondientes a las galaxias espirales cercanas (*triángulos*) han sido tomados de Kennicutt (1983; véase la leyenda). Las líneas continuas dibujadas indican los límites de la función de luminosidad en Hα obtenida por Gallego et al. (1995b).

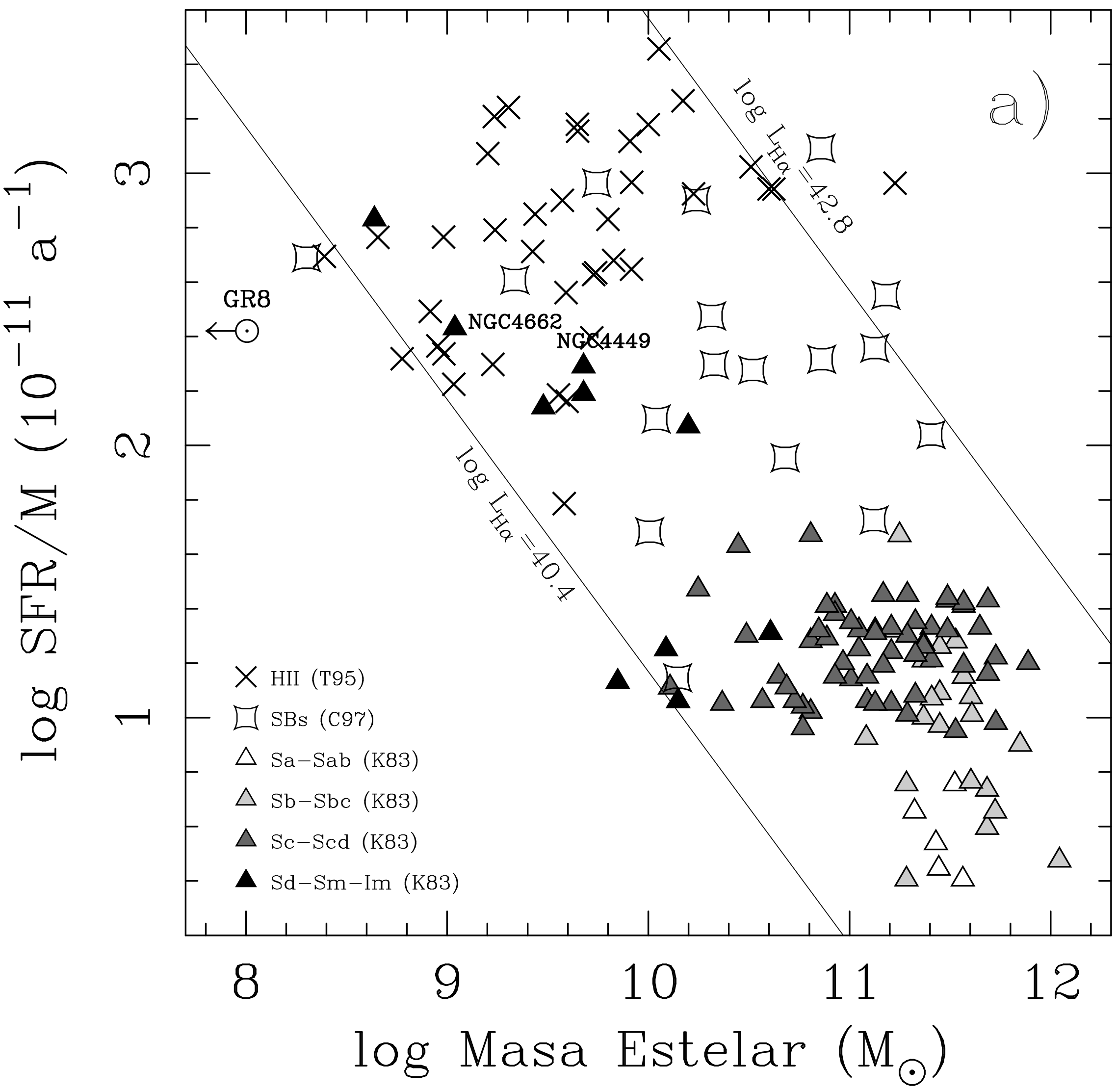


Figura 4.13: (cont.) Masa estelar (expresada en $M_\odot$) frente a SFR *específica* (en 10^{-11} a^{-1}). **b)** Se representan en este panel los resultados correspondientes a las galaxias UCM de tipos