



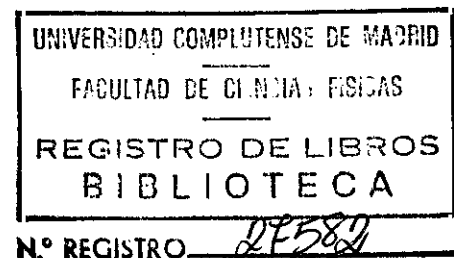
TI-2000/5

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

CINEMÁTICA Y POBLACIONES ESTELARES EN GALAXIAS COMPACTAS AZULES

Dirigido por:
D. Jaime Zamorano Calvo
Profesor Titular
Universidad Complutense de Madrid

Memoria presentada por
D. Armando Gil de Paz
para aspirar al grado de
Doctor en Ciencias Físicas
Madrid, Abril de 2000



N.º REGISTRO 21582

A mi familia, a mis amigos, y a Carmen

*La bóveda celeste bajo la cual vagamos, es a la linterna
mágica lo que el sol a la lámpara.
Y el mundo es el telón donde vacilan nuestras imágenes.
"Rubaiyat", Omar Khayyam (?-1125).*

Índice General

Índice	i
Agradecimientos	vii
Prefacio	xi
1 Introducción: Las galaxias BCD	1
1.1 Propiedades generales	1
1.2 Galaxias BCD en Cosmología	6
1.3 Población estelar subyacente en BCDs	9
1.4 Vientos colectivos de supernova	12
1.5 Materia oscura en galaxias enanas	14

1.6	Mrk 86	18
2	La galaxia BCD Mrk 86: Observaciones	21
2.1	Observaciones	21
2.1.1	Imágenes ópticas	21
2.1.2	Imágenes infrarrojas	23
2.1.3	Espectroscopía óptica	24
2.1.4	Espectroscopía ultravioleta	25
2.1.5	Interferometría Fabry-Pérot	26
2.2	Reducción y calibración de las observaciones	27
2.2.1	Imágenes ópticas	27
2.2.2	Imágenes infrarrojas	29
2.2.3	Espectroscopía óptica	34
2.2.4	Interferometría Fabry-Pérot	40
2.3	Análisis	47
2.3.1	Perfiles de brillo superficial y color	47
2.3.2	Regiones de formación estelar	50
2.3.3	Componente <i>starburst</i>	60
3	Modelos de síntesis evolutiva	67
3.1	Modelos de Bruzual y Charlot (1996)	67
3.2	Contribución del continuo nebuloso y las líneas de emisión	69
3.2.1	Continuo nebuloso	69
3.2.2	Líneas de emisión	69
3.3	Predicciones de los modelos	71
3.3.1	Colores óptico-infrarrojos	71
3.3.2	Anchura equivalente y luminosidad H α	71
3.3.3	Comparación con Alonso-Herrero (1995)	72

3.4	Comparación entre datos y modelos	73
4	Aplicación a una muestra de galaxias UCM	77
4.1	Exploración de la Universidad Complutense de Madrid (UCM)	77
4.2	Observaciones	81
4.2.1	Observaciones infrarrojas	81
4.2.2	Observaciones en banda Gunn- r	87
4.2.3	Magnitudes y colores en bandas rJK	89
4.2.4	Observaciones espectroscópicas	90
4.2.5	Valores medios para los colores y EW($H\alpha$)	98
4.3	Complejidad de la muestra seleccionada	100
4.4	Muestra de referencia	102
4.5	Imágenes finales de las galaxias.	103
4.6	Comparación entre datos y modelos	116
4.6.1	Diagramas color-color y color-EW($H\alpha$)	116
4.6.2	Estimador de máxima verosimilitud	119
4.7	Análisis del espacio de resultados	122
4.8	Fuerza de brote y edad de los brotes de formación estelar	125
4.9	Masa estelar	131
4.10	Tasa de formación estelar total y específica	133
4.11	Masa estelar vs. masa dinámica	140
4.12	Masa estelar vs. masa de Hidrógeno neutro	142
4.13	Conclusiones	144
5	La galaxia BCD Mrk 86: Poblaciones estelares	149
5.1	Población estelar subyacente	149
5.1.1	Perfiles de brillo y color	149
5.1.2	Edad, metalicidad y relación masa-luminosidad	150

5.2	Regiones de formación estelar	151
5.2.1	Tamaños y luminosidades	151
5.2.2	Comparación con los modelos	154
5.2.3	Distribuciones espectrales de energía	157
5.2.4	Edad, fuerza de brote y masa estelar	163
5.2.5	Diagnóstico del gas ionizado	164
5.2.6	Comentarios sobre algunas regiones	172
5.3	Componente <i>starburst</i>	174
5.4	Conclusiones	179
6	La galaxia BCD Mrk 86: Cinemática	181
6.1	Campo de velocidad global	181
6.1.1	Espectroscopía de rendija	181
6.1.2	Observaciones Fabry-Pérot	184
6.1.3	Perfil de densidad de masa de la galaxia	185
6.1.4	Distribución espacial del gas ionizado	192
6.2	Burbujas de gas neutro en expansión	193
6.2.1	Mrk 86-A	202
6.2.2	Mrk 86-B	203
6.2.3	Mrk 86-C	208
6.3	Conclusiones	210
7	Historia de la formación estelar en Mrk 86	213
7.1	Formación estelar reciente en Mrk 86	214
7.2	Formación estelar en Mrk 86 hace 30 Ma	219
7.3	Formación estelar en el pasado	222
8	Conclusiones y proyectos futuros	227
8.1	Conclusiones finales	228

8.2	Líneas de investigación futura	230
8.2.1	Población estelar subyacente en galaxias compactas azules . .	230
8.2.2	Imágenes multibanda y Fabry-Pérot de una muestra de galaxias BCD	231
8.2.3	Estudio de cúmulos globulares jóvenes en Mrk 86	231
8.2.4	Estudio de la muestra UCM en la banda <i>B</i>	233
A	Métodos Estadísticos	235
A.1	Método de Monte Carlo	235
A.2	Análisis de <i>Clustering</i>	236
A.3	Análisis de la Componente Principal (PCA)	238
B	Programa de fotometría COBRA	245
B.1	Procedimiento de ajuste de los perfiles	246
B.2	Determinación de los tamaños	247
B.3	Medida de flujos y colores	249
	Bibliografía	251

Agradecimientos

La memoria presentada es fruto del trabajo realizado con gran satisfacción en el Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera a lo largo de algo más de cuatro años. Para que este trabajo saliera adelante ha sido necesaria la ayuda y comprensión de gran número de personas, más de las que probablemente soy capaz de recordar.

