Capítulo 5

La galaxia compacta azul Mrk 86: Poblaciones estelares

Una vez comprobada la validez de este procedimiento de analisis para estudiar las propiedades integradas de galaxias con formación estelar, aplicaremos dicho procedimiento para determinar las propiedades de las diferentes poblaciones estelares en la galaxia Mrk 86, población subyacente, regiones de formación estelar reciente y componente starburst.

5.1 Población estelar subyacente

5.1.1 Perfiles de brillo y color

Los perfiles de brillo superficial obtenidos en la Secc. 2.3.1 muestran un claro dominio de la componente exponencial a distancias mayores de $\sim$1.6 kpc. Los parámetros de esta componente medidos a partir de la imagen en banda R de Johnson fueron

$$\alpha = 1.14 \pm 0.02\,\mathrm{kpc} \tag{5.1}$$

$$\mu_{\mathrm{E},0} = 21.50 \pm 0.06^{\mathrm{m}}\,\mathrm{arcsec}^{-2}. \tag{5.2}$$

Estos valores son significativamente diferentes de los medidos por Papaderos et al. (1996a), α=0.72$\pm$0.01 kpc y $\mu_{\mathrm{E},0}$=19.42$\pm$0.03$^{\mathrm{m}}$ arcsec^{-2}. La diferencia es debida muy probablemente a la poca profundidad de la imagen obtenida por Papaderos et al. (1996a) que alcanza únicamente distancias galactocéntricas de 2.6 kpc.

Por su parte, en la Figura 2.11, se mostraron los perfiles de color $B-V$, $B-R$, $V-R$, $R-J$, $R-H$, $J-K'$ y $V-K'$ de la galaxia. Estos perfiles son bastante planos en la regiones más exteriores ($\geq$1.6-1.7 kpc), mientras que a distancias entre 1 y 1.5 kpc se hacen progresivamente más azules. La contaminación de las regiones de formación estelar más reciente es muy probablemente la causa del gradiente de color observado en dicha región.

5.1.2 Edad y relación masa-luminosidad

A continuación, procedimos a comparar los perfiles de color obtenidos con las predicciones de los modelos de síntesis evolutiva de Bruzual y Charlot (1996). Con este fin se definió el siguiente estimador de máxima verosimilitud,

$$\mathcal{L}(t,b,Z) = \prod_{n=1}^{5} \frac{1}{\sqrt{2\pi}\Delta C_n} \exp\left(-\frac{(c_n - C_n)^2}{2\Delta C_n{}^2}\right) \tag{5.3}$$

donde C_n (con n=1-5) son los colores $B-V$, $V-R$, $R-J$, $J-H$ y $R-K$ medidos y c_n son las predicciones correspondientes de los modelos. Los colores medidos fueron corregidos de extinción Galáctica usando una extinción en la banda B de 0.15$^{\mathrm{m}}$ (Burstein y Heiles 1982). Supusimos formación estelar instantánea y una metalicidad menor que solar. La validez de última suposición se apoya en los bajos valores de metalicidad deducidos para el gas ionizado en las regiones de formación estelar (véase la Secc. 5.2.5). Los resultados de esta comparación se muestran en la Tabla 5.1.

En dicha tabla se muestran los resultados obtenidos para una extinción interna de 0.0$^{\mathrm{m}}$ y de 0.20$^{\mathrm{m}}$ en la banda B. Este último valor corresponde aproximadamente a dos veces la extinción que tendría un disco tipo Galáctico con una inclinación de unos 40° respecto al plano del cielo (véase Gil de Paz 1999a; véase también el Capítulo 6). Por lo tanto, es de esperar que los valores reales de edad y relación masa-luminosidad de esta componente se sitúen entre los obtenidos para los casos extremos de $A_{B,interna}$=0.0$^{\mathrm{m}}$ y 0.20$^{\mathrm{m}}$.

Por su parte, estos resultados parecen también indicar que no existen importantes gradientes de edad y/o metalicidad dentro de la población subyacente de la galaxia. Sin embargo, un pequeño gradiente positivo en metalicidad o extinción podría compensar la existencia de un gradiente negativo en edad, o viceversa, reproduciéndose en ambos casos los colores observados.

A fin de construir los modelos de síntesis evolutiva correspondientes a las regiones de formación estelar se adoptó una relación masa-luminosidad para la com-

Tabla 5.1: Edad y relación masa luminosidad para la población estelar subyacente. El mejor modelo en cada una de estas soluciones corresponde a una metalicidad estelar de 2/5 $Z_\odot$.

	$A_{B,interna}$=0.0$^{\rm m}$		$A_{B,interna}$=0.20$^{\rm m}$	
d (kpc)	t (Ga)	M/L_K ($M_\odot/L_{K,\odot}$)	t (Ga)	M/L_K ($M_\odot/L_{K,\odot}$)
1.14	5.0	0.62	2.2	0.41
1.25	5.2	0.63	2.4	0.44
1.37	6.0	0.68	3.8	0.56
1.49	8.7	0.83	5.2	0.63
1.64	8.0	0.80	3.8	0.56
1.76	9.5	0.87	5.5	0.64
1.90	9.5	0.87	5.8	0.66
2.03	9.5	0.87	5.5	0.64

ponente subyacente de 0.87 $\rm M_\odot/L_{K,\odot}$ en la banda K y unos colores $B-V$=0.69, $V-R$=0.52, $R-J$=1.27, $J-H$=0.99 y $R-K$=2.35 (véase el Capítulo 3).

5.2 Regiones de formación estelar

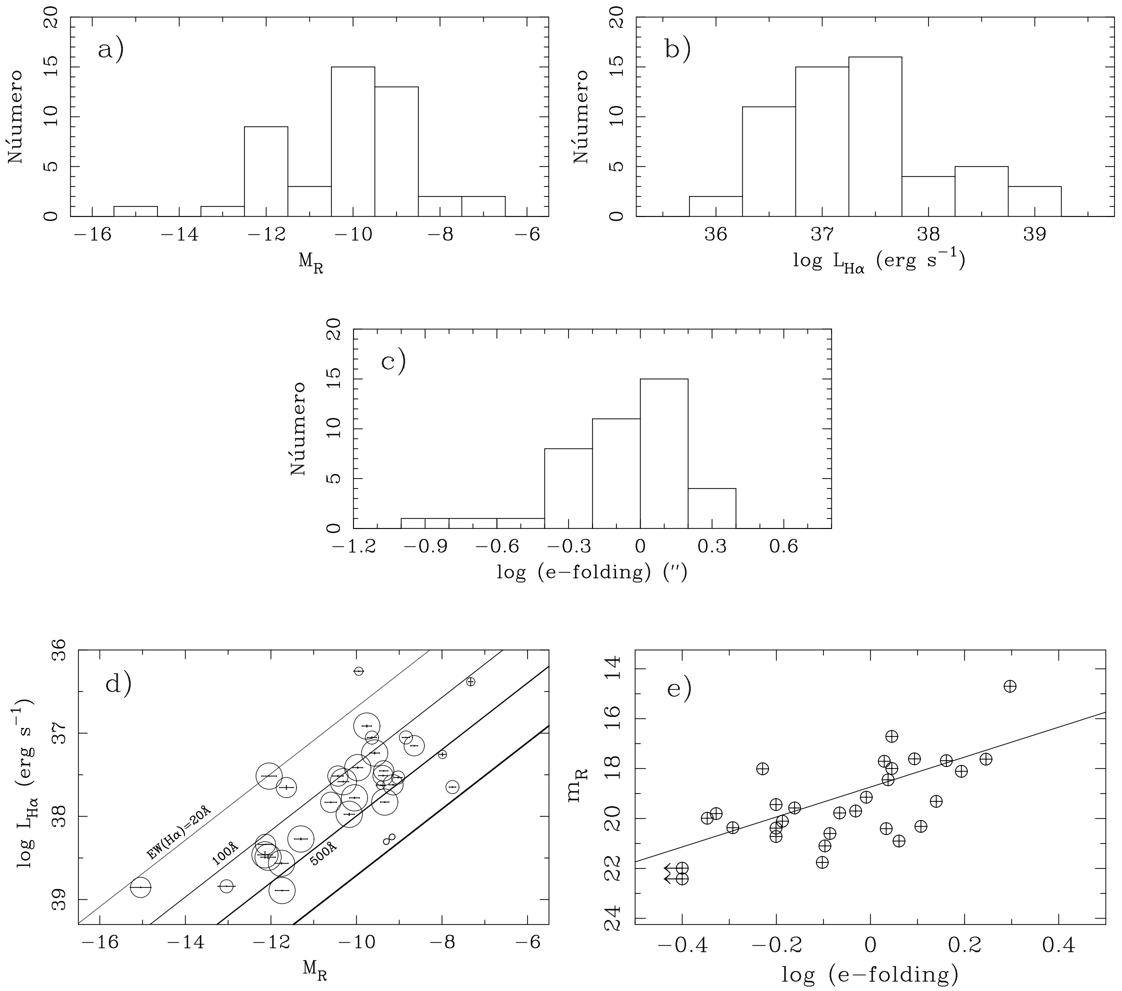
5.2.1 Tamaños y luminosidades

En la Secc. 2.3.2 se clasificaron las regiones de la vecindad de Mrk 86 en cinco tipo diferentes, **S**, **E**, **N**, **F** y **B**, dependiendo de su pertenencia o no a la galaxia (**S**, con confirmación espectroscópica; **E**, con emisión; **N**, extensas y difusas; **F**, estrellas de campo; **B**, galaxias de fondo).

Los colores óptico-infrarrojos de los objetos tipo **F** indican que las regiones #4, #61 y #67 son, respectivamente, estrellas de campo de tipo espectroscópico M0-M3, K2-K5 y G7-K0. Por otro lado, dentro del tipo **B**, existen dos objetos con colores muy rojos, #2 y #3, que muestran un color $V-K$ de 5 y 4$^{\rm m}$, respectivamente.

A continuación nos centraremos en el estudio de las regiones pertenecientes a la galaxia y que se clasificaron dentro de los tipos **S**, **E** y **N**. En primer lugar se

Figura 5.1: **a)** Distribución en magnitud absoluta en banda R de Johnson para las regiones clasificadas como de tipos **S**, **E** y **N**. **b)** Distribución de luminosidad Hα para los tipos **S**, **E**. **c)** Distribución de tamaños para las regiones **S**, **E** y **N**. **d)** Comparación entre luminosidad Hα y luminosidad en la banda R junto con las líneas correspondientes a diferente EW(Hα). **e)** Comparación entre magnitud aparente en banda R y radio a 1 e-*folding*.



estudio la distribución en magnitud absoluta en banda R de estos objetos. Estas luminosidades no incluyen la emisión de la población subyacente, pues esta fue substraída mediante el programa COBRA. En la Figura 5.1a se observa que esta distribución tiene dos máximos situados en $\mathrm{M}_R \simeq -9.5^{\mathrm{m}}$ y -12^{m}, no pudiéndose ajustar a ninguna función de luminosidad estándar de tipo ley de potencias (véase, e.g. Elson y Fall 1985 para la función de luminosidad de los cúmulos estelares de LMC).

En la Figura 5.1b se muestra la distribución de la luminosidad Hα substraída también de de la componente de emisión difusa y corregida de extinción interna. En aquellos casos donde no se pudo medir el decremento Balmer de la región se asumió un exceso de color medio de $E(B-V)_{\mathrm{gas}}$=0.34$^{\mathrm{m}}$. La distribución obtenida es prácticamente plana en el intervalo de 10^{38}-10^{39} erg s^{-1}, teniendo la mayor parte de las regiones luminosidades entre 5×10^{36} y 5×10^{39} erg s^{-1}. Este intervalo de luminosidad corresponde a una tasa de formación estelar entre 3×10^{-4} y 0.3 M$_\odot$ año^{-1} (Gil de Paz et al. 2000a). Aunque la escasez de regiones de luminosidad menor que 10^{36} erg s^{-1} suele atribuirse en algunos casos a la resolución de la imagen, en nuestro caso, donde la resolución espacial es de $\sim$50 pc, esto no parece razón suficiente (véase Kennicutt et al. 1989).