SBN, DANS, H II, DH IIH y BCD. Las líneas continuas dibujadas indican los límites de la función de luminosidad en Hα obtenida por Gallego et al. (1995b).

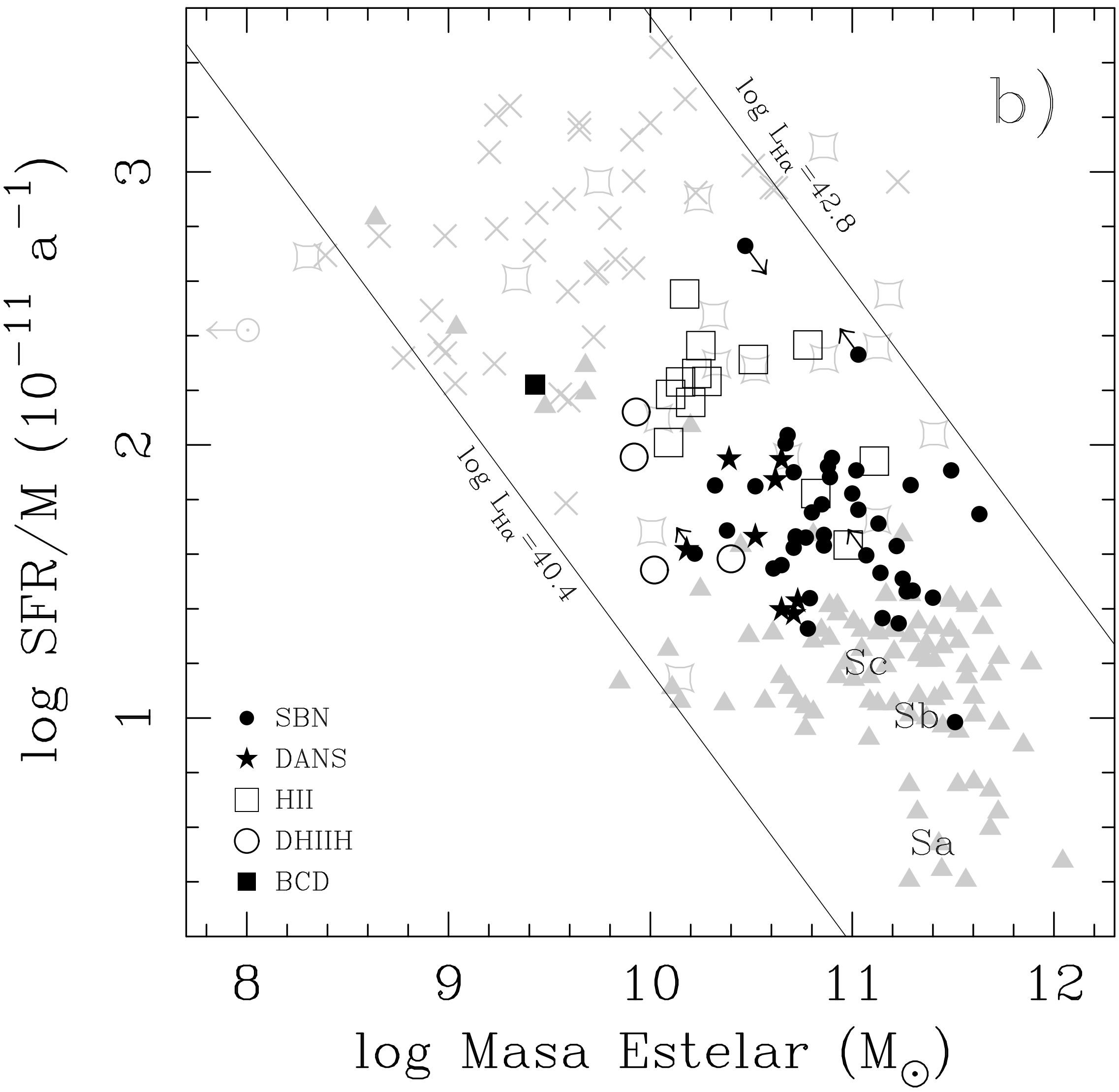
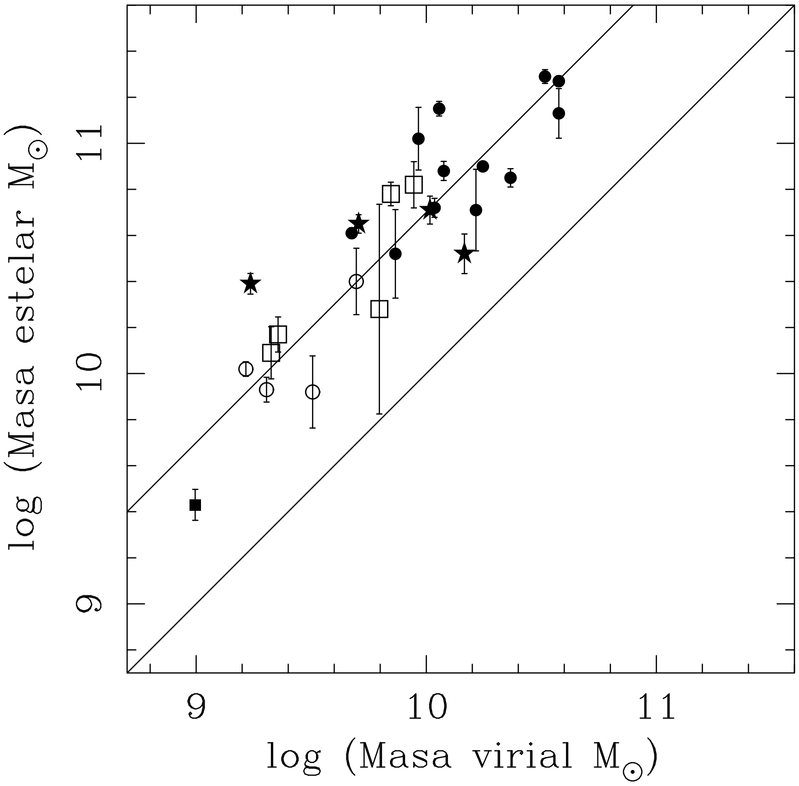