En primer lugar quisiera agradecer la inmensa ayuda proporcionada por mi director, Dr. Jaime Zamorano Calvo, en las largas horas de trabajo en común, discusiones, sugerencias, comprensión, etcétera. Trabajar bajo su supervisión ha sido desde el primer momento un placer, habiéndome proporcionado durante todos estos años su confianza y dedicación, tanto en su papel de jefe como de amigo.

Por supuesto, me gustaría agradecer la ayuda inestimable del Dr. Jesús Gallego sin cuya ayuda y perseverancia no hubiera sido posible todo este trabajo. Gracias a su consejo llegué a darme cuenta de la forma en la que se debe trabajar en ciencia.

Al Dr. Alfonso Aragón Salamanca por haberme enseñado lo que es el rigor científico y por haberme ayudado tanto para que gran parte del trabajo de esta tesis

saliera adelante. Gracias también por haberme acogido en el Instituto de Astronomía de Cambridge durante mis dos meses de estancia en este centro y por haberme invitado a un fructífero mes de trabajo en el observatorio de Tonantzintla (Méjico). A la Dra. Almudena Alonso Herrero, por los valiosos consejos proporcionados para mejorar la calidad de este trabajo. Gracias también por acogerme tan amablemente en su casa durante mi estancia en el Observatorio Steward.

Me gustaría agradecer a todos los miembros del Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera la ayuda y aliento que me han brindado durante estos cuatro años de trabajo de tesis. En particular, agradezco al Prof. Dr. Manuel Rego, como director del Departamento de Astrofísica en el momento de comenzar esta tesis, por haberme admitido y haber puesto a mi disposición todos los medios del departamento. Gracias especialmente a Nicolás Cardiel por la ayuda prestada en diferentes aspectos a lo largo de todos estos años. Gracias también al resto de profesores del departamento por su inestimable ayuda, Dra. María José Fernández Figueroa, Dra. Elisa de Castro, Dr. Manuel Cornide, Dr. Javier Gorgas, Dr. David Montes, al personal laboral, Enrique, Sara, M. Ángeles, Rosa, y a los doctorandos, a los cuales deseo lo mejor, Cesar Enrique García Dabó, Javier Cenarro, Sergio Pascual, Marta Cordero, Santos Pedraz, Pablo Pérez, Almudena Latorre, Patricia Sánchez, Javier López, Mari Cruz Gálvez, Ángel Serrano. Gracias también a Adeline Poncet, Jorge Sanz y Juan Carlos Vallejo por el tiempo que compartimos juntos. Me gustaría agradecer especialmente a Cesar Enrique García Dabó y Javier Cenarro su apoyo, su amistad y su complicidad durante todos estos años.

Me gustaría dar las gracias también a ese gran número de anónimos astrónomos y programadores que facilitan tanto el trabajo de los investigadores, mediante el desarrollo, en muchos casos desinteresado, de herramientas cada vez mas potentes y catálogos astronómicos cada vez mas completos y de fácil acceso. Gracias también al personal de los centros de investigación que visité a lo largo de estos años, al personal del Observatorio de Calar Alto, Roque de los Muchachos, KPNO, Instituto de Astronomía de Cambridge, Instituto de Óptica, Astrofísica y Electrónica de Tonantzintla y Observatorio Steward.

Muchas gracias a todos mis amigos de dentro y fuera del mundo de la Astrofísica, Carmen, Quique, Cenarro, Raúl, Arancha, Luis, Victor, Elena, Nuria, Gary, Almudena, Raquel, Mar, Esther, Paco, Juan Carlos, Silvia Pantoja, Silvia Santalla, Javi, Isaac, Pablo, Sergio, David, Emilio, Nieves, Carolina, Alfonso, Juan Antonio, ...

Gracias a Quique, Javier, Arancha y Luis por los ratos en familia, y a Diana. A Raúl, Almudena, Esther y Gary por las risas, los ratos de ocio y muchas más cosas. A Nuria, Raquel y Mar por su amistad. A Pablo y Sergio por las noches de mal tiempo en Calar Alto. A Javi, Silvia Pantoja y Silvia Santalla, Paco, Juan Carlos, Isaac y Alfonso por todos los buenos ratos compartidos. A Emilio, Nieves y David por haberme tratado siempre tan bien y haberme demostrado su cariño. A Carolina porque siempre confió mucho en mí y a Elena y Victor por ser tan buenos conmigo, gracias a todos.

Y por último, aunque no por menos importante, sino por todo lo contrario, me gustaría agradecer a mi familia y en especial a mis padres el haberme ayudado en los malos momentos y haber disfrutado conmigo de los buenos. Y a Carmen, por su comprensión, su amor, su cariño y su paciencia. A todos vosotros, gracias.

Madrid, Abril de 2000

Prefacio

El importante desarrollo en la instrumentación acaecido durante los últimos años, junto con la puesta en funcionamiento de los telescopios de la clase de 8 y 10 metros y del telescopio espacial Hubble (HST), han evidenciado la existencia de una extensa población de galaxias compactas azules a altos desplazamientos al rojo. Las propiedades de estos objetos, (1) altas tasas de formación estelar actual, (2) relativamente bajo contenido en hidrógeno neutro y (3) la presencia de una población estelar subyacente de forma generalizada, así como, su evolución con el desplazamiento al rojo, indican que han debido sufrir una historia de formación estelar episódica, con intensos eventos de formación estelar seguidos de largos períodos quiescentes caracterizados por una muy baja actividad de formación de estrellas.

Sin embargo, estos resultados se han basado generalmente en estudios estadísticos realizados sobre un gran número de objetos y en los que no se abordaba en profundidad la historia evolutiva individual de cada uno ellos. Este *modus operandi* ha dejado sin responder un gran número de cuestiones referentes (1) a los mecanismos

responsables de la regulación de la formación estelar y (2) a los efectos de dicha formación estelar sobre la posterior evolución fotométrica, química y dinámica de estas galaxias.

A lo largo de este trabajo de tesis doctoral he abordado el estudio detallado de uno de estos objetos, Mrk 86, empleando imágenes en diferentes banda ópticas e infrarrojas así como observaciones de espectroscopía óptica e interferometría Fabry-Pérot. Nuestro principal objetivo ha sido determinar las propiedades de las diferentes poblaciones estelares a fin de conocer su historia de formación estelar y los mecanismos responsables de la propagación y regulación de dicha formación estelar. Por último, a partir del perfil de masa de este objeto y del campo de velocidad radial medido, hemos determinado la geometría y distribución del gas ionizado y por tanto de las regiones formación estelar más reciente.

Uno de los elementos que en mayor medida puede determinar la fiabilidad de los resultados en el análisis de las poblaciones estelares de una galaxia es el procedimiento empleado para comparar las magnitudes observadas con las predicciones de los modelos de síntesis evolutiva, amén de disponer de unos modelos suficientemente realistas. En este trabajo se desarrolló un procedimiento de análisis novedoso y muy eficaz basado en la combinación de simulaciones de Monte Carlo con un estimador de máxima verosimilitud, análisis de agrupamiento (*clustering*) y análisis de la componente principal (PCA).