En la Figura 5.1c se muestra la distribución de los radios de las regiones en banda R corregidos de la contribución de la PSF (véase la Ecuación 2.7). Esta distribución muestra un máximo en aproximadamente 1 segundo de arco (1 e-*folding*), lo que corresponde a un FWHM de 70 pc.

Finalmente, en la Figura 5.1d hemos representado la luminosidad medida en banda R y en Hα substraídas ambas de emisión subyacente junto con las predicciones para diferentes anchuras equivalentes de la línea Hα. El tamaño de los símbolos utilizados en esta figura es proporcional al color $B-V$ de las regiones, siendo mayores los símbolos correspondientes a regiones más azules. Las anchuras equivalentes que se deducen oscilan entre 100 y 500 Å (una vez substraídas de contribución de la población subyacente). Finalmente, se compararon (véase la Figura 5.1e) las magnitudes aparentes de las regiones con sus tamaños, medidos ambos sobre la imagen en banda R con el programa COBRA. Si todas estas regiones fueran ópticamente transparentes en el intervalo espectral correspondiente a la banda R y tuvieran densidades estelares similares el flujo, en dicha banda debería ser proporcional al cubo del radio. En la Figura 5.1e se muestra el mejor ajuste a una ley de la forma $F_R \propto R^3$.

5.2.2 Comparación con los modelos

El método seguido para comparar los colores y flujos Hα medidos en las regiones de formación estelar actual con las predicciones de los modelos ha sido descrito en detalle en el Capítulo 3 y el Apéndice A. Este método combina simulaciones de Monte Carlo y un estimador de máxima verosimilitud con análisis de *clustering* y de la Componente Principal.

El estimador de máxima verosimilitud empleado fue muy similar al descrito en la Secc. 5.1.2 para el estudio de la población subyacente, pero utilizando los colores $V-J$ y $J-K$ en vez de $R-J$ y $R-K$. Así mismo, puesto que estas regiones poseen una intensa emisión Hα, se incluyó un nuevo término en este estimador, definido como m_R+2.5×log $F_{\mathrm{H}\alpha}$ que es equivalente al término en anchura equivalente de Hα utilizado en la Secc. 4.6.2 y en Gil de Paz et al. (2000a). Las magnitudes m_R utilizadas son aquellas que se muestran en la columna 4 de la Tabla 2.4 e incluyen tanto la emisión procedente del brote de formación estelar como de la población subyacente.

Con el objeto de determinar el valor de este nuevo término, se estimó la fracción del flujo Hα, i.e. la fracción de fotones Lyman, debida al continuo estelar emitido dentro de las aperturas. Esta fracción se puede determinar de dos maneras distintas. En primer lugar, se pueden medir los flujos Hα directamente sobre las aperturas. Sin embargo, puesto que la emisión Hα es comúnmente más extensa que la correspondiente al continuo, este procedimiento subestimaría sistemáticamente el flujo Hα (véase, e.g. las regiones #8, #13, #18, #50, #70 y #80). Por lo tanto, se utilizó un procedimiento alternativo. En primer lugar, se midieron los flujos Hα totales de cada región mediante el programa COBRA. Se calculó entonces la fracción de la emisión Hα, es decir, la fracción de fotones Lyman, emitidos por el continuo estelar dentro de las aperturas. Para hacer esto se supuso que la fracción de fotones ionizantes dentro de la apertura respecto al total es igual a la fracción de fotones del continuo en banda R respecto a la luminosidad total en dicha banda. Así, teniendo en cuenta la apertura correspondiente a cada región (e-, e^2 o e^3-*folding*) y asumiendo perfiles de brillo gausianos, se obtuvieron los valores de dicha fracción para cada una de las regiones. En la Tabla 5.2 (columna 6) se muestran los valores obtenidos para dicha fracción, que denominaremos con la letra f.

Por tanto, multiplicando los valores de este cociente por los flujos totales en Hα (véase la Tabla 2.4) se obtuvieron los flujos Hα debidos al contiuo estelar emitido dentro de las mismas aperturas donde se midieron los colores óptico-infrarrojos.

Estos flujos Hα se corrigieron de extinción usando los excesos de color del gas $E(B-V)_{\rm gas}$ dados por los decrementos Balmer Hβ-Hα y Hγ-Hβ medidos. Las magnitudes y colores, por su parte, fueron corregidos de extinción suponiendo que la extinción que afecta al continuo estelar y a la emisión del gas están relacionados según (véase Calzetti et al. 1996)

$$E(B-V)_{\rm continuo} = 0.44 \times E(B-V)_{\rm gas}. \tag{5.4}$$

En aquellas regiones donde no se pudieron medir los decrementos Balmer se asumió una extinción media para el gas de $E(B-V)_{\rm gas}$=0.34$^{\rm m}$. Este valor corresponde a la media de los excesos de color que se dan en la Tabla 2.5.

De este modo disponemos para cada una de las regiones estudiadas de la medida de sus colores $B-V$, $V-R$, $V-J$, $J-H$, $J-K$ y de la cantidad m_R+2.5$\times$log($F_{\rm H\alpha}$). Cada una de estas regiones tendrá asociada un punto en el espacio de seis dimensiones ($B-V$,$V-R$,$V-J$,$J-H$,$J-K$,m_R+2.5$\times$log[$F_{\rm H\alpha}$]).Usando un método de Monte Carlo reproducimos entonces las distribuciones de probabilidad asociadas a las incertidumbres en estos observables. El número de partículas test utilizadas para reconstruir estas distribuciones fue de 10^3.

En un siguiente paso, se compararon cada uno de los 10^3 puntos de la distribución con nuestros modelos usando el estimador de máxima verosimilitud descrito anteriormente. Puesto que los modelos utilizados están parametrizados en función de la edad, t; fuerza de brote, b; y metalicidad, Z, este método proporcionó de manera efectiva la distribución de probabilidad (t,b,Z) para cada región.

Una vez obtenidas dichas distribuciones de probabilidad (t,b,Z) se procedió a su estudio empleando un método de análisis de agrupamiento (o *clustering*; véase Murtagh y Heck 1987). Este método permite aislar dentro de la distribución (t,b,Z) de cada galaxia aquellas soluciones más significativas. En nuestro caso extrajimos los tres cúmulos de soluciones más representativos. Finalmente, se llevó a cabo el análisis de la componente principal dentro de cada uno de estos cúmulos de soluciones. En la Tabla 5.2 se muestran los valores medios en edad, fuerza de brote, metalicidad y masa estelar para el cúmulo de soluciones de mayor probabilidad correspondiente a cada una de las regiones de formación estelar analizadas.

Tabla 5.2: Valor medio y desviación típica del conjunto de soluciones de mayor probabilidad para el caso de modelos de metalicidad menor que la solar y un 15 por ciento de fotones Lyman escapando de la nebulosa.

#	Edad (Ma)	log b	Z	log M ($M_\odot$)	f (%)
6	6.32±0.29	−1.88±0.18	−0.4	4.10±0.19	78.9
7	6.95±0.62	−2.48±0.19	−0.4	3.93±0.19	80.7
8	8.91±0.79	−1.99±0.14	−1.7	4.41±0.14	55.2
12	7.34±0.95	−2.43±0.28	−0.4	3.93±0.28	44.5
13	6.31±0.18	−1.70±0.08	−0.4	5.14±0.08	96.6
14	7.47±0.61	−2.07±0.18	−0.4	4.29±0.18	81.4
15	10.19±0.31	−1.82±0.06	−0.7	5.03±0.06	59.4
16	11.81±0.42	−1.60±0.04	−0.7	5.57±0.04	80.9
18	4.53±0.43	−1.71±0.08	−0.7	5.18±0.08	74.0
19	11.76±0.41	−1.72±0.04	−0.7	5.40±0.04	90.0
21	7.60±0.29	−1.96±0.05	−0.4	4.78±0.05	72.3
23	7.79±0.46	−1.55±0.18	−0.4	4.48±0.18	73.8
26	8.96±0.70	−1.42±0.04	−0.4	6.54±0.05	52.5
27	4.91±0.58	−2.16±0.11	−0.7	5.25±0.11	44.2
28	11.44±0.38	−1.74±0.04	−0.7	5.13±0.04	88.7
29	18.66±0.97	−1.42±0.05	−0.7	5.57±0.05	85.1
30	11.24±0.32	−1.73±0.04	−0.7	5.19±0.04	59.5
32	7.15±0.35	−1.93±0.05	−0.4	4.82±0.05	97.8
33	10.43±0.37	−1.66±0.04	−0.7	5.25±0.04	70.7
34	7.97±1.79	−1.85±0.34	−1.7	3.98±0.34	54.0
37	7.79±0.43	−1.68±0.05	−0.4	5.69±0.05	75.7
40	9.13±0.78	−1.26±0.12	−0.7	5.93±0.13	73.3
42	12.67±0.67	−1.31±0.04	−0.4	5.77±0.04	78.0
43	10.46±0.37	−1.69±0.06	−0.7	5.08±0.06	68.5
45	19.32±0.97	−0.80±0.06	−0.7	6.25±0.07	97.9
47	10.72±0.52	−1.79±0.06	−1.7	5.08±0.06	47.0
48	10.32±0.49	−1.30±0.07	−0.7	5.44±0.07	53.0
49	13.46±0.65	−1.34±0.13	−1.7	4.88±0.13	44.3
52	11.60±0.52	−1.12±0.03	−1.7	5.94±0.03	75.2

Tabla 5.2: (cont.) Valor medio y desviación típica del conjunto de soluciones de mayor probabilidad para el caso de modelos de metalicidad menor que la solar y un 15 por ciento de fotones Lyman escapando de la nebulosa.

#	Edad (Ma)	log b	Z	log M ($M_\odot$)	f (%)
53	11.46±0.47	−2.05±0.08	−0.7	4.63±0.08	66.8
56	10.96±0.65	−1.81±0.14	−0.4	4.35±0.14	66.3
58	10.72±0.54	−1.50±0.07	−1.7	5.19±0.07	63.5
59	12.19±0.49	−1.79±0.06	−0.7	4.94±0.06	82.7
60	8.36±1.24	−2.51±0.31	−0.4	3.60±0.31	53.6
62	8.98±0.47	−1.84±0.08	−0.4	4.79±0.09	51.2
64	6.06±0.27	−1.80±0.13	−0.4	4.62±0.14	62.7
65	12.35±2.05	−2.28±0.35	−1.7	4.04±0.35	71.0
66	6.53±0.34	−2.07±0.14	−0.4	4.63±0.14	61.4
68	12.11±0.67	−2.04±0.11	−0.7	4.26±0.11	74.6
70	11.92±0.54	−1.03±0.04	−1.7	5.89±0.04	83.9
74	13.16±0.67	−1.61±0.11	−1.7	4.84±0.11	76.6
75	9.36±0.87	−1.83±0.18	−0.4	4.31±0.18	37.6
76	12.80±1.23	−2.00±0.22	−1.7	4.30±0.22	43.6
77	6.93±0.94	−2.05±0.33	−0.4	3.37±0.33	56.2
78	8.67±4.35	−2.44±0.69	−1.7	3.32±0.69	45.6
80	6.09±0.31	−1.61±0.25	−0.4	4.36±0.27	41.7

5.2.3 Distribuciones espectrales de energía

En la Figura 5.2 se muestran las distribuciones espectrales de energía (SEDs; del inglés *Spectral Energy Distributions*) medidas y el ajuste correspondiente a la solución de mayor probabilidad. Estas distribuciones espectrales de energía han sido normalizadas al flujo medido en la banda B de Johnson. En esta figura se puede apreciar el excelente acuerdo que proporciona el método de comparación desarrollado, lo que así mismo garantiza la validez de las aproximaciones realizadas.