Figura 4.14: Comparación entre masa estelar y masa virial. La diagonal representa la posición $M_{\rm virial}$=$M_{\rm estelar}$. Se ha dibujado también el mejor ajuste a la recta $\log M_{\rm masa\ estelar}$=$\log M_{\rm masa\ virial}$+cte. El código de símbolos es el mismo que el utilizado en la Figura 4.13b.



embargo, esta masa virial únicamente traza la componente de masa contenida dentro de la región con líneas de emisión. Este supone un inconveniente especialmente importante en objetos con formación estelar nuclear (tipo SBN).

Es de gran importancia, por tanto, calibrar una relación entre la masa virial medida a partir de las líneas de emisión y la masa estelar total de las galaxias. Así, Guzmán et al. (1997) estimaron que la relación entre la masa virial y la masa total para una muestra de 12 galaxias extraídas del trabajo de Hunter y Gallagher (1986) era

$$\frac{M_{\rm total}}{M_{\rm virial}} = 1.3 \pm 0.1. \tag{4.12}$$

En nuestro caso, se llevó a cabo la comparación entre la masa estelar medida en la Secc. 4.9 con la masa virial estimada por Gallego et al. (2000). Hasta la fecha de realización de este trabajo se disponía de datos sobre la masa virial para 26 de las galaxias de nuestra muestra, medida a partir de la anchura de la línea Hα integrada. Los espectros a partir de los cuales se obtuvieron estas medidas se tomaron con el espectrógrafo IDS usando la red de 1200 líneas por mm (R1200Y) y la cámara de 500 mm entre Enero de 1998 y Agosto de 1999. Una vez medida la dispersión de velocidades del gas, $\sigma_{\rm gas}$, a partir de la anchura de la línea Hα corregida de ensanchamiento instrumental, se aplicó la siguiente expresión (véase Guzmán et al. 1996),

$$M_{\rm virial}({\rm M}_{\odot}) = 1.184 \times 10^6 \; r_{\rm e}({\rm kpc}) \; \sigma^2({\rm km/s})^2 \tag{4.13}$$

donde $r_{\rm e}$ es el radio efectivo de la galaxia medida en la banda r de Gunn (Vitores et al. 1996a, 1996b). Por su parte, las masas estelares empleadas para esta comparación son las mostradas en en la Tabla 4.9 para el conjunto de soluciones de mayor probabilidad.

En la Figura 4.14 se muestra el resultado de esta comparación. En esta figura se aprecia que existe un desplazamiento sistemático entre los valores de ambas masas. Así, se observa que la masa virial subestima la masa estelar total de las galaxias aproximadamente en un factor cinco. La expresión para el mejor ajuste de la masa estelar frente a la masa virial es la siguiente

$$\log {\rm M}_{\rm estelar} = (0.81 \pm 0.12) \times \log {\rm M}_{\rm virial} + (2.7 \pm 1.2) \tag{4.14}$$

Si realizamos el anterior ajuste para el caso de pendiente 1 el resultado es

$$\log {\rm M}_{\rm estelar} = \log {\rm M}_{\rm virial} + (0.73 \pm 0.24). \tag{4.15}$$

La diferencia obtenida es mucho mayor que la deducida por Guzmán et al. (1997) al comparar las masas viriales y totales de 12 galaxias cercanas de la muestra de Hunter y Gallagher (1986). Esta diferencia puede radicar en la distinta naturaleza de estos objetos y los de nuestra muestra. En particular, la emisión del gas en las galaxias UCM es de esperar que esté situada en las regiones centrales de las galaxias en la mayor parte de los casos con lo que la masa virial ha de ser menos representativa de la masa total que en objetos con formación estelar en el disco.

Es importante tener en cuenta también que la masa virial empleada se obtuvo a partir de la anchura de las líneas de emisión del gas ionizado. Esta masa es, en principio, peor estimador de la masa total que la masa virial deducida a partir la anchura de la línea de 21 cm ya sea al 20 ó al 50 por ciento de su intensidad máxima (véase, por ejemplo, Thuan y Martin 1981).

4.12 Masa estelar vs. masa de Hidrógeno neutro

Finalmente, se comparó el contenido en masa estelar derivado en la Secc. 4.9 con la masa en hidrógeno neutro tomada de la literatura para 21 de las galaxias de la muestra. En la Tabla 4.12 se proporciona el contenido en hidrógeno neutro de estos objetos. Estas masas de hidrógeno neutro se estimaron a partir de los flujos en la línea de 21 cm disponibles a través del catálogo NED[2] (del inglés *Nasa Extragalactic Database*). En esta tabla se muestra también el contenido en hidrógeno molecular, en contenido total en gas ($\mathrm{M_{HI}}$+$\mathrm{M_{He}}$+$\mathrm{M_{H_2}}$) y la masa total de las galaxias. La masa total se estimó como la suma de la masa de gas y la masa estelar. La masa en hidrógeno molecular se obtuvo asumiendo una relación $\mathrm{M_{H_2}/M_{HI}}$ dependiente con el tipo morfológico de la galaxia. Así, para galaxias de tipos Sa, Sb, Sc, se adoptaron cocientes respectivos de 1.0, 1.0 y 0.5 (Young y Knezek 1989). Por su parte, la masa en helio se estimó como $\mathrm{M_{He}}\simeq 0.34\times\mathrm{M_{HI}}$. Finalmente, se muestra también en esta tabla el valor de la fracción de gas para cada galaxia, f, que se definió como el cociente entre la masa de gas ($\mathrm{M_{HI}}$+$\mathrm{M_{He}}$+$\mathrm{M_{H_2}}$) y la masa estelar total.