En una primera fase se estudiaron las propiedades de un total de 67 galaxias con formación estelar pertenecientes a la exploración de la Universidad Complutense de Madrid (UCM). El análisis de los colores óptico-infrarrojos y anchuras equivalentes de la línea $H\alpha$ en emisión nos permitió deducir las fuerzas de brote, edades de la formación estelar y masa estelar total de estos objetos, así como optimizar el procedimiento de análisis que se emplearía posteriormente en el estudio de la galaxia compacta azul Mrk 86.

En el Capítulo 1 se introducen las principales propiedades de las galaxias compactas azules, describiéndose las observaciones de la galaxia Mrk 86 a lo largo del Capítulo 2. En el Capítulo 3 se describen los modelos de síntesis evolutiva desarrollados, y en el Capítulo 4 los resultados de la aplicación del procedimientos de comparación desarrollado a una muestra de galaxias UCM. Los Capítulos 5 y 6 están dedicados, respectivamente, a la presentación de los resultados sobre las poblaciones estelares y cinemática de la galaxia compacta azul Mrk 86. Una interpretación

global y discusión sobre estos resultados se da en el Capítulo 7. Finalmente, en el Capítulo 8 se presentan las conclusiones finales y proyectos futuros relacionados con este trabajo de tesis doctoral.

Así mismo, se incluyen el Apéndice A, dedicado a la descripción detallada de los métodos estadísticos empleados dentro del procedimiento de comparación entre modelos y observables, y el Apéndice B, que explica las características del programa de fotometría de campos saturados de objetos desarrollado para este trabajo.

Introducción: Las galaxias compactas azules

1.1 Propiedades generales

Los primeros trabajos dedicados al estudio de las galaxias compactas fueron los de Haro (1956) y Zwicky (1971; listas I y II del catálogo "*Compact Galaxies and Compact Parts of Galaxies, Eruptive and Post-eruptive Galaxies*"). Las propiedades de dos de los objetos de este catálogo, I Zw 18 y II Zw 40, analizadas por Zwicky (1966), Sargent (1970), Sargent y Searle (1970), Chamaraux, Heidmann y Lauqué (1970) y Searle y Sargent (1972), ponían de manifiesto que nos encontrábamos ante un nuevo tipo de galaxias. Estos objetos, y otros que se encontraron posteriormente (véase el trabajo de O'Connell, Thuan y Goldstein (1978) sobre II Zw 70), poseían tamaños, luminosidades, colores y espectros ópticos similares a los de algunas regiones H II observadas en galaxias espirales tardías. Sin embargo, aunque sus desplazamientos al rojo indicaban claramente su naturaleza extragaláctica, estos objetos aparecían aislados. En la Figura 1.1 se muestran los espectros ópticos de I Zw 18 y II Zw 40 (I Zw 0930+55 y II Zw 0553+03 en la figura, respectivamente) obtenidos por Sargent y Searle (1970) con el escáner multicanal del telescopio Hale junto con el de la

región H II NGC 5471 en M101.

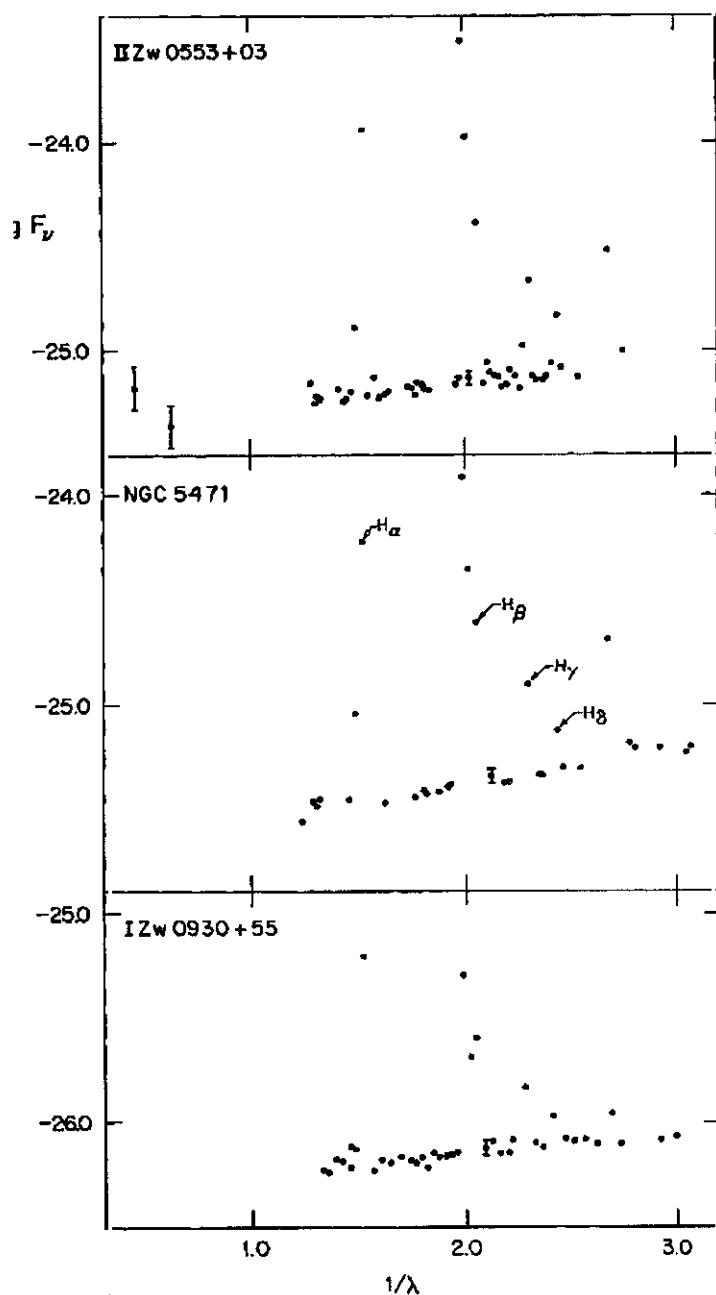
A la vista de estas propiedades, dichos objetos comenzaron a denominarse "regiones H II extragalácticas". Con posterioridad se emplearon otras denominaciones, galaxias H II (*H II-galaxies*; por presentar espectros ópticos similares de los de las regiones H II galácticas), galaxias compactas azules (BCG, *Blue Compact Galaxies*), galaxias enanas con líneas de emisión (*dwarf-ELGs*, *dwarf Emission-Line Galaxies*), galaxias enanas con formación estelar violenta (*dwarf-VSFGs*, *dwarf Violent Star-Forming Galaxies*), dependiendo del aspecto de su naturaleza que se quisiera enfatizar (véase el trabajo de Campos-Aguilar, Moles y Masegosa 1993). A lo largo de este trabajo utilizaremos el término "Galaxias Compactas Azules" (BCG, *Blue Compact Galaxies*; o BCD, *Blue Compact Dwarfs*) para referirnos a aquellas galaxias con magnitud absoluta en banda *B* mayor que -18 , espectro óptico con líneas de emisión intensas y tamaños físicos del orden o menores de 1 kpc. Estos criterios son similares a los definidos por Thuan y Martin (1981; véase también Papaderos et al. 1996a, 1996b; Krüger et al. 1995).