Figura 5.2: Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.

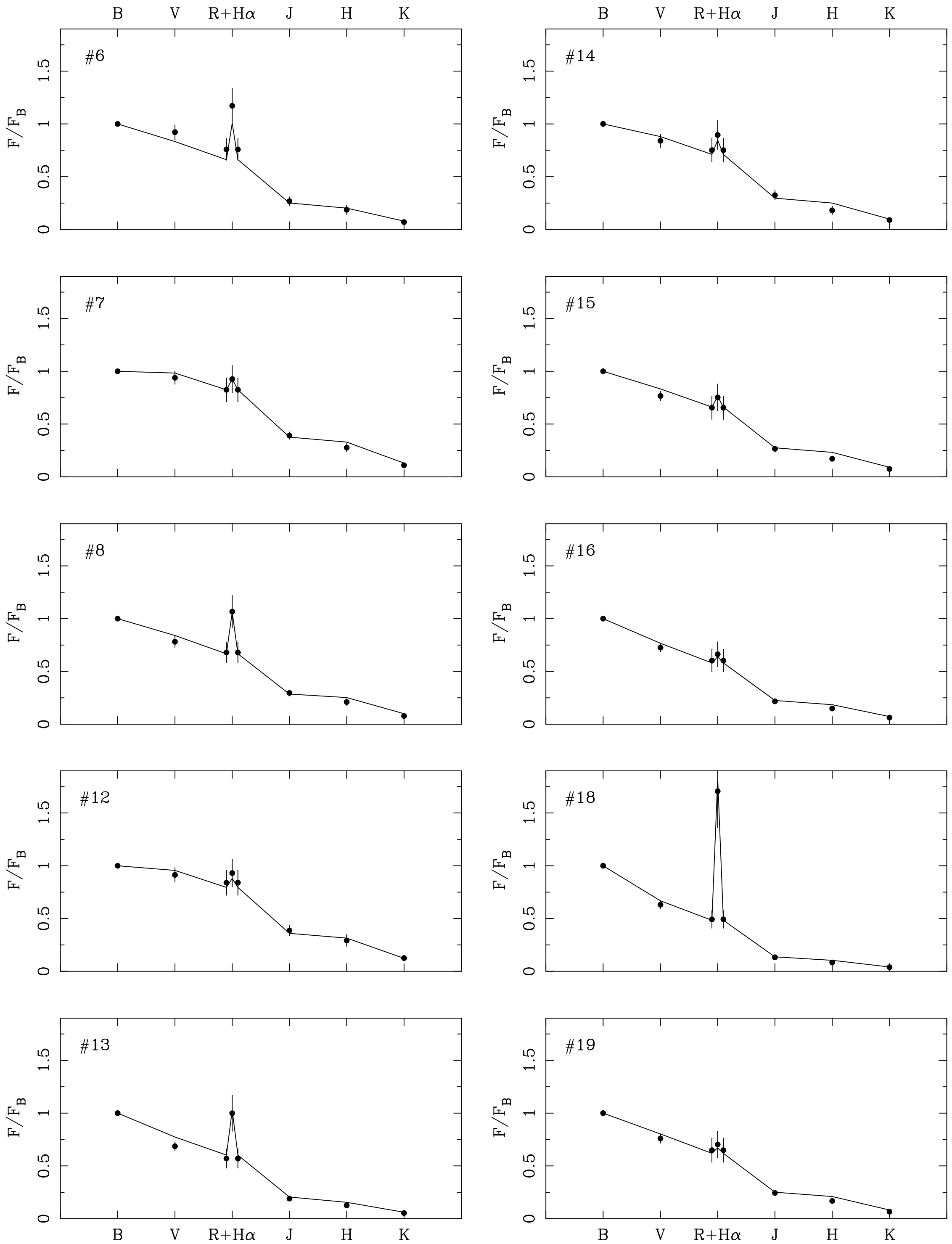


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.

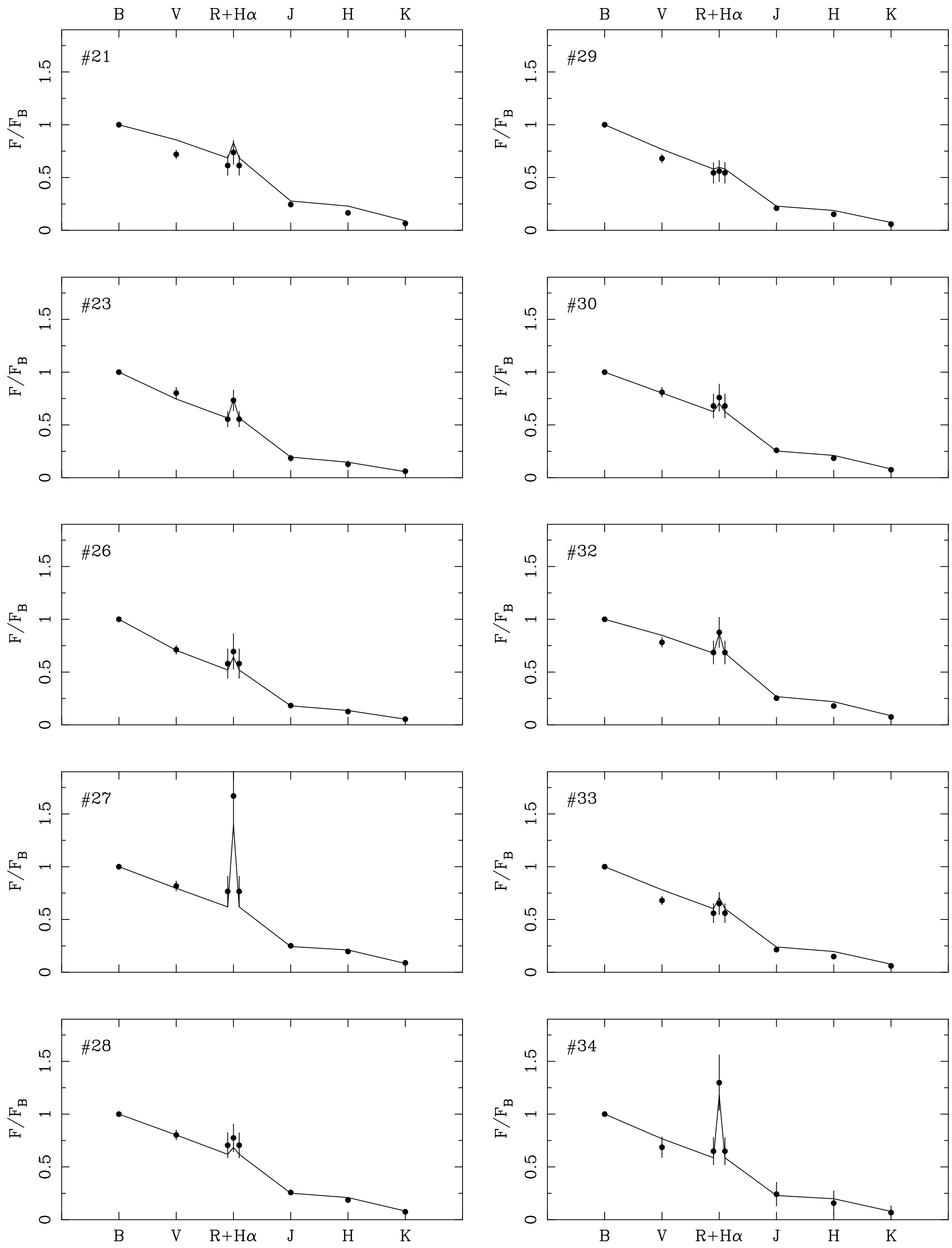


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.

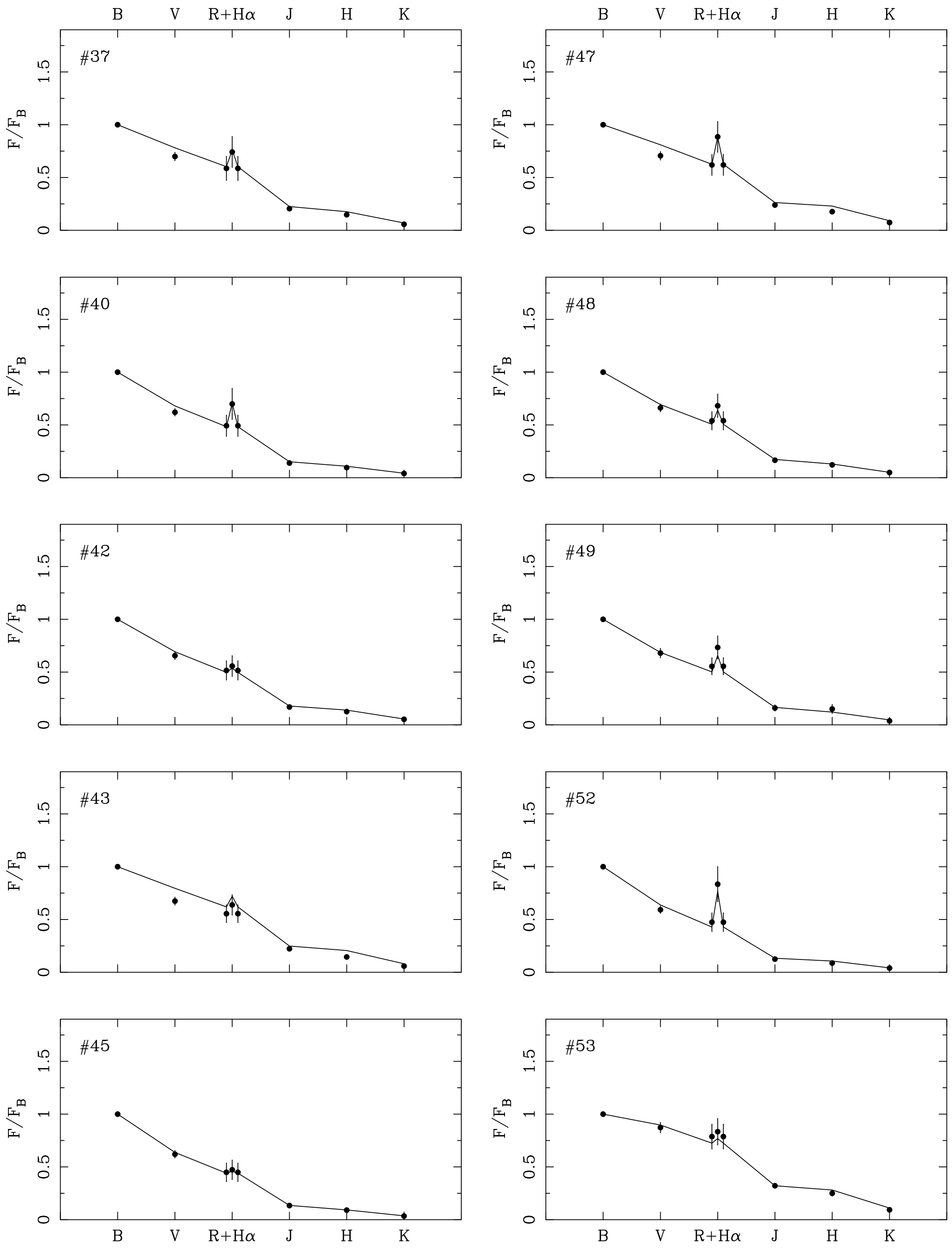


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.