En la Figura 4.15a se muestra el resultado de la comparación entre la masa en hidrógeno neutro y la masa estelar. En esta figura se representan con *círculos rellenos* los puntos correspondientes a galaxias de tipo espectroscópico SBN y DANS y con *estrellas* las galaxias de tipo H iiH. Para ninguna de las galaxias DH iiH o BCD de nuestra muestra se encontraron datos en la bibliografía referentes a su contenido en hidrógeno neutro. Como se puede apreciar, en esta figura no existe ninguna correlación significativa. Por otro lado, en la Figura 4.15b se ha representado la fracción de gas, $\mathrm{f_{gas,*}}\equiv\mathrm{f}$, frente al logarítmo de la fuerza de brote. La fuerza de brote representada corresponde al valor medio del conjunto de soluciones de mayor probabilidad dado en la Tabla 4.9. El código de símbolos utilizado es equivalente al empleado en la Figura 4.13b. En esta última figura se han eliminado los objetos (UCM2316+2459 y UCM2324+2448), debido a que sus masas estelares poseían incertidumbres muy elevadas. Se representan así mismo las líneas correspondientas a diferentes eficiencias en la conversión de gas en estrellas entre el 1 y el 50 por ciento (ϵ=0.01-0.50). Teniendo en cuenta las siguientes definiciones

$$\mathrm{f} = \frac{\mathrm{M_{gas\ presente}}}{\mathrm{M_{estelar\ total}}} \tag{4.16}$$

$$b = \frac{\mathrm{M_{estelar\ brote}}}{\mathrm{M_{estelar\ total}}} \tag{4.17}$$

[2] http://nedwww.ipac.caltech.edu

Tabla 4.12: Masa de hidrógeno neutro, estelar, de gas ($M_{HI+He+H_2}$) de aquellas galaxias con datos de la línea de 21 cm disponibles en la literatura. Los flujos en 21 cm se obtuvieron del catálogo NED (del inglés *Nasa Extragalactic Database*). También se indican las fracciones de gas, fuerzas de brote, tipos morfológico y espectroscópico de cada una de las galaxias.