En dicho trabajo, Thuan y Martin (1981) dedujeron, a partir de observaciones radio de la línea de 21 cm en un total de 115 galaxias BCD, que el contenido en hidrógeno neutro en estos objetos era de 10^8 - $10^9 M_{\odot}$. Este resultado vino a confirmar lo sugerido por Searle y Sargent (1973) y Huchra (1977a, 1977b), quienes sugirieron que debido al alto ritmo de formación de estrellas deducido para estos objetos (véase, e.g. Fanelli, O'Connell y Thuan 1988) y su comparativamente bajo contenido en hidrógeno neutro, la formación estelar no puede haberse mantenido al ritmo actual durante más de 10^9 años, sin haber aumentado además su metalicidad.

A este respecto, Searle y Sargent (1973) plantearon que, o bien estas galaxias son objetos realmente jóvenes donde se están formando estrellas por primera vez, o bien presentan épocas de intensa formación estelar (10^7 años), seguidas de largos períodos quiescentes (1 - 3×10^9 años). Existen dos formas de abordar este problema, (1) a partir del estudio de las propiedades y la densidad de estas galaxias para diferentes desplazamientos al rojo (véase la Secc. 1.2), y (2) mediante la detección o no de una población estelar evolucionada o de edad intermedia (véase la Secc. 1.3).

En cuanto al contenido en hidrógeno molecular, Young y Knezek (1989) y Thronson et al. (1989) demostraron que el cociente $M(H_2)/M(HI)$ disminuía de las galaxias de primeros a las de últimos tipos, siendo de 4.0 ± 1.9 para los tipos S0/Sa y de aproximadamente 0.2 ± 0.1 para las galaxias Sc/Sm. Sage et al. (1992)

Figura 1.1: Espectros de I Zw 18 (I Zw 0930+55) y II Zw 40 (II Zw 0553+03) comparados con el de la región H II NGC 5471 de M101 obtenido con el escáner multicanal del telescopio Hale. El ancho de banda empleado fue de 40 \AA a longitudes de onda menores de 6000 \AA y de 80 \AA a longitud de onda mayores. Los datos fueron corregidos de extinción Galáctica (Figura 1 de Sargent y Searle 1970).

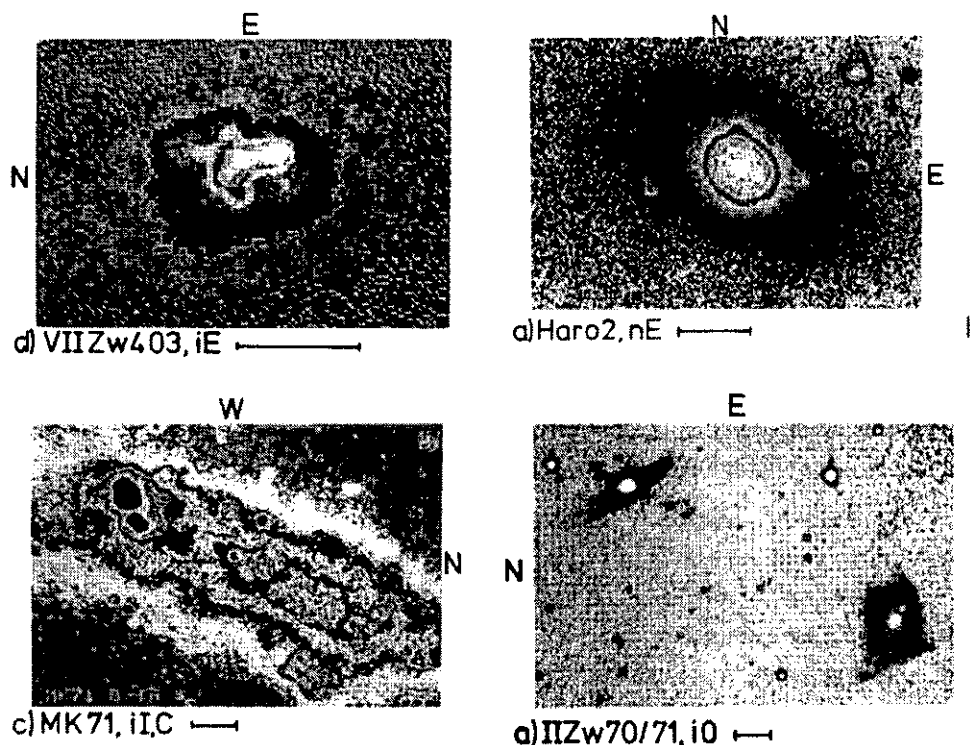


obtuvieron un cociente medio para una muestra de 11 BCDs de 0.2 ± 0.1 , mientras que Israel, Tacconi y Baas (1995), estudiando una muestra de 25 galaxias enanas, encontraron que el valor medio de este cociente era un orden de magnitud menor ($M(\text{H}_2)/M(\text{H I}) \simeq 0.01$) que en las galaxias espirales de últimos tipos. Esta diferencia puede deberse a que en el trabajo de Sage et al. (1992) únicamente se tuvieron en cuenta aquellas galaxias con emisión confirmada en CO (transiciones $J=1 \rightarrow 0$ ó $J=2 \rightarrow 1$).

Respecto de las propiedades estructurales, Loose y Thuan (1985) realizaron una primera clasificación morfológica de estos objetos atendiendo a la forma de isofotas más externas y a la distribución de la formación estelar dentro de la superficie óptica de la galaxia. Estos autores subdividieron las galaxias BCD en 4 clases diferentes, iE, nE, iI y iO.