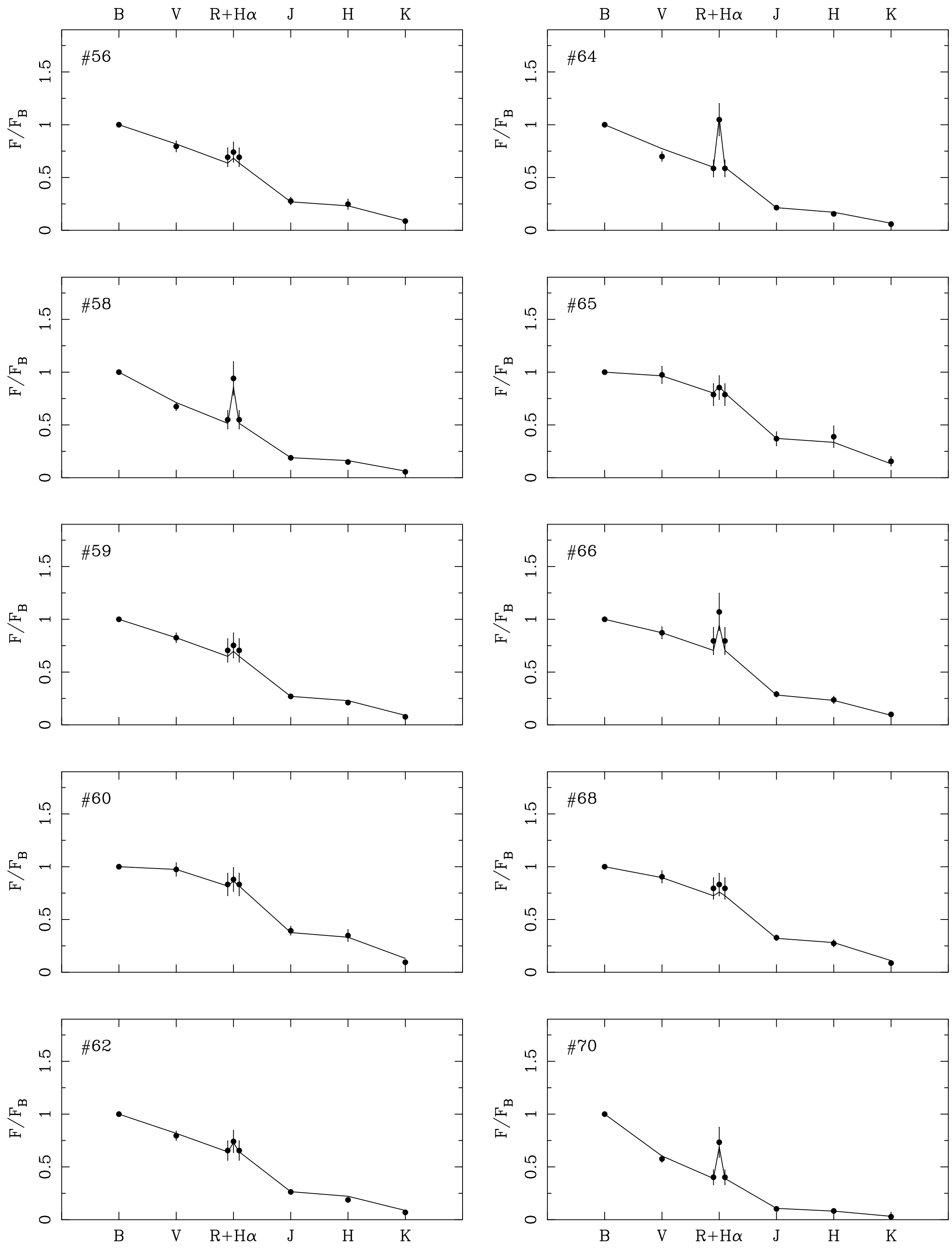
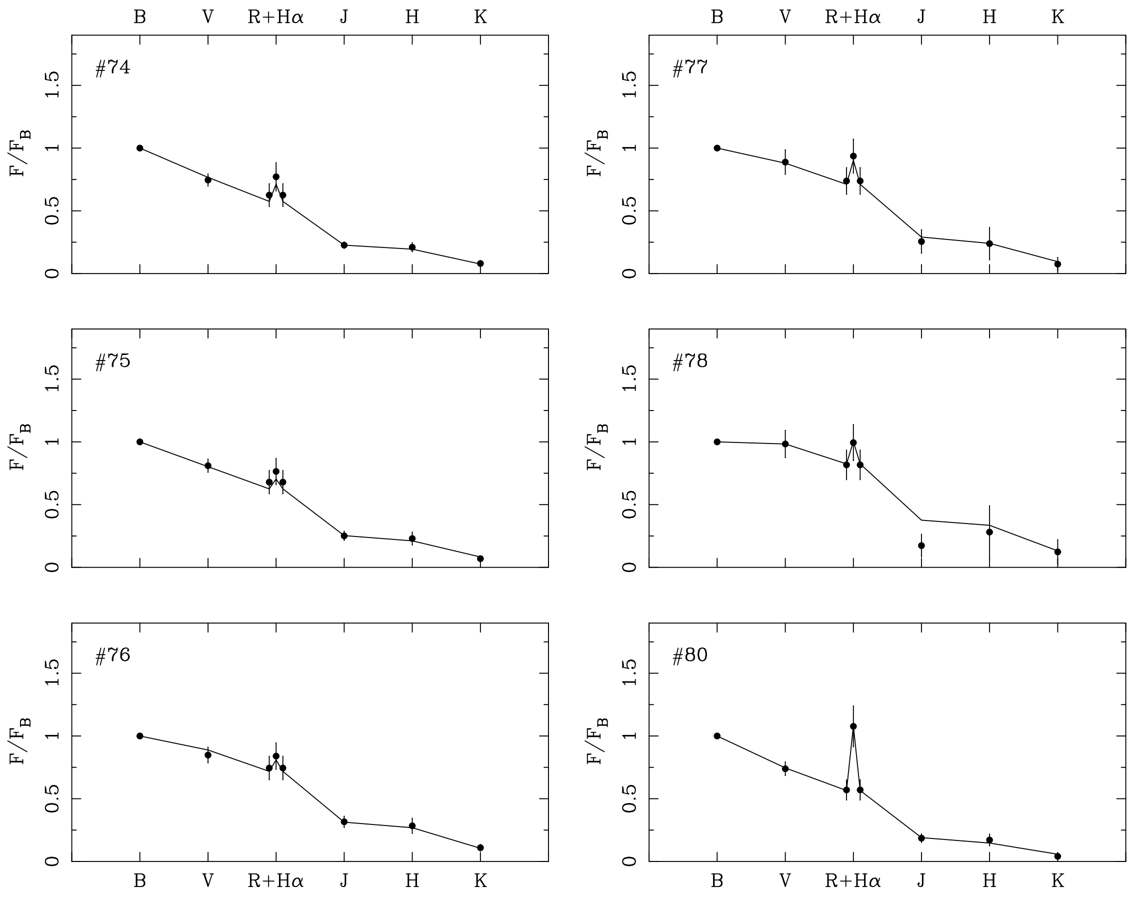


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.



5.2.4 Edad, fuerza de brote y masa estelar

Dentro de este trabajo se obtuvieron las distribuciones de edad, fuerza de brote, masa estelar y metalicidad empleando diferentes conjuntos de modelos de comparación, (1) modelos de metalicidad entre $1/50\,Z_{\odot}<Z<2\,Z_{\odot}$, (2) modelos de metalicidad menor que la solar, (3) modelos con un 15 por ciento y (4) con una fracción nula de fotones Lyman escapando de la nebulosa.

Tal y como se aprecia en la Figura 5.3 no existen grandes diferencias entre las propiedades que se deducen asumiendo una fracción nula y un 15 por ciento de fotones Lyman que escapan de la nebulosa. Por otro lado, si se comparan los resultados obtenidos usando modelos de metalicidad menor que la solar con los obtenidos para el intervalo completo de metalicidades, se puede apreciar que existe un mayor número de regiones con edades mayores de 10 Ma y fuerza de brote menor del 1 por ciento en el primer caso que en el segundo. Puesto que la metalicidad del gas ionizado (véase la Secc. 5.2.5) es claramente subsolar, nos centraremos en los resultados obtenidos para el caso del conjunto de modelos con metalicidad menor que solar. Todos los histogramas de frecuencia mostrados en la Figura 5.3 se obtuvieron a partir de los valores medios de la solución de mayor probabilidad de cada región. Las masas estelares de esta figura fueron calculadas a partir de la magnitud absoluta en banda K medida dentro de las aperturas definidas en la Secc.2.3.2, la fuerza de brote y la relación masa-luminosidad obtenida para el cúmulo de soluciones de mayor probabilidad. Dividiendo entonces estas masas entre el factor f correspondiente a cada región se obtuvo la masa estelar total del brote de formación estelar (véase la Secc. 5.2.2 y la Tabla 5.2).

En la Tabla 5.2 se muestran también los resultados obtenidos usando los modelos de metalicidad sub-solar para un 15 por ciento de fotones que escapan de la región. Puesto que únicamente se disponía de modelos con tres valores de metalicidad menor que solar ($1/50\,Z_{\odot}$,$1/5\,Z_{\odot}$,$2/5\,Z_{\odot}$; Bruzual y Charlot 1996), el análisis de *clustering* llevado a cabo proporcionó generalmente una solución para cada una de estas metalicidades. Finalmente, el análisis de la componente principal puso de manifiesto que la dirección dentro del espacio (t,b,Z) que en mayor medida reproduce la varianza de los datos dentro de cada cúmulo de soluciones es $(u_t,u_b,u_Z)=(+0.707,+0.707,0.000)$. Este hecho sugiere la existencia de una importante degeneración entre edad y fuerza de brote, aunque el intervalo dentro del cual se produce dicha degeneración está relativamente bien definido por nuestro conjunto de observables.

Finalmente, en la Figuras 5.4, 5.5 y 5.6 se representan las edades, fuerzas de brote y masas estelares de las estas regiones utilizando símbolos de diferente tamaño sobre la imagen Hα de la galaxia. Así, en la Figura 5.4 el tamaño de los símbolos está relacionado con la edad de los brotes, de manera que símbolos de mayores corresponden a regiones más jóvenes. Por su parte, en la Figura 5.5 el tamaño de los símbolos es proporcional a la fuerza de brote y en la Figura 5.6 los símbolos de mayor tamaño corresponden a regiones de mayor masa estelar. Tanto en la Figura 5.3 como la Figura 5.4 se aprecia que la edad de estas regiones está limitada al intervalo 5-13 Ma, no existiendo gradientes significativos en edad a lo largo de las diferentes estructuras presentes en la imagen Hα de la galaxia.

Puesto que a lo largo de este análisis se ha asumido que los colores y flujos Hα de estas regiones se pueden reproducir mediante la combinación de una población subyacente a la que se superpone un brote, en aquello casos en los que pudiera existir contaminación de poblaciones estelares intermedias, la edad, fuerza de brote y masa estelar deducidas podrían presentar importantes incertidumbres. En esta situación se encontrarían las regiones #45, #49 y #59, cuyos colores están fuertemente contaminados por la emisión de la componente *starburst*.

5.2.5 Diagnóstico del gas ionizado

En la Tabla 2.5 se mostraron los flujos de las principales líneas de emisión medidos en secciones de $4\farcs30\times2\farcs65$ centrados en el máximo de emisión de la región cubierta por la rendija correspondiente.

A partir de la medida del cociente de las líneas [S II]λ6716/[S II]λ6731 se obtuvó la densidad electrónica del gas ionizado en estas regiones teniendo en cuenta predicciones de Osterbrock (1989; véase también Zamorano 1985). En aquellas regiones donde este cociente no pudo ser medido se supuso una densidad electrónica típica de $10^2\,\mathrm{cm}^{-3}$. Representaremos los cocientes de intensidad de líneas como el cociente en los nombres de ambas líneas, es decir, [S II]λ6716/[S II]λ6731 indicará I([S II]λ6716)/I([S II]λ6731).