UCM	M_{HI} ($M_\odot$)	$M_{estelar}$ ($M_\odot$)	M_{gas} ($M_\odot$)	f	log b	Tipo (1)	Tipo (2)
0014+1748	9.62	11.00±0.02	9.99	0.10±0.01	-2.02±0.19	Sb	SBN
0017+1942	10.47	10.51±0.04	10.74	1.69±0.14	-1.61±0.19	Sc	H IIH
0022+2049	9.96	10.98±0.02	10.33	0.23±0.01	-2.21±0.15	Sb	H IIH
0145+2519	>10.66±0.14	11.30±0.04	10.93	0.42±0.15	-0.98±0.11	Sc	SBN
1256+2823	<10.01	10.88±0.04	10.37	0.31±0.03	-1.70±0.10	Sb	SBN
1257+2808	<9.47	10.22±0.11	9.84	0.42±0.11	-0.41±0.15	Sa	SBN
1259+2755	<9.69	10.71±0.18	10.06	0.22±0.09	-1.23±0.14	Sa	SBN
1304+2818	>9.31±0.15	10.68±0.04	9.58	0.08±0.03	-1.99±0.14	Sc	SBN
1306+2938	>9.33±0.14	10.67±0.04	9.69	0.11±0.03	-1.75±0.10	Sb	SBN
1307+2910	>10.27	11.25±0.13	10.64	0.24±0.07	-0.88±0.32	Sb	SBN
1308+2950	9.92±0.01	11.40±0.04	10.29	0.08±0.01	-1.56±0.13	Sb	SBN
1308+2958	9.95	10.47±0.13	10.22	0.56±0.16	-0.74±0.15	Sc	SBN
1428+2727	>9.98±0.09	10.17±0.08	10.24	1.18±0.31	-1.40±0.14	Sc	H IIH
2238+2308	>9.93±0.08	11.22±0.03	10.30	0.12±0.02	-1.59±0.11	Sa	SBN
2250+2427	>10.09±0.13	11.49±0.02	10.46	0.09±0.03	-2.06±0.13	Sa	SBN
2258+1920	9.27	10.65±0.02	9.53	0.08±0.00	-2.69±0.10	Sc	DANS
2302+2053E	10.77	11.23±0.06	11.14	0.81±0.12	-1.35±0.12	Sb	SBN
2303+1856	9.52	11.27±0.02	9.89	0.04±0.00	-1.86±0.16	Sa	SBN
2316+2457	>9.32±0.14	11.63±0.04	9.69	0.01±0.00	-2.07±0.23	Sa	SBN
2316+2459	>10.04±0.07	10.37±0.50	10.31	0.87±1.01	-1.26±0.79	Sc	SBN
2324+2448	>10.59±0.09	10.77±0.43	10.85	1.21±1.23	-1.72±1.11	Sc	SBN

(1) Clasificación morfológica tomada de Vitores et al. (1996a).

(2) Clasificación espectroscópica tomada de Gallego et al. (1996).

$$\epsilon = \frac{\mathrm{M}_{\mathrm{estelar\ brote}}}{\mathrm{M}_{\mathrm{gas\ pasada}}} \tag{4.18}$$

$$\mathrm{M}_{\mathrm{gas\ pasada}} \simeq \mathrm{M}_{\mathrm{gas\ presente}} + \mathrm{M}_{\mathrm{estelar\ brote}} \tag{4.19}$$

la relación entre la fracción de gas, f; la fuerza de brote, b; y la eficiencia, ϵ, se puede escribir

$$\mathrm{f} = b\left(\frac{1}{\epsilon} - 1\right). \tag{4.20}$$

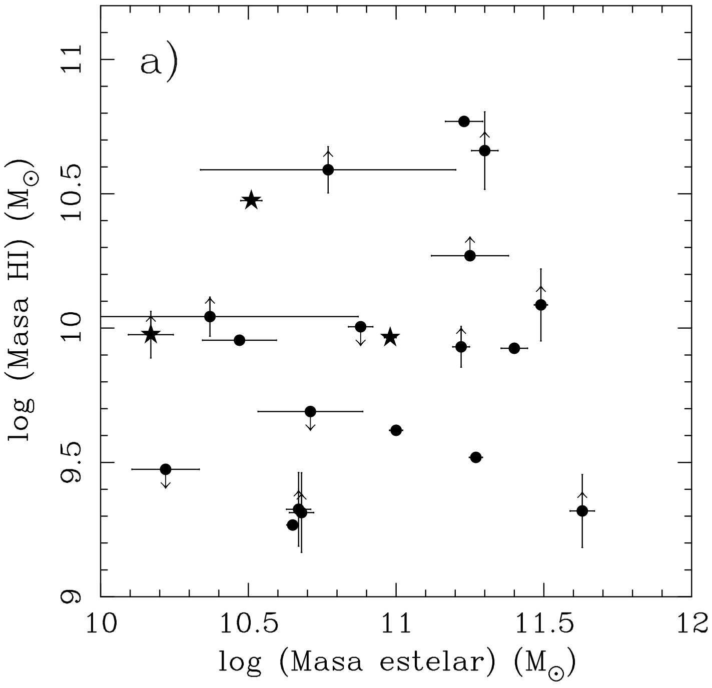
La Figura 4.15b sugiere que la eficiencia de conversión entre gas y estrellas varía entre el 5 y algo más de 20 por ciento en las galaxias tipo SBN y DANS. Sin embargo, las galaxias tipo H II presentan eficiencias algo menores ($1<\epsilon<5$ por ciento). Esta figura pone así mismo de manifiesto que el factor determinante de la fuerza de un brote de formación estelar es la cantidad de gas disponible en la galaxia. Las incertidumbres más importantes en la determinación de estas fracciones de gas y de las eficiencias son idénticas a las involucradas en la determinación de la masa estelar y de la fuerza de brote, tal y como se describieron en la Secc. 4.9.