- **Tipo iE:** Esta subclase de galaxias BCD, en la que se incluye Mrk 86 (véase la Secc. 1.6), presentan un gran número de regiones de formación estelar, con isofotas muy irregulares en las zonas centrales de la galaxia. Las isofotas exteriores son elípticas o circulares y muy regulares. Las regiones de formación estelar más intensa suelen coincidir o estar cercanas al centro de estas isofotas más externas. Ejemplos de este tipo de galaxias son Mrk 209, VII Zw 403, Haro 14, Haro 18, Mrk 600 y Mrk 314.
- **Tipo nE:** Estas galaxias se caracterizan un núcleo muy definido donde se concentra la mayor parte de la formación estelar. Las isofotas externas son también elípticas o circulares. Entre este tipo de galaxias se encuentran Haro 1, Haro 2, III Zw 102 y Haro 20.
- **Tipo iI:** En este tipo de galaxias compactas el brote de formación estelar más importante se encuentra muy desplazado respecto al centro de las isofotas externas, que además muestran importantes irregularidades. Dentro de este tipo de galaxias existe una subclase denominada "galaxias cometarias" (del inglés *cometary galaxies*; Markarian 1969), clasificadas por Loose y Thuan (1985) como tipo iI,C, en las cuales la región de formación estelar más prominente se sitúa en un extremo de la extensión óptica de la galaxia. I Zw 115 es un buen ejemplo de galaxia tipo iI, mientras que Mrk 59, Mrk 71 y Arp 262 se englobarían dentro del subtipo iI,C.
- **Tipo iO:** Dentro de esta categoría se englobarían aquellos objetos que no

Figura 1.2: Clasificación morfológica de las galaxias BCD. Tipo iE (VII Zw 403, *izquierda arriba*), tipo nE (Haro 2, *derecha arriba*), tipo iI,C (Mrk 71, *izquierda abajo*) y tipo iO (II Zw 70, *derecha abajo*) (imágenes extraídas de Loose y Thuan 1985).



presentan halo de bajo brillo superficial, sino simplemente una o dos regiones de formación estelar. Un ejemplo de este tipo de objetos es II Zw 70.

En la Figura 1.2 se muestran algunos ejemplos de estos tipos de galaxias BCD, VII Zw 403 (tipo iE), Haro 2 (tipo nE), Mrk 71 (tipo iI,C) y II Zw 70 (tipo iO).

Posteriormente, Diehl, Fricke y Loose (1990; véase también Diehl 1988) realizaron un análisis detallado de los perfiles de brillo superficial de estas galaxias. Tras estudiar diferentes tipos de ajuste estos autores encontraron que los perfiles de brillo superficial en banda B de estos objetos podían ajustarse empleando tres componentes,

$$\mu_B(R^*) = -2.5 \times \log \{ I_0 \times e^{-(R^*/a_0)^2} + I_1 \times e^{-(R^*/a_1)^n} + I_2 \times e^{-R^*/a_2} \} \quad (1.1)$$

donde R^* es el radio equivalente de las isofotas elípticas y I_0 , I_1 , I_2 y a_0 , a_1 y a_2

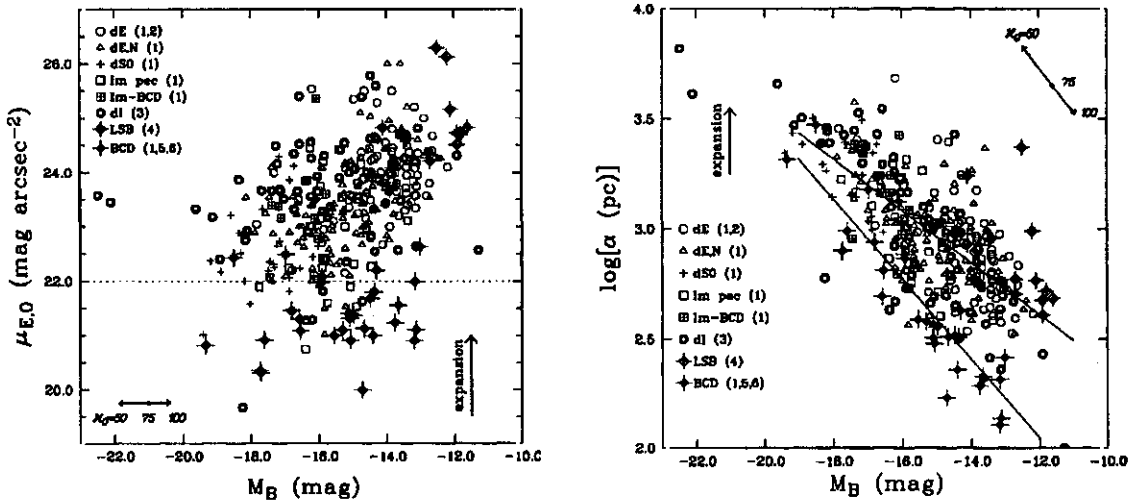
son, respectivamente, los flujos centrales y escalas espaciales de cada una de las tres componentes. El término '0' representa la contribución de las regiones de formación estelar localizadas en el centro de la galaxia (véase el Capítulo 2). El término '1' tiene en cuenta la contribución de la denominada componente *plateau*. Esta componente domina el perfil de brillo superficial a distancias galactocéntricas intermedias, especialmente en los objetos de tipo iE. En las galaxias BCD tipo nE esta componente posee una menor luminosidad y un valor muy bajo para el exponente n . Finalmente el último término '2' está relacionado con la emisión observada en las regiones más externas de las galaxias. Esta componente de perfil exponencial es similar a la observada en las galaxias enanas del cúmulo de Virgo (Binggeli et al. 1984). Papaderos et al. (1996a, 1996b) encontraron algunas correlaciones interesantes entre los parámetros estructurales de estas galaxias. Así, estos autores demostraron que el tamaño de la componente *plateau* es proporcional a la extensión de la componente exponencial y al contenido en hidrógeno neutro de la misma.

Por último, si se comparan las propiedades de la población subyacente de las galaxias BCD con las de otras galaxias enanas, irregulares enanas (dI, del inglés *dwarf irregulars*) e irregulares elípticas o esferoidales (dE, del inglés *dwarf ellipticals*), se observan claras diferencias en los brillos superficiales centrales y escalas de disco (asumiendo perfiles de brillo exponencial para las galaxias dI y dE). En la Figura 1.3 se muestra la comparación llevada a cabo por Papaderos et al. (1996b) entre los tres tipos de galaxias y sus propiedades estructurales (véase también la Secc. 1.3).