Por otro lado, en aquellas regiones donde fue posible determinar el valor del cociente ([O III]λ4959+[O III]λ5007)/[O III]λ4363 se estimó la temperatura electrónica siguiendo un procedimiento similar al utilizado por Gallego (1995) y anteriormente

Figura 5.3: Histogramas de frecuencia de edad (*panel superior*), fuerza de brote (*panel central*) y masa estelar (*panel inferior*) de la regiones de reciente formación estelar. A la hora de reconstruir estas distribuciones de probabilidad se emplearon únicamente las soluciones de mayor probabilidad dadas en la Tabla 5.2.

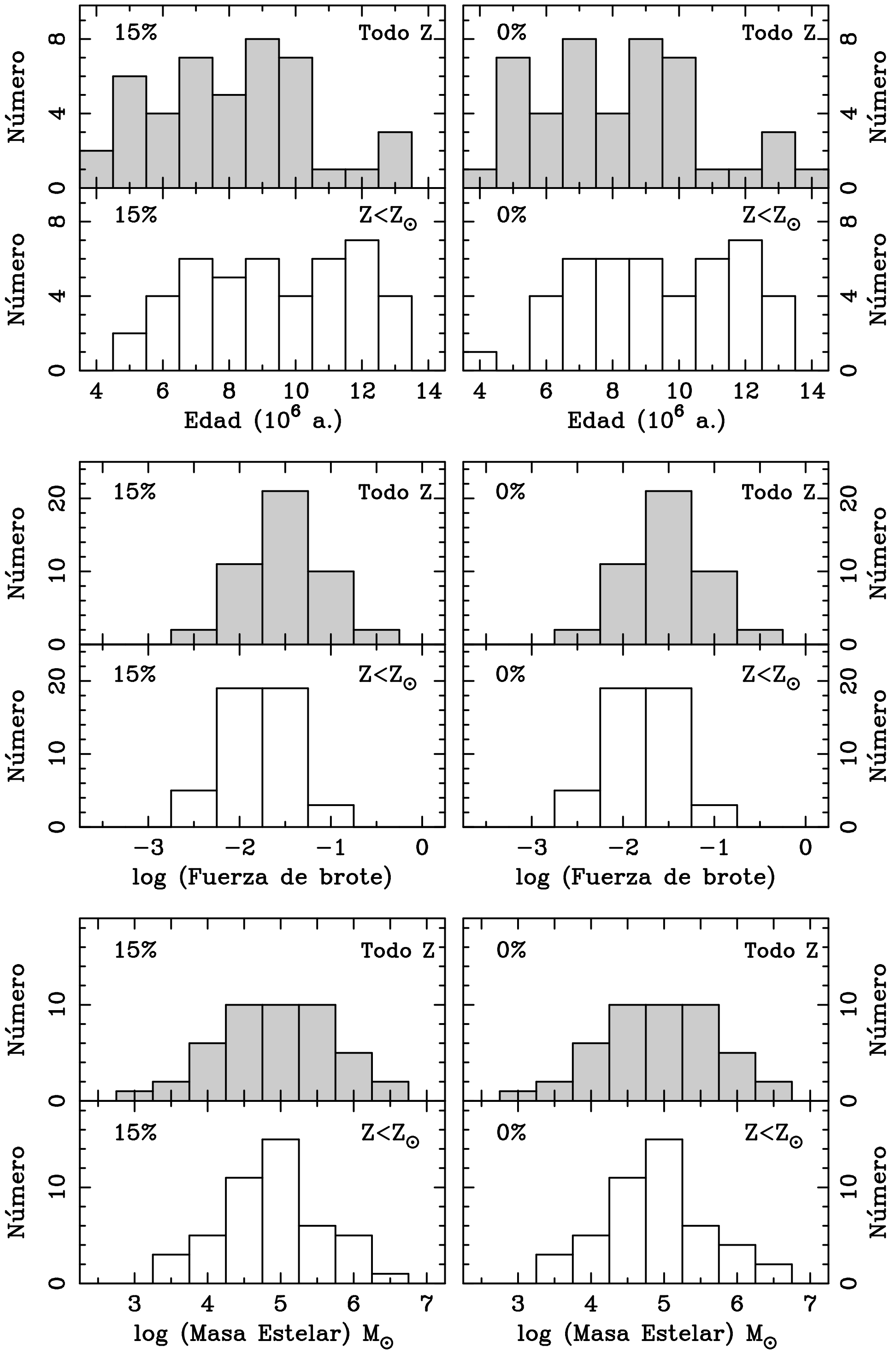


Figura 5.4: Distribución espacial de la edad de las regiones de formación estelar empleando un código de símbolos de diferente tamaño sobre la imagen Hα de la galaxia. Los círculos de mayor tamaño indican regiones más jóvenes.

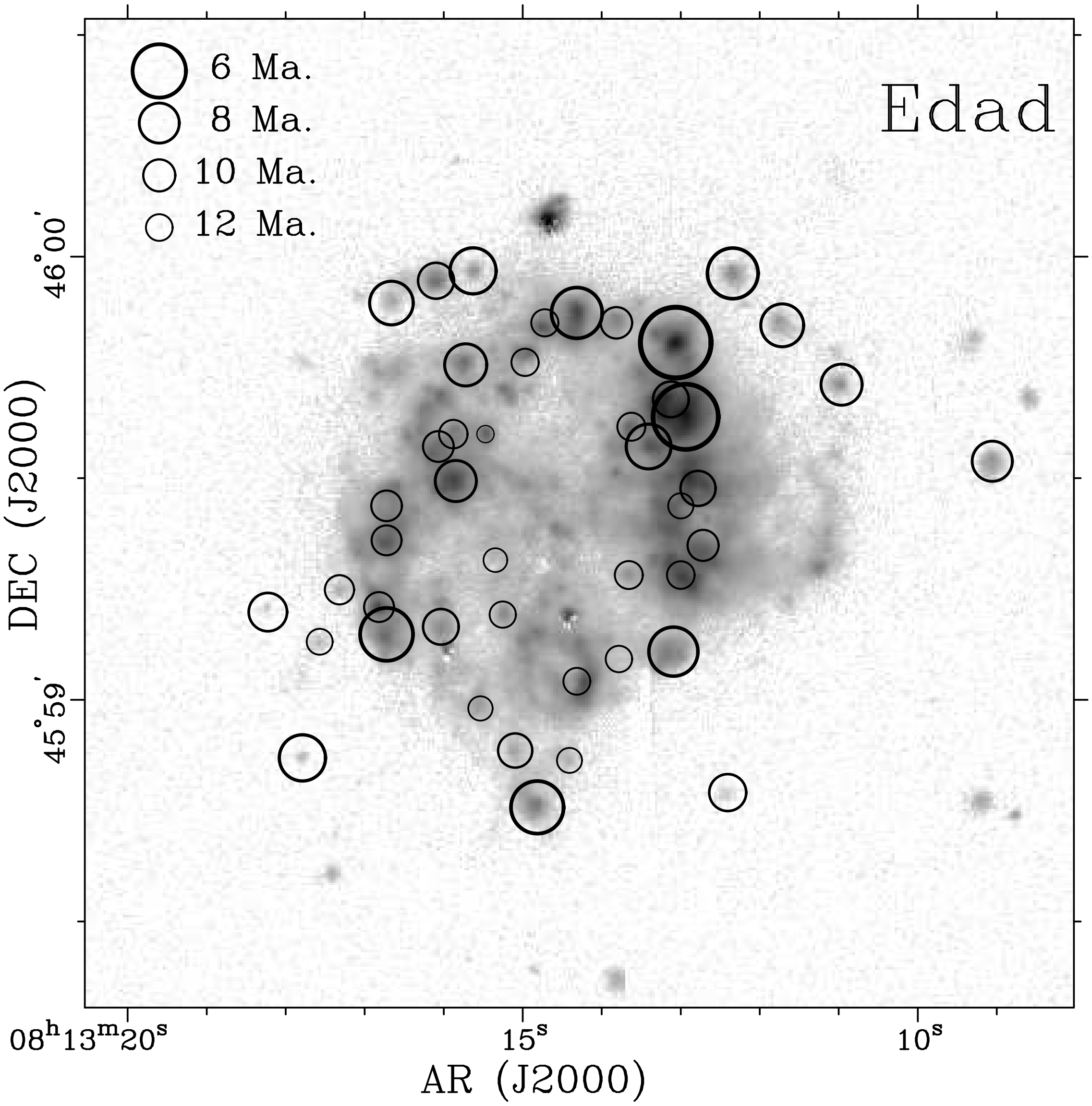


Figura 5.5: Distribución espacial de la fuerza de brote de las regiones de formación estelar empleando un código de símbolos de diferente tamaño sobre la imagen Hα de la galaxia. Los círculos de mayor tamaño indican regiones con mayor fuerza de brote.