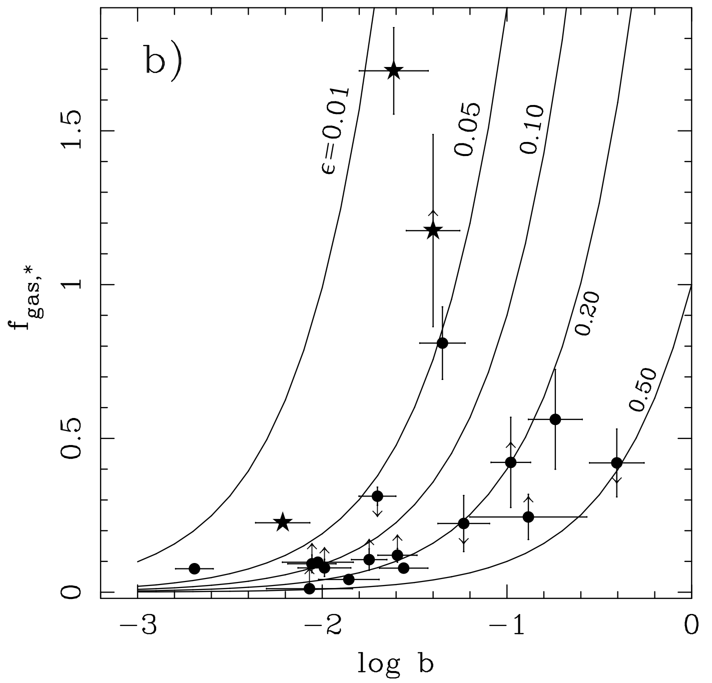
4.13 Conclusiones

Usando imágenes en el infrarrojo cercano (bandas J y K') junto con observaciones previas de imagen y espectroscopía ópticas para 67 galaxias de la exploración UCM se han derivado las principales propiedades asociadas a su formación estelar más reciente. El buen ajuste entre las predicciones de nuestros modelos y los observables pone de manifiesto que el procedimiento de comparación desarrollado es muy fiable a la hora de analizar las propiedades integradas de galaxias con formación estelar. Por esta razón dicho procedimiento es de especial interés para el estudio de galaxias a alto desplazamiento al rojo, en las que el pequeño tamaño impide, por lo general, llevar a cabo un análisis más detallado (véase Guzmán et al. 2000).

La muestra seleccionada para este trabajo representa aproximadamente el 35 por ciento de las galaxias UCM incluidas en las listas I y II. Esta muestra cubre así mismo el rango completo en magnitud absoluta, luminosidad y anchura equivalente de Hα de la exploración UCM, por lo que podemos afirmar que es representativa de la población de galaxias con intensa formación estelar del Universo Local. Mediante la comparación de los colores infrarrojos $r-J$ y $J-K$ y EW(Hα) medidas con modelos de síntesis evolutiva se derivó la fuerza de brote y edad de la formación estelar reciente. También se obtuvo la relación masa-luminosidad, que a

Figura 4.15: **a)** Comparación entre masa estelar y la masa en hidrógeno neutro determinada a partir de observaciones en la línea de 21 cm tomadas del catálogo NED. **b)** Comparación entre la fracción del gas, i.e. $M_{HI+He+H_2}/M_{estelar}$, y la fuerza del brote del episodio de formación estelar más reciente. El valor de esta fuerza de brote corresponde al valor medio del conjunto de soluciones de mayor probabilidad.





partir de la luminosidad en banda K medida, permitió estimar el contenido estelar de las galaxias de la muestra.