1.2 Galaxias BCD en Cosmología

El estudio de las propiedades de las galaxias compactas azules ha sufrido un importante auge en los últimos años debido al gran número de estos objetos descubiertos en diferentes exploraciones. Con anterioridad a la fecha de realización del trabajo de Thuan y Martin (1981) la mayor parte de las galaxias compactas azules habían sido descubiertas en las exploraciones prisma objetivo realizadas por Haro (1956), Markarian et al. (1967-1974), y en la exploración de la Universidad de Michigan (MacAlpine, Lewis y Smith 1977), así como en los trabajos de Zwicky (1971), Arp y O'Connell (1975), Kinman (1965), Karachentsev (1972) y Vorontsov-Velyaminov (1959). Posteriormente, se unieron a éstos las exploraciones con prima objetivo de Kunth, Sargent y Kowal (1981), Wasilewsky (1983), la exploración CASE (véase Pesch, Sanduleak y Stephenson 1991 y referencias allí citadas), y las exploracio-

Figura 1.3: *Izquierda*: Brillo superficial central en banda B de la componente exponencial frente a la magnitud absoluta total para galaxias enanas elípticas, irregulares y BCD. Se han representado, junto con los datos de Papaderos et al. (1996a) (6), los resultados de (1) Binggeli y Cameron (1991), (2) Caldwell y Bothun (1987), (3) Patterson y Thuan (1996), (4) Bothun et al. (1991), (5) Drinkwater y Hardy (1991). *Derecha*: Escala de la componente exponencial (α) frente a la magnitud absoluta, ambas medidas en la banda B (Figura 9 de Papaderos et al. 1996a).



nes Calán-Tololo (Maza et al. 1989) y de la Universidad Complutense de Madrid (Zamorano et al. 1994, 1996).

Simultáneamente, Tyson (1988) y Cowie et al. (1988) llevaron a cabo exploraciones profundas en búsqueda de objetos débiles con $B > 20$, poniendo de manifiesto la existencia de un exceso de galaxias a estas magnitudes. Subsiguientes estudios demostraron que este exceso era debido a la existencia de una numerosa población de galaxias azules de pequeña masa (Broadhurst et al. 1988; Lacey y Silk 1991). La densidad comóvil de estas galaxias hasta $z \simeq 1.5$ se estima en torno a 30 veces la medida para las galaxias brillantes del Universo Local. Este hecho indica que existe una segregación para este tipo de objetos hacia altos corrimientos al rojo. Así, siguiendo el trabajo de Babul y Rees (1992), estos objetos conformarían básicamente un conjunto de galaxias enanas que habrían empezado a formarse a $z \simeq 1$ y que se harían visibles experimentando un brote de formación estelar, *boojums* (acrónimo

de *blue objects observed just undergoing moderate starburst*), como los bautizaron Babul y Ferguson (1996). Según esta hipótesis, sería la intensa radiación ultravioleta presente a desplazamientos al rojo superiores a $z=1$ la que habría retrasado la formación de estrellas en sistemas poco masivos (véanse los trabajos de Babul y Ferguson 1996; Kepner, Babul y Spergel 1997).

Un gran número de interpretaciones han sido propuestas para explicar este exceso de galaxias y su rápida evolución en número, principalmente fenómenos de fusión galáctica (Rocca-Volmerange y Guiderdoni 1990; Lacey y Cole 1993) y la existencia de una nueva población de galaxias. Sin embargo, los trabajos de Gronwall y Koo (1995) y, más recientemente, Pozzetti et al. (1996), introdujeron una explicación más atractiva, manifestando la posibilidad de reproducir el exceso observado haciendo uso de una población de galaxias azules carentes de evolución fotométrica. Dichas galaxias eran meros artificios que permitían reproducir parcialmente los resultados observacionales. Por su parte, Bouwens y Silk (1996) ofrecieron dos interpretaciones físicas que reproducían dicha población de galaxias. Por un lado, una formación continua de galaxias azules, y por otro, la ocurrencia en estas galaxias de repetidos eventos de formación estelar.

Se planteó de nuevo, por tanto, la misma cuestión enunciada ya por Searle y Sargent (1973) respecto a si estos objetos son realmente galaxias jóvenes que están experimentando su primer brote de formación estelar o si bien son objetos con una historia de formación estelar intermitente.

En cualquier caso, y siguiendo las conclusiones del trabajo de Bouwens y Silk (1996), si tenemos en cuenta que la contribución de la fusión galáctica a la evolución de estos objetos es prácticamente despreciable dado el escaso agrupamiento observado (Efstathiou et al. 1991; Brainerd et al. 1994), es necesario que estos objetos hayan sufrido una evolución global en luminosidad. Esta evolución habría sido debida a una pérdida substancial de masa causada por vientos conducidos por explosiones de supernova. La posibilidad de que estos vientos puedan de manera efectiva producir la pérdida de gran parte del medio interestelar de una galaxia enana (*blow-away*, véase la Secc. 1.4) ha sido y es objeto de profundo estudio. En particular, diversos trabajos (véase Marlowe et al. 1995) han señalado que dichos vientos facilitarían la expulsión de metales pesados que se encontrarían en una fase de gas caliente a 10^6 K (*blow-out*). Este hecho explicaría, incluso en el caso de una formación estelar intermitente, las bajas metalicidades medidas. Dichos vientos serían especialmente eficientes a la hora de eliminar los metales producidos en

Supernovas de tipo Ia (Recchi, Matteucci y D'Ercole 2000).

A la vista de todos estos resultados parece claro que existen dos cuestiones relativas a la evolución de las BCD que están aún por resolver, (1) la existencia de una población estelar subyacente de forma generalizada en las galaxias BCD y (2) el efecto de los vientos colectivos de supernova sobre el medio interestelar de estos objetos y su posterior evolución química, fotométrica e incluso dinámica.

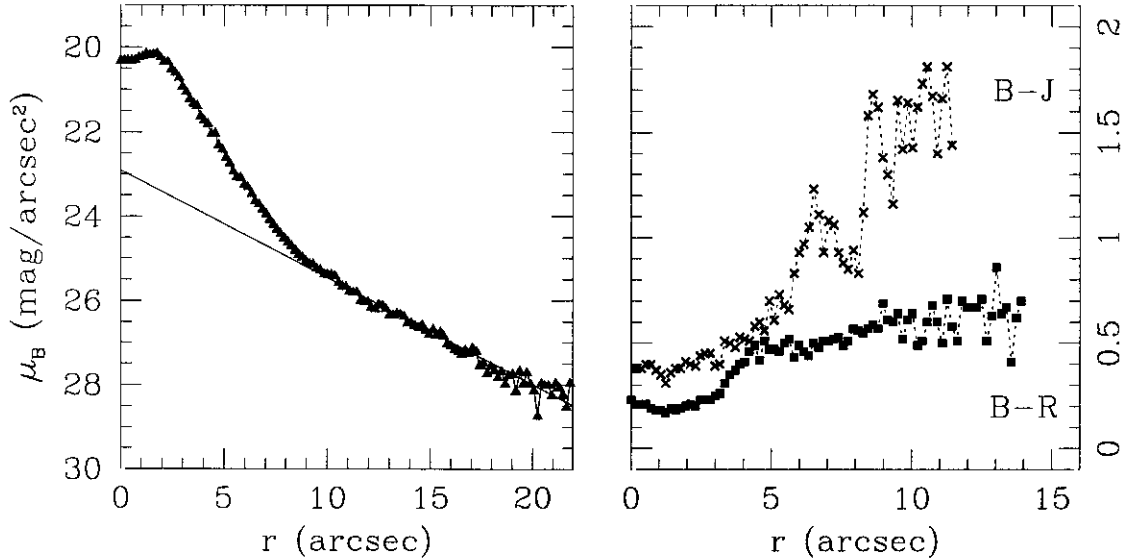
1.3 Población estelar subyacente en BCDs