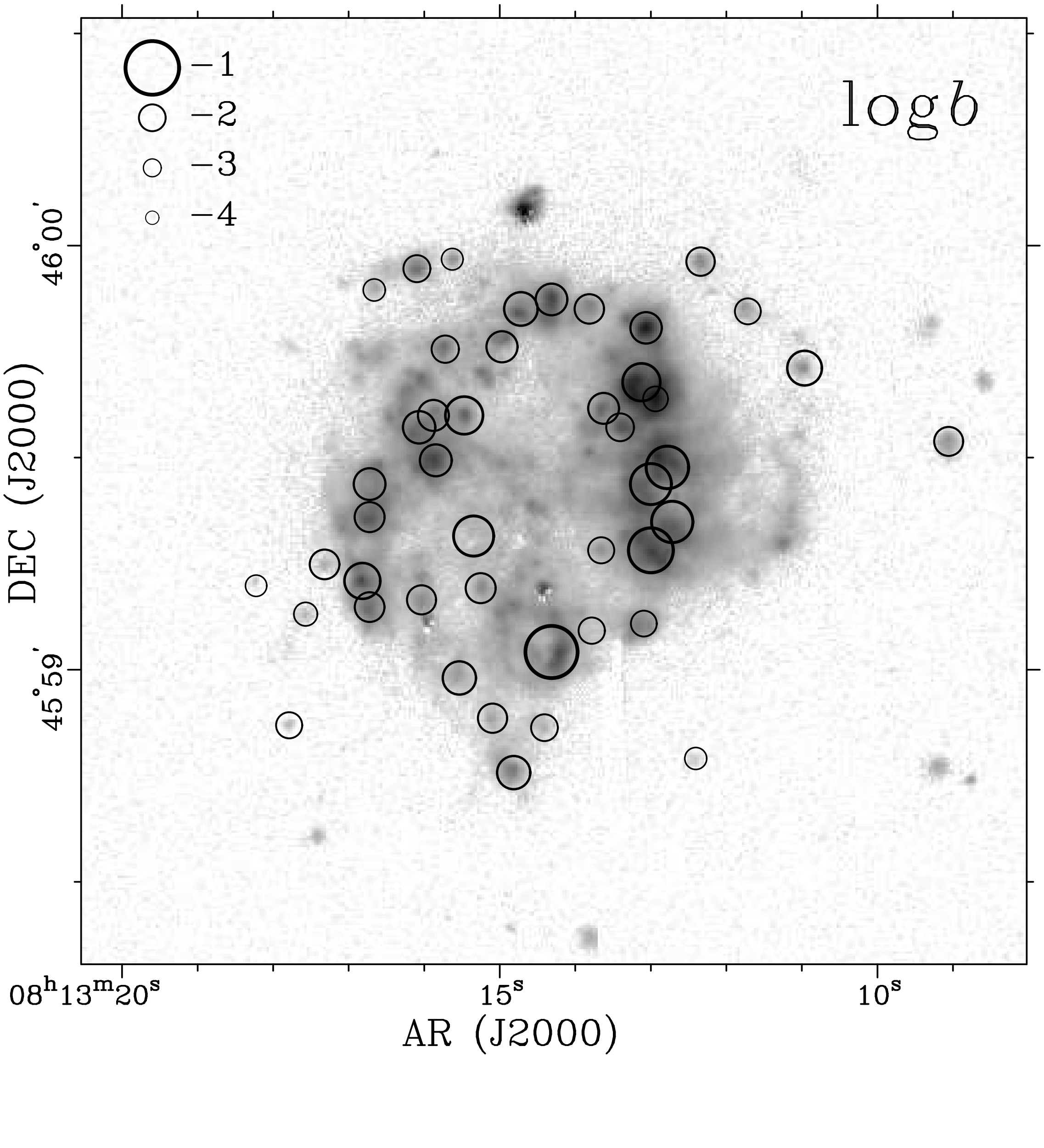
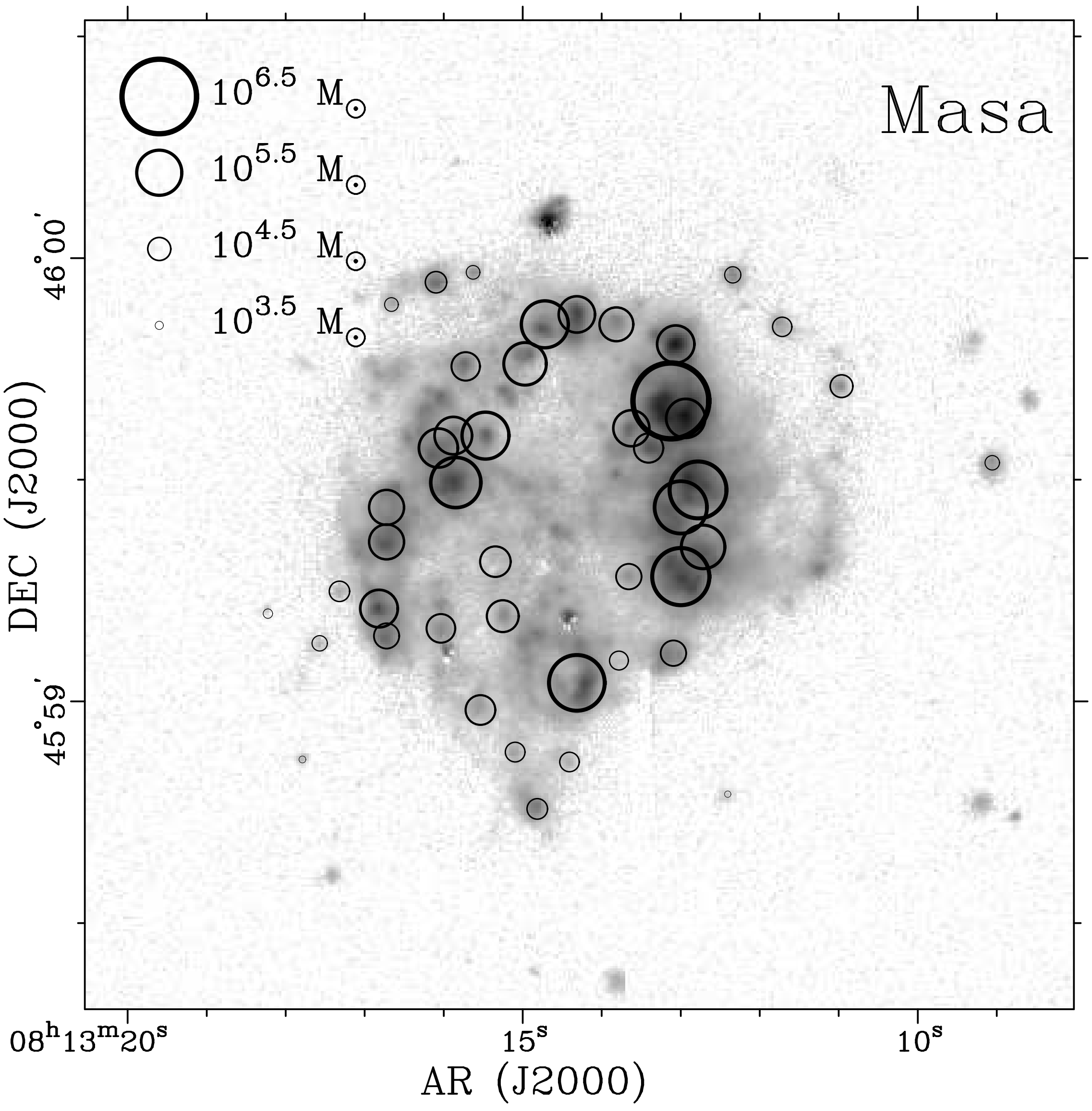


Figura 5.6: Distribución espacial de la masa estelar de las regiones de formación estelar empleando un código de símbolos de diferente tamaño sobre la imagen Hα de la galaxia. Los círculos de mayor tamaño indican regiones más masivas.



por Pagel et al. (1992) y Zamorano (1985). En primer lugar se consideran dos temperaturas, t y t_2 (expresadas en unidades de 10^4 K), que están relacionadas con dos regiones diferenciadas de la nebulosa. La temperatura t corresponderá a la región de O III y la t_2 a la región de O II, N II y S II. Definiendo

$$x = 10^{-4}\ n_{\rm e}\ t_2^{-1/2}, \tag{5.5}$$

se obtiene

$$t = 1.432\ \{\log R\ -\ 0.85\ +\ 0.03\log t\ +\ \log(1\ +\ 0.0433\,x\,t^{0.06})\}^{-1} \tag{5.6}$$

donde

$$R = \frac{[\text{O\,III}]\lambda 4959 + [\text{O\,III}]\lambda 5007}{[\text{O\,III}]\lambda 4363} \tag{5.7}$$

$$t_2^{-1} = 0.5\ (t^{-1}\ +\ 0.8). \tag{5.8}$$

Por otra parte, las abundancias químicas de los diferentes iones se obtienen aplicando las siguientes expresiones (Ecuaciones 5.9-5.13)

$$12+\log\frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^{+}} = \log\frac{[\text{OIII}]\lambda4959+[\text{OIII}]\lambda5007}{\text{H}\beta} + 6.174 + \frac{1.251}{t} - 0.55\log t$$
$$12+\log\frac{\text{O}^{+}}{\text{H}^{+}} = \log\frac{[\text{OII}]\lambda3727}{\text{H}\beta} + 5.890 + \frac{1.676}{t_2} - 0.40\log t_2 + \log(1+1.35\,x)$$
$$\log\frac{\text{O}^{+}}{\text{N}^{+}} = \log\frac{[\text{OII}]\lambda3727}{[\text{NII}]\lambda6548+[\text{NII}]\lambda6584} - 0.307 + \frac{0.726}{t_2} + 0.02\log t_2 + \log\frac{1+1.35\,x}{1+0.116\,x}$$
$$\log\frac{\text{O}^{++}}{\text{Ne}^{++}} = \log\frac{[\text{OIII}]\lambda4959+[\text{OIII}]\lambda5007}{\text{NeIII}\lambda3869} - 0.215 - \frac{0.355}{t} - 0.13\log t$$
$$12+\log\frac{\text{S}^{+}}{\text{H}^{+}} = \log\frac{[\text{SII}]\lambda6716+[\text{SII}]\lambda6731}{\text{H}\beta} + 5.423 + \frac{0.929}{t_2} - 0.28\log t_2 + \log(1+1.39\,x).$$

Las abundancias totales de oxígeno se obtiene sumando las abundancias de O^+ y O^{++} asumiendo que la abundancia de oxígeno neutro o en altos estados de ionización es prácticamente despreciable. La abundancia de N se obtiene suponiendo que la razón N/O es similar a la medida para los átomos una vez ionizados, N^+/O^+. Finalmente, la abundancia de Helio se puede derivar teniendo en cuenta los cocientes teóricos entre las diferentes líneas de recombinación del Hidrógeno y del Helio para unas mismas condiciones del gas. Así, las abundancias de helio una y dos veces ionizados, y^+ y y^{++}, se pueden deducir a partir de la intensidad de ciertas líneas de recombinación de He I y He II y de la línea Hβ, aplicando las siguientes relaciones

$$y^+ = 2.040\,t^{0.13}\,\frac{\text{He\,I}\lambda4471}{\text{H}\beta} \tag{5.14}$$

$$y^+ = 0.738\,t^{0.23}\,\frac{\text{He\,I}\lambda5876}{\text{H}\beta} \tag{5.15}$$

$$y^{+} = 2.580\, t^{0.25}\, \frac{\mathrm{He\,I}\lambda 6678}{\mathrm{H}\beta} \tag{5.16}$$

$$y^{++} = 0.084\, t^{0.14}\, \frac{\mathrm{He\,II}\lambda 4686}{\mathrm{H}\beta}. \tag{5.17}$$

En nuestro caso no se pudieron medir ni las abundancias y^{++} ni los flujos de líneas de azufre necesarias para determinar el icf (del inglés *ionization correction factor*) a partir del *radiation softness parameter* (Vilchez y Pagel 1988), por lo que hubo de asumirse que y=y^{+} (i.e. icf=1). Sin embargo, debido a la naturaleza metaestable del nivel de He I $2\,^3$S, es necesario además corregir las abundancias anteriores. De este modo, la fracción total en masa de Helio viene dada por

$$Y = 4\, y\, \frac{1 - 20\,(\mathrm{O/H})}{1 + 4\, y} \tag{5.18}$$

Un resumen de las densidades electrónicas, temperaturas y abundancias químicas obtenidas se proporciona en la Tabla 5.3.

Finalmente, se compararon los cocientes de líneas medidos con las predicciones de modelos de fotoionización. Los modelos utilizados fueron aquellos desarrollados por Martin (1997) a partir de las predicciones del programa CLOUDY. La abundancia de nitrógeno respecto a oxígeno utilizada fue log (N/O)=−1.5. La abundancia de carbono fue fijada teniendo en cuenta los resultados empíricos de Garnett et al. (1995). La abundancia de oxígeno frente a hidrógeno fue 0.2 $(\mathrm{O/H})_{\odot}$.

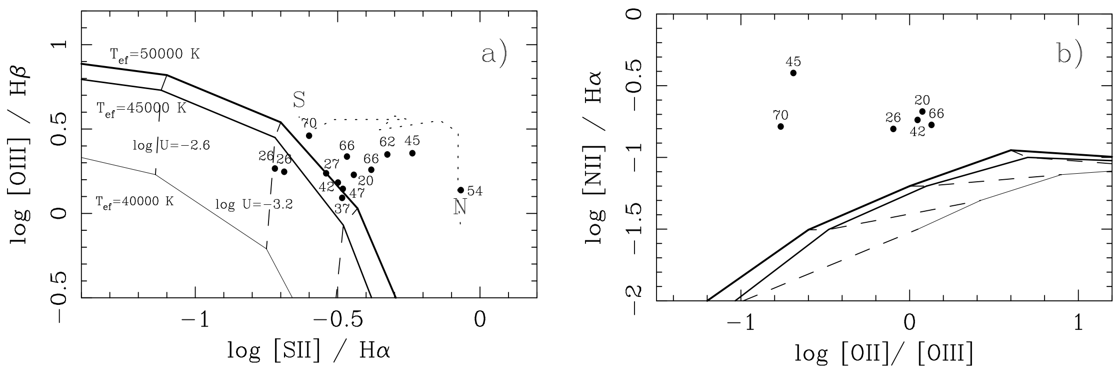
En la Figura 5.6 se representan diferentes cocientes de líneas de emisión, [O II]λ3727/[O III]λ5007, [O III]λ5007/Hβ, [N II]λ6584/Hα y [S II]$\lambda\lambda$6717,6731/Hα, corregidos de extinción, junto con las predicciones de los modelos. Se han dibujado aquellos modelos con temperatura efectiva en el intervalo de 40000 K a 50000 K y parámetros de ionización entre log U=−1.91 y log U=−4.60. Las líneas continuas unen puntos con la misma temperatura (*isotermas*) y diferentes parámetros de ionización entre log U=−1.91 y −4.60 a intervalos de U de factor 4.7, empleándose líneas progresivamente más gruesas para mayores temperaturas. Por su parte, la líneas discontinuas unen puntos de igual parámetro de ionización y diferente temperatura. En todos estos diagramas el parámetro de ionización crece de derecha a izquierda. En el caso de la Figura 5.6a se muestra también el cambio en los cocientes de intensidad de líneas a lo largo del eje mayor de la burbuja Mrk 86-B (véase la Secc. 6.2.2) de Norte a Sur.