Las principales conclusiones que se derivan de este trabajo son las siguientes,

- Las galaxias con formación estelar intensa de la exploración UCM muestran fuerzas de brote típicas del 2 por ciento y masas estelares de $5{\times}10^{10}\,\mathrm{M}_{\odot}$. La formación estelar más reciente ha tenido lugar en estos objetos en forma de brotes discretos más que de una forma continua. Si la tasa de formación de estas galaxias en el presente es representativa de la SFR pasada, sería necesario un gran número de estos eventos para reproducir el contenido estelar de las mismas. Sin embargo, nuestras observaciones aportan poca información acerca de la historia de la formación estelar previa al brote más reciente.

- Hemos identificado dos clases diferenciadas de galaxias con formación estelar intensa, las tipo SB y H II. Dentro de la clase H II, las galaxias de tipos espectroscópicos DH IIH y BCD, que denominamos *enanas*, constituyen el ejemplo más extremo. La fuerza de brote media deducida para las galaxias tipo SB es aproximadamente un 25 por ciento menor que la obtenida para las galaxias *enanas*. Además, la masa estelar total es aproximadamente un orden de magnitud menor en estas últimas que en las galaxias tipo SB. Por tanto, las galaxias tipo SB son objetos relativamente masivos en los que los eventos de formación estelar son de poca importancia dentro del contenido estelar total, mientras que las tipo H II son objetos menos masivos en los que la formación estelar actual contribuye en mayor medida a las propiedades observadas.

- Debido a las bajas fuerzas de brote observadas en general en estos objetos, la luminosidad en banda K está dominada por la componente estelar evolucionada, y la relación masa-luminosidad en banda K es prácticamente la misma, dentro de un estrecho margen ($\sim$20 por ciento), para todas las galaxias estudiadas. Por lo tanto, la luminosidad en banda K es un buen estimador de la masa estelar en las galaxias con formación estelar del Universo Local.

- La SFR media de las galaxias de la muestra es log(SFR)$\simeq$1.5, estando la SFR expresada en $\mathrm{M}_{\odot}\,\mathrm{a}^{-1}$. Este valor es muy similar para las galaxias tipo SB y H II. Sin embargo, puesto que las últimas son significativamente menos masivas, las SFR *específica* que se obtiene es en torno a un factor 2.3 mayor en las galaxias tipo H II que en las SB.

- Este trabajo ha puesto de manifiesto así mismo que las galaxias UCM representan un puente en tasa de formación estelar *específica* entre las galaxias espirales relajadas y las galaxias H II más extremas (Telles 1995). El rango en SFR específica cubierto por las galaxias del Universo Local, $(10\text{-}10^3)\times10^{-11}$ año^{-1}, es muy similar al observado en galaxias a desplazamientos al rojo intermedios (Guzmán et al. 1997).

- La comparación entre la masa estelar deducida a partir de la luminosidad en banda K y la masa virial, obtenida de la anchura de las principales líneas de emisión del gas, sugiere que existe un desplazamiento medio de 0.7 dex entre ambas hacia masas estelares mayores.

- Finalmente, la comparación entre la masa estelar y la masa de hidrógeno neutro sugiere que las galaxias de tipo SB (SBN y DANS) poseen una eficacia global en la conversión de gas en estrellas bien definida y que varía entre el 5 y el 20 por ciento. Por su parte, las galaxias de tipo espectroscópico H II muestran eficiencias algo menores de entre el 1 y el 5 por ciento aunque poseen fracciones de gas más elevadas.