Tal y como se dijo anteriormente, la clave para saber si estas galaxias son objetos realmente jóvenes, o si bien poseen una formación estelar intermitente, es el estudio detallado de la historia de la formación estelar en galaxias BCD individuales. En particular, es de vital importancia determinar la existencia o no de una población estelar subyacente evolucionada (véase, por ejemplo, Thuan 1983; Campbell y Terlevich 1984). En caso existir dicha componente evolucionada debería dominar la morfología y luminosidad de las galaxias BCD en las largas etapas interbrote, por que es de esperar que estuviera relacionada con las poblaciones evolucionadas de otros tipos de galaxias enanas.

Tanto la carencia de fotometría superficial en el infrarrojo, como la no existencia de modelos de síntesis evolutiva suficientemente realistas, llevaron en el pasado a resultados no concluyentes a la hora de determinar la presencia y propiedades de dicha componente subyacente (Thuan 1983; Campbell y Terlevich 1984; Loose y Thuan 1985). En la actualidad cada vez mayor número de trabajos deducen edades para esta componente estelar del orden de varios Ga. Así, Kunth et al. (1988) determinaron edades de aproximadamente 10 Ga; James (1994) a partir de imágenes en *JHK* estimó edades no menores de 9 Ga; Papaderos et al. (1996b) a partir de imágenes en *B* y *R* dedujeron edades de aproximadamente 9 Ga. En este mismo sentido apuntan los trabajos de Hoffman et al. (1990), Doublier (1998), Norton y Salzer (1997). Finalmente, en el caso extremo de la galaxia I Zw 18, Kunth y Östlin (2000) determinaron la presencia de una población estelar subyacente con edad entre 1 y 5 Ga (véase la Figura 1.4).

Parece claro, por tanto, que la mayor parte de estas galaxias presentan una población estelar subyacente evolucionada que sería la que dominaría el aspecto y propiedades de la galaxia a lo largo de las etapas interbrote. En relación con este

Figura 1.4: Perfil de brillo superficial y de color de I Zw 18 a partir de imágenes ultra-profundas tomadas en los telescopios NOT y UKIRT (Figura 8 de Kunth y Östlin 2000).



hecho se han propuesto diferentes conexiones evolutivas entre las galaxias BCD y otras galaxias enanas (dI y dE). En la Figura 1.5 se muestran esquemáticamente dichas conexiones evolutivas (Papaderos et al. 1996b).

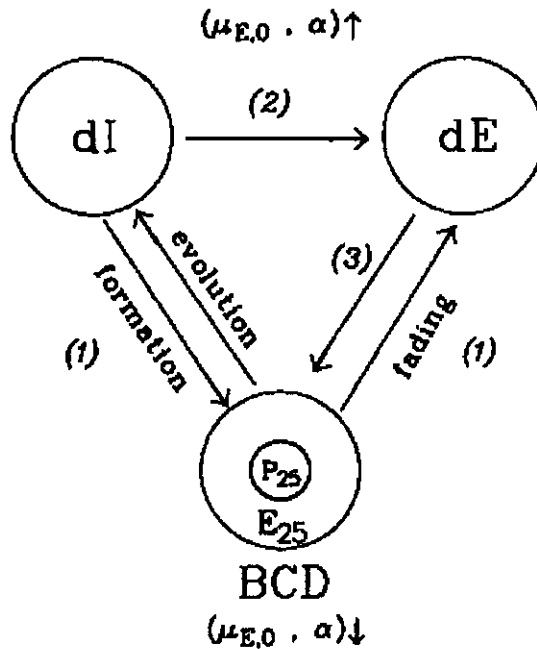
Conexión dI ↔ BCD → dE:

Davies y Phillipps (1988) propusieron un escenario evolutivo en el que una galaxia irregular rica en gas podría sufrir un episodio de formación estelar intenso durante el cual mostraría propiedades de galaxia compacta azul. Al cabo de varios cientos de millones de años dicha formación estelar finalizaría consumiendo el gas neutro disponible y transformando este objeto en una galaxia elíptica enana (o enana esferoidal). Según este escenario las galaxias dE deberían tener mayores abundancias metálicas en las regiones centrales, en las cuales habría tenido lugar la formación estelar asociada a la fase de galaxia compacta azul. Además, la población estelar subyacente de las galaxias dE debería ser más vieja en promedio que la de las galaxias irregulares.

Conexión dI → dE:

Según este escenario, descrito en detalle en el trabajo de Lin y Faber (1983), las galaxias irregulares podrían convertirse en galaxias elípticas debido a la pérdida

Figura 1.5: Representación esquemática de los diferentes escenarios de evolución entre las galaxias BCD, dI y dE: (1) $dI \leftrightarrow BCD \rightarrow dE$ (Davies y Phillipps 1988), (2) $dI \rightarrow dE$ (Lin y Faber 1983), (3) $dE \rightarrow BCD$ (Silk et al. 1987). Figura 13 de Papaderos et al. (1996b).



de medio interestelar causada por su movimiento respecto al medio intergaláctico, a través del fenómeno que se conoce como barrido por presión (*ram pressure sweeping*).

Conexión $dE \rightarrow BCD$:

Finalmente, Silk et al. (1987) propusieron que las galaxias enanas a alto desplazamiento al rojo podrían calentar y enriquecer con metales el medio intergaláctico. Este gas, al formarse con posterioridad los grupos de galaxias, se enfriaría y comprimiría, acretándose en galaxias elípticas enanas, lo que daría lugar entonces a la formación estelar que se observa en las galaxias compactas azules.

Si tenemos en cuenta los resultados de Papaderos et al. (1996b; véase la Figura 1.3), el brillo superficial central de las galaxias BCD (banda B) es aproximadamente 1.5 magnitudes más brillante que el de las galaxias dI y dE, mientras que la escala espacial en las primeras es un factor 2 más pequeña que en las últimas. Puesto que la edad de la población estelar subyacente en las galaxias BCD es aproximadamente igual a la de las galaxias dI y dE, no parece posible que dicha diferencia en brillo superficial pueda ser debida a una diferencia en el estado evolutivo de las

mismas. Así, Papaderos et al. (1996b) sugieren que dicha diferencia puede provenir de un cambio en el potencial gravitacional total de las galaxias BCD frente a las dI y dE, lo que haría de nuevo posible la conexión evolutiva entre los diferentes tipos de galaxias enanas. Los causantes de este cambio en el potencial gravitacional podrían ser, según estos autores, los vientos colectivos de supernova y la caída de gas desde el halo.