Tal y como se sugiere en el trabajo de Martin (1997), la gran discrepancia observada entre los cocientes de líneas medidos y predichos por los modelos de fo-

Tabla 5.3: Resultado del diagnóstico del gas ionizado

#	n_{e} (cm^{-3})	T_{e} (K)	[O+/H]	[O++/H]4959	[O++/H]5007	[O++/H]	[O/H]	12+log [O/H]	$Z/Z_{\odot}$
26	100	10000	4.061(−5)	1.642(−5)	1.713(−5)	1.677(−5)	5.74(−5)	7.76	1/11
32	53	16300	5.570(−5)	1.737(−5)	1.822(−5)	1.780(−5)	7.35(−5)	7.87	1/9
42	100	14900	1.737(−5)	≥6.236(−6)	≥6.185(−6)	≥6.210(−6)	≥2.36(−5)	≥7.37	≥1/28
47	68	24250	–	4.668(−5)	5.274(−5)	4.971(−5)	–	–	–
52	10	10000	3.001(−5)	1.009(−5)	1.003(−5)	1.006(−5)	4.01(−5)	7.60	1/16
54	100	17600	–	–	5.199(−5)	5.199(−5)	–	–	–
66	200	10000	4.460(−5)	2.003(−5)	1.896(−5)	1.950(−5)	6.41(−5)	7.81	1/10
70	10	16700	1.752(−5)	1.412(−5)	1.659(−5)	1.536(−5)	3.29(−5)	7.52	1/20
	55	20300	–	–	–	–	–	–	–
	n_{e} (cm^{-3})	T_{e} (K)	[N+/H]	[O/N]	y+5876	y+6678	y+	y	Y
26	53	16300	8.724(−6)	6.6	0.121	0.089	0.105	0.105	0.296
32	100	14900	–	–	–	–	–	–	–
42	68	24250	1.816(−6)	13.0	0.120	–	0.120	0.120	0.324
47	10	10000	1.222(−5)	–	–	–	–	–	–
52	100	17600	–	–	–	–	–	–	–
54	200	10000	1.861(−5)	–	–	–	–	–	–
66	10	16700	2.978(−6)	21.5	0.100	0.115	0.108	0.108	0.301
70	55	20300	2.131(−6)	15.4	0.148	–	0.148	0.148	0.372

Figura 5.6: Cocientes de intensidad de las líneas de emisión para aquellas regiones con la extinción del gas medida. Se han representado las predicciones del modelo de fotoionización CLOUDY para temperaturas efectivas de 50000, 45000 y 40000 K y diferentes parámetros de ionización entre log U=−1.90 y −4.60. Las *líneas continuas* de esta figura conectan zonas con igual temperatura efectiva y distinto parámetro de ionización, siendo progresivamente más *gruesas* para temperaturas efectivas mayores. Por su parte, las *líneas discontinuas* unen regiones de distinta temperatura pero idéntico parámetro de ionización.



toionización indica la presencia de un mecanismo (o mecanismos) adicionales de excitación de las líneas. Esta diferencia no puede deberse a una menor metalicidad de las regiones de formación estelar, pues los modelos de menor metalicidad proporcionan diferencias aún mayores respecto a los cocientes medidos (véase Martin 1997). De la Figura 5.6 se deduce que la contribución de dicho mecanismo adicional es mayor en el caso de las regiones de formación estelar #45, #54 y #70. En el último caso, la anomalía en la medida de los cocientes es muy probablemente debida a la excitación por choques presente en las paredes de la burbuja Mrk 86-B. Por su parte, en la región #54 la discrepancia puede se debida a la contaminación de su emisión por el lóbulo norte de esta misma burbuja.

5.2.6 Comentarios sobre algunas regiones

#9, #10, #12, #22, #55, #57, #79, #84 y #85: Estas regiones se caracterizan por una intensa emisión Hα, siendo prácticamente indetectables en las bandas de

continuo.

En algunos casos (#9, #10, #12, #22, #55 y #57) estas regiones podrían ser pequeñas nubes de gas de alta densidad que están siendo fotoionizadas por cúmulos estelares distantes. En ese caso dichas regiones deberían estar situadas en regiones de emisión Hα difusa.

Por otro lado, en las primeras etapas de la evolución de un brote de formación estelar las anchuras equivalentes en Hα pueden llegar a ser del orden de 1000 Å. Así, aquellas regiones de formación estelar con baja fuerza de brote que se encontraran en dicho estadio evolutivo serían únicamente detectables por su emisión en Hα u [O III]λ5007. Este podría ser el caso de las regiones #79, #84 y #85.

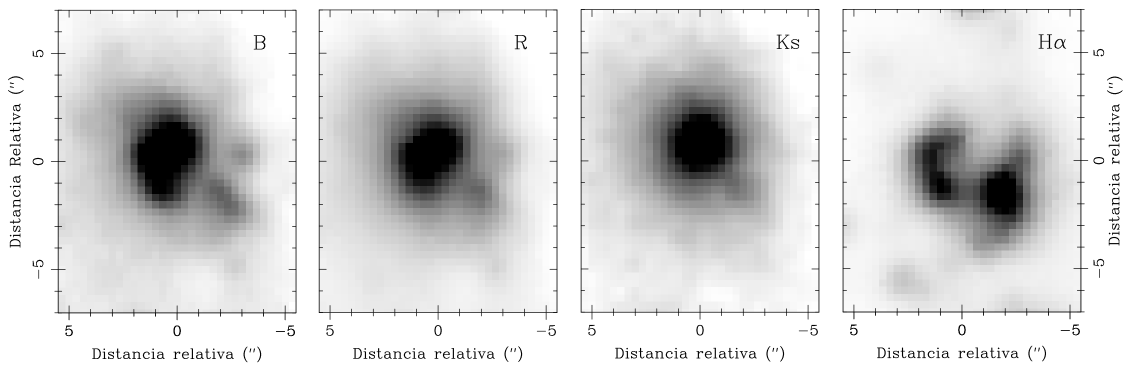
#26 y #27: Estas dos regiones forman una asociación masiva y de estructura muy compleja (Gil de Paz et al. 1999a; véase también el Capítulo 6). El modelo que proporciona un mejor ajuste a los colores y flujo Hα medidos en la región #26 corresponde a una edad de ∼10 Ma y una elevada fuerza de brote. Por otra parte, la región #27 aparenta ser un brote más joven (∼5 Ma) y con una fuerza de brote significativamente menor. El perfil de velocidad tan peculiar observado en estas regiones (Gil de Paz et al. 1999a) sugiere también la posibilidad de que esta asociación forme parte de un sistema estelar independiente que pudo haberse fusionado en el pasado con Mrk 86. A la vista de la Figura 5.7 no es sencillo establecer si la emisión Hα observada proviene de la fotoionización del cúmulo estelar #26, #27 o de ambos. Para este trabajo hemos asumido que los flujos Hα de estas regiones corresponden a las emisiones observadas al nordeste (región #26) y sudoeste (región #27; véase la Figura 2.12).

#42, #70 y #18: Estas regiones son, respectivamente, los precursores de las burbujas Mrk 86-A, Mrk 86-B y Mrk 86-C (véase la Secc. 6.2), respectivamente. Tal y como indican los resultados mostrados en la Tabla 5.2 estas regiones poseen propiedades bastante extremas, así, la región #70 posee la mayor fuerza de brote (exceptuando el *starburst* central) mientras que la región #18 es la más joven de todas las regiones estudiadas.

5.3 Componente *starburst*

Finalmente, se estudió la región clasificada por Papaderos et al. (1996a) como la componente *starburst* (véase la Figura 2.12). En las imágenes de continuo en bandas

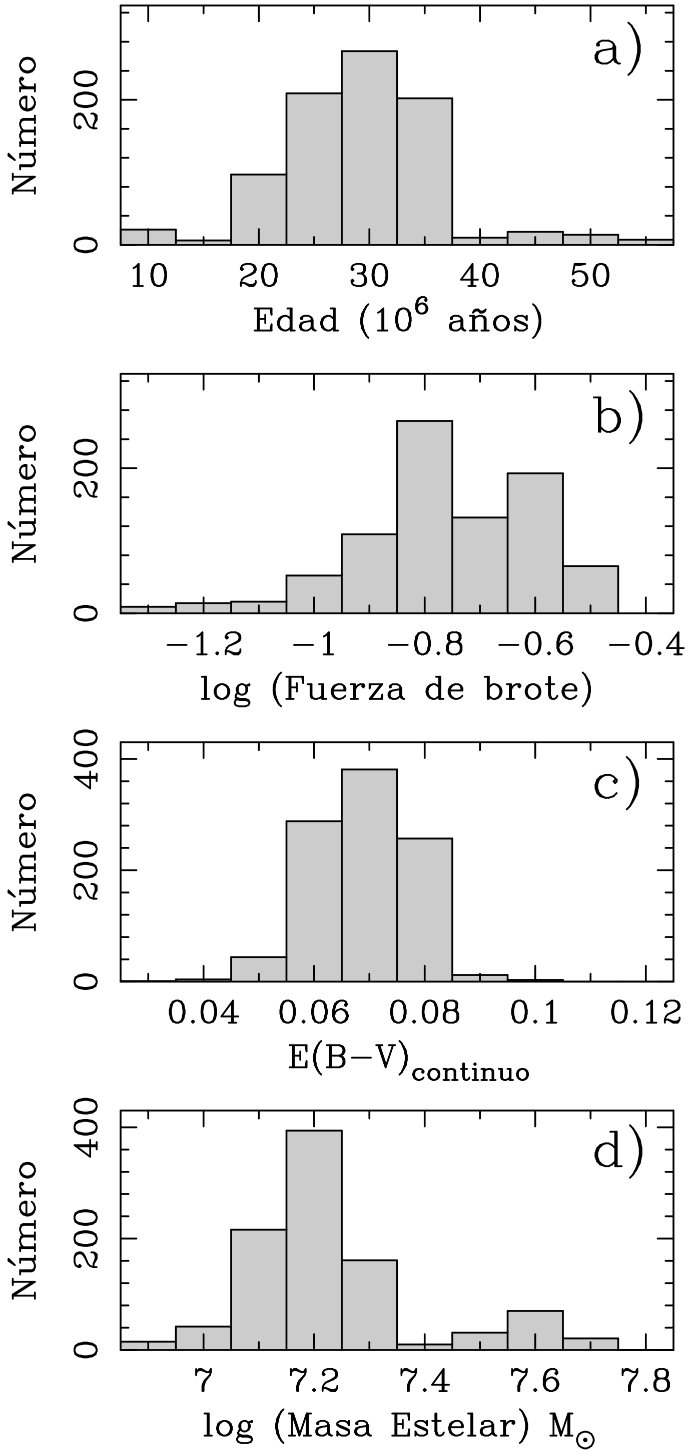
Figura 5.7: Regiones de formación estelar #26 y #27 en las bandas B, R, Ks y Hα. El Norte en esta imagen se sitúa arriba y el Este a la izquierda. La escala de la imágenes es 0.″33 pixel^{-1}. La sección mostrada representa aproximadamente una región de 0.5 kpc×0.6 kpc.



$BVRJHKs$ esta componente aparece como una región brillante y extensa situada en AR(J2000)=$8^{h}13^{m}14.^{s}69$ y DEC(J2000)=+45°59′21.″9. El color $B-R$ medido por Papaderos et al. (1996a) para esta región fue de 0.9^{m}, muy similar al color integrado medido en galaxias de tipo morfológico Scd e Im (Fukugita et al. 1995). Esto indica la existencia de una población estelar intermedia o de una población joven sobre una población estelar más evolucionada. Se midieron las magnitudes y colores medidos de esta región empleando la apertura representada en la Figura 2.12, que corresponde al contorno a 1 e-*folding* del máximo de emisión de esta región según se determinó con el programa COBRA. Las magnitudes y colores que se muestran en la Tabla 2.6 no están corregidos de extinción y la magnitud absoluta en banda R, M_R, se calculó substrayendo la contribución a la emisión procedente de la población subyacente. En la Secc. 2.3.3 se describen la aperturas empleadas para determinar los índices espectroscópicos dados en la Tabla 2.6.

A la hora de determinar las propiedades de esta componente estelar se compararon los colores medidos con las predicciones de los modelos desarrollados para el estudio de las propiedades de las regiones de formación estelar (véase la Secc. 5.2.2). En este caso, puesto que la región que pretendemos estudiar no muestra prácticamente emisión Hα, el término de anchura equivalente de Hα no fue incluido en la expresión del estimador de máxima verosimilitud.

Figura 5.8: Histogramas de frecuencia de edad (panel **a**), fuerza de brote (panel **b**), exceso de color en el continuo (panel **c**) y masa estelar (panel **d**) para la componente *starburst*. En el eje de ordenadas se representa el número de partículas de la simulación de Monte Carlo.



A causa de esta prácticamente nula emisión del gas ionizado, no se pudo determinar su extinción interna, por lo que el proceso de comparación llevado a cabo incluyó el cálculo del exceso de color del continuo estelar. Se muestrearon excesos de color en el intervalo 0.0-1.0$^{\mathrm{m}}$, siendo la extinción Galáctica para este objeto del orden de 0.05$^{\mathrm{m}}$. Así, para cada uno de los 10^3 puntos generados en el espacio de observables se determinó el exceso de color, edad, fuerza de brote y metalicidad que mejor reproducían los valores medidos. Debido al amplio intervalo espectral cubierto por nuestras observaciones fotométricas este método se mostró muy fiable a la hora de estimar todas y cada una de dichas propiedades.

Tras realizar esta comparación se obtuvieron tres cúmulos de soluciones en el espacio de edad, fuerza de brote, metalicidad, y en este caso además exceso de color, i.e. $(t,b,Z,E[B-V])$. Dos de estas tres soluciones mostraron probabilidades menores del 1 por ciento. Las distribución de propiedades para el cúmulo de soluciones restante se muestra en la Figura 5.8 donde se aprecia que la edad (panel **a**) del *starburst* es aproximadamente 30 Ma y la fuerza de brote (panel **b**) del 20 por ciento. Se observa así mismo que el exceso de color está muy claramente delimitado entre 0.06 y 0.08$^{\mathrm{m}}$ (panel **c**). La edad deducida concuerda perfectamente con la evidente ausencia de emisión Hα en esta región. En efecto, la anchura equivalente de Hα predicha por los modelos de síntesis evolutiva para una región con estas propiedades sería inferior a 2 Å para cualquier metalicidad.

A fin de confirmar los valores determinados a partir del análisis de los colores óptico-infrarrojos, se compararon también los valores obtenidos para los índices D_{4000}, Mg_2, anchura equivalente de Hδ, Fe5270 y Fe5406 con los predichos por los modelos. La medida de estos índices se llevó a cabo mediante el programa INDEXFITS distribuido dentro del paquete de reducción R$_{\mathrm{E}}$D$^{\mathrm{uc}}_{\mathrm{m}}$E (Cardiel et al. 1998; Cardiel 1999), tal y como se explicó en la Secc. 2.3.3 (véase también las Figuras 2.14 y 2.15).

Desafortunadamente, en el caso de los índices espectroscópicos, únicamente se pudo disponer de las predicciones para modelos de poblaciones estelares simples. Fue necesario, por tanto, obtener las expresiones para los índices de una población compuesta a partir de los índices individuales de sus poblaciones simples, su relación masa-luminosidad y la fuerza de brote relativa. De este modo, para el caso de un índice molecular como el de Mg_2 (véase Gorgas et al. 1993), el índice compuesto se puede obtener como

$$\mathrm{Mg}_2 = \mathrm{Mg}_{2,\mathrm{s}} - 2.5 \log \frac{1 + \frac{1-b}{b}\frac{MLR_\mathrm{s}}{MLR_\mathrm{u}} 10^{-0.4(\mathrm{Mg}_{2,\mathrm{u}} - \mathrm{Mg}_{2,\mathrm{s}})}}{1 + \frac{1-b}{b}\frac{MLR_\mathrm{s}}{MLR_\mathrm{u}}}, \tag{5.19}$$

donde $\mathrm{Mg}_{2,\mathrm{u}}$ y $\mathrm{Mg}_{2,\mathrm{s}}$ son, respectivamente, los índices espectroscópicos de las población estelar subyacente y del *starburst*, MLR_u y MLR_s sus relaciones masa-luminosidad en el continuo y b la fuerza de brote.

En el caso de un índice atómico (anchura equivalente de Hδ, Fe5270, Fe5406), el índice compuesto se puede escribir

$$\mathrm{EW(H}\delta) = \frac{(1-b)MLR_\mathrm{s}\mathrm{EW(H}\delta)_\mathrm{u} + b\ MLR_\mathrm{u}\mathrm{EW(H}\delta)_\mathrm{s}}{(1-b)MLR_\mathrm{s} + b\ MLR_\mathrm{u}} \tag{5.20}$$

donde $\mathrm{EW(H}\delta)_\mathrm{u}$ y $\mathrm{EW(H}\delta)_\mathrm{s}$ son, respectivamente, las anchuras equivalentes de la población subyacente y de la componente *starburst*.

Finalmente, el índice D_{4000} (Bruzual 1983; Gorgas et al. 1999), definido como

$$\mathrm{D}_{4000} = \frac{\int_{4250(1+z)}^{4050(1+z)} \lambda^2 f_\lambda d\lambda}{\int_{3750(1+z)}^{3950(1+z)} \lambda^2 f_\lambda d\lambda}, \tag{5.21}$$

y tras asumir que

$$\frac{\int_{4250(1+z)}^{4050(1+z)} \lambda^2 f_{\lambda,\mathrm{u}} d\lambda}{\int_{4250(1+z)}^{4050(1+z)} \lambda^2 f_{\lambda,\mathrm{s}} d\lambda} = \frac{1-b}{b}\frac{MLR_\mathrm{s}}{MLR_\mathrm{u}}, \tag{5.22}$$

donde $f_{\lambda,\mathrm{u}}$ y $f_{\lambda,\mathrm{s}}$ son los flujos por unidad de longitud de onda de la población subyacente y el *starburst* ($f_\lambda = f_{\lambda,\mathrm{u}} + f_{\lambda,\mathrm{s}}$), se obtiene la siguiente expresión para el índice D_{4000} de una población compuesta,

$$\mathrm{D}_{4000} = \frac{(1-b)MLR_\mathrm{s} + b\ MLR_\mathrm{u}}{(1-b)MLR_\mathrm{s}(\frac{1}{\mathrm{D}_{4000,\mathrm{u}}}) + b\ MLR_\mathrm{u}(\frac{1}{\mathrm{D}_{4000,\mathrm{s}}})}. \tag{5.23}$$

La relaciones masa-luminosidad en el continuo utilizadas en el caso del índice Mg_2, EW(Hδ) y D_{4000} fueron las correspondientes a la banda B de Johnson. Su valor, respectivamente para la población subyacente y la población joven (MLR_u y MLR_s), fue de 3.436 y 0.084 $\mathrm{M}_\odot/\mathrm{L}_{B,\odot}$ (BC96 para Z=2/5 $\mathrm{Z}_\odot$), usando $M_{B,\odot}$=5.51 (Worthey 1994). Por su parte, el caso de los índices de hierro se utilizó la luminosidad predicha en banda V, $MLR_{\mathrm{u},V}$=2.80 $\mathrm{M}_\odot/\mathrm{L}_{V,\odot}$ y $MLR_{\mathrm{s},V}$=0.0147 $\mathrm{M}_\odot/\mathrm{L}_{V,\odot}$ para Z=2/5 $\mathrm{Z}_\odot$ y considerando $M_{V,\odot}$=4.84 (Worthey 1994).

Usando estas expresiones y los valores de los índices y las correspondientes relaciones masa-luminosidad predichas por los modelos para las poblaciones simples

Tabla 5.4: Predicciones para los índices espectroscópicos de una población estelar compuesta y comparación con los observados (rendija #4b) en el caso de la componente *starburst*.

Metalicidad del starburst: Z=2/5 $Z_\odot$

	Subyacente	*starburst*	Compuesta		Observada
			b=0.2	b=0.1	
Mg_2	0.186	0.042	0.054	0.066	0.06
EW(Hδ)(Å)	2.91	6.18	5.89	5.59	6.0
D_{4000}	2.01	1.14	1.19	1.24	1.38
Fe5270(Å)	2.508	0.625	0.95	1.23	1.20
Fe5406(Å)	1.369	0.371	0.54	0.69	0.74

Metalicidad del starburst: Z=1/5 $Z_\odot$

	Subyacente	*starburst*	Compuesta		Observada
			b=0.2	b=0.1	
Mg_2	0.186	0.035	0.048	0.062	0.06
EW(Hδ)(Å)	2.91	6.43	6.11	5.78	6.0
D_{4000}	2.01	1.16	1.21	1.26	1.38
Fe5270(Å)	2.508	0.723	1.03	1.29	1.20
Fe5406(Å)	1.369	0.374	0.54	0.69	0.74

se obtienen los resultados mostrados en la Tabla 5.4. Los valores obtenidos son muy similares a los medidos para esta componente. Sin embargo, puesto que la región cubierta por la rendija #4b y por la apertura donde se midieron los colores son diferentes, la fuerza de brote que se obtiene a partir de los índices medidos es ligeramente inferior (b=10 por ciento) a la deducida para los colores. Es necesario puntualizar que las posibles diferencias existentes en la normalización de estos índices entre los modelos de BC96 respecto a los medidos para este trabajo pueden introducir pequeños errores sistemáticos que permiten únicamente hacer un análisis cualitativo.

Es claro, sin embargo, tanto a partir de análisis de los colores óptico-infrarrojos como los índices espectroscópicos, que la componente *starburst* está constituida por un brote de formación estelar de unos 30 Ma de edad superpuesto a una población estelar evolucionada con una fuerza de brote del 20 por ciento. Usando la relación masa-luminosidad predicha para la población estelar compuesta, la fuerza de brote deducida de los colores, y la magnitud absoluta medida dentro de la apertura correspondiente se deduce que la masa estelar total de dicho brote sería de $1.5\times10^7\,M_\odot$. Este valor se obtuvo utilizando un factor f de 0.619 (61.9 por ciento) deducido del mismo modo que para las regiones de formación estelar reciente (véase la Secc. 5.2.2).

5.4 Conclusiones

A lo largo de este capítulo se han analizado las propiedades de tres poblaciones estelares diferenciadas:

- La población subyacente, que muestra un perfil de brillo exponencial, perfiles de color planos, una edad de entre 5 y 9×10^9 años y una relación masa-luminosidad aproximada de $0.87\,M_\odot/L_{K,\odot}$ en la banda K.
- Las regiones de formación estelar, con edades entre 5 y 13 millones de años, fuerzas de brote del orden del 1 por ciento y bajas metalicidades para el gas ionizado ($1/10$-$1/20\,Z_\odot$).
- La componente *starburst*, situada en las regiones centrales de la galaxia y que posee una edad de 30 Ma, una fuerza de brote del 20 por ciento y una masa estelar total de $1.5\times10^7\,M_\odot$.