1.4 Vientos colectivos de supernova

Describiremos por último, brevemente, los más recientes avances respecto al estudio de las propiedades de los vientos colectivos de supernova y sus efectos sobre el medio interestelar de las galaxias enanas.

Las altas tasas de formación estelar de las galaxias compactas azules dan lugar a la formación de gran número de estrellas masivas ($>10\text{-}20 M_{\odot}$) que posteriormente evolucionan hacia supergigantes explotando finalmente como supernovas de tipo Ib y II (Humphreys 1991). La alta energía cinética inyectada al medio por estas estrellas durante su evolución es capaz de formar un cavidad de gas calentado por choques en el medio interestelar (Chevalier y Clegg 1985; Vader 1986, 1987). Este gas caliente acelera el medio interestelar ambiente dando lugar a la formación de un viento colectivo de supernova. Se emplea el término *viento colectivo de supernova* aunque, previamente a la explosión de las primeras supernovas, la energía cinética depositada por los vientos de las estrellas supergigantes es ya lo suficientemente importante como para producir la aceleración del medio interestelar (Leitherer y Heckman 1995). Se han encontrado este tipo de vientos colectivos en gran número de galaxias compactas azules (Roy et al. 1991; Izotov et al. 1996; Martin 1996, 1998), ya sea por la detección de agujeros en la distribución de hidrógeno neutro (Puche et al. 1992; Brinks 1994), por la presencia de estructuras con forma de burbuja o anillo con emisión $H\alpha$ (Marlowe et al. 1995) o debido a la intensa emisión en rayos X del gas caliente presente en el interior de estas burbujas (Bomans, Chu y Hopp 1997).

Dependiendo del destino final del gas acelerado por estos vientos, estas estructuras pueden (1) no producir pérdida de masa, (2) producir un fenómeno de *blow-out*, cuando únicamente se ve afectada la evolución química de la galaxia o (3) un fenómeno de *blow-away* cuando hay una fracción importante del medio interes-

telar que se pierde (De Young y Gallagher 1990; Martin 1998; MacLow y Ferrara 1999). En consecuencia, tal y como se indicó con anterioridad, estos vientos galácticos son claves para la formación (Silk, Wyse y Shields 1987; Mori et al. 1997) y evolución (Marlowe et al. 1995; MacLow y Ferrara 1999; Silich y Tenorio-Tagle 1998) de este tipo de galaxias.

La forma en la que se expande una burbuja impulsada por vientos colectivos de supernova sigue muy aproximadamente una ley de expansión adiabática (Castor, Weaver y McCray 1975). Esto es debido a que el cociente entre el tiempo de enfriamiento de la burbuja y su tiempo dinámico es muy elevado, aproximadamente 10^3 (Marlowe et al. 1995). De este modo, el radio y velocidad expansión de dicha burbuja se pueden describir como

$$r_{\text{burbuja}} = 1.0 \left(\frac{dE}{dt} \right)_{41}^{1/5} n_0^{-1/5} t_7^{3/5} \text{ kpc} \quad (1.2)$$

$$v_{\text{burbuja}} = 62 \left(\frac{dE}{dt} \right)_{41}^{1/5} n_0^{-1/5} t_7^{-2/5} \text{ km s}^{-1} \quad (1.3)$$

donde $(dE/dt)_{41}$ es la tasa de inyección de energía cinética en unidades de $10^{41} \text{ erg s}^{-1}$, n_0 es la densidad del medio (en número de partículas por cm^3) y t_7 es el tiempo transcurrido desde el comienzo de la expansión en unidades de 10^7 años.

De estas simples expresiones se deduce (1) que el tiempo dinámico de una burbuja se estima como $0.6 \times r_{\text{burbuja}} / v_{\text{burbuja}}$ y (2) que la burbuja se expandirá con mayor velocidad a lo largo de zonas en las que el gradiente de densidad disminuya más rápidamente (e.g. perpendicularmente al disco galáctico). Las velocidades típicas para estas estructuras son del orden de $50\text{-}100 \text{ km s}^{-1}$ con unos tamaños que oscilan entre 0.5 y 2 kpc (Marlowe et al. 1995). Usando estos valores y a partir de las predicciones de los modelos de choques de Shull y McKee (1979) es posible determinar la luminosidad colisional en $\text{H}\alpha$ de burbuja típica. Así, aplicando la siguiente expresión

$$L_{\text{H}\alpha} = 4\pi (r^2 n_0 v) f E_{\text{H}\alpha} \quad (1.4)$$

y teniendo en cuenta que para $v \simeq 50 \text{ km s}^{-1}$, f es aproximadamente 0.1 (Shull y McKee 1979), se obtiene una luminosidad colisional del orden de $10^{38} \text{ erg s}^{-1}$. Esta luminosidad es significativamente menor a la medida en estas burbujas que varía entre 10^{39} y $10^{41} \text{ erg s}^{-1}$, por lo que se puede decir que la mayor parte de la luminosidad $\text{H}\alpha$ de las burbujas es debida a fotoionización.

El modelo de expansión adiabática descrito anteriormente es una aproxima-

ción sencilla al más complejo problema de la evolución de las burbujas. Para obtener una imagen realista de dicha evolución es necesario tener en cuenta el perfil de masa en torno a la burbuja en las tres dimensiones del espacio. Es además necesario considerar posibles cambios en el ritmo de inyección de energía, la presencia de inestabilidades debida a cambios bruscos en la densidad ambiente así como las propiedades del medio intergaláctico (véanse los trabajos de Silich y Tenorio-Tagle 1998; De Young y Heckman 1990).

1.5 Materia oscura en galaxias enanas

El estudio del campo de velocidad global de las galaxias enanas azules ha dado lugar a importantes avances en el conocimiento del potencial gravitacional de estos objetos (véase van Zee, Skillman y Salzer 1998). Las obtención de mapas en la línea de 21 cm han mostrado que las curvas de rotación tanto de las galaxias BCD (Meurer et al. 1998; van Zee, Skillman y Salzer 1998) como de las galaxias irregulares enanas (Moore 1994; Flores y Primack 1994) son prácticamente planas en las regiones más externas, mientras que muestran un gradiente de velocidad constante dentro de la extensión óptica de las mismas.

Aunque el gas neutro y molecular es abundante en estos objetos (van Zee et al. 1998; Young y Knezek 1989; Israel, Tacconi y Baas 1995) así como en las galaxias irregulares enanas, no resultan suficientes a la hora de explicar el aplanamiento de la curva de velocidad radial en las regiones más externas.

Como en el caso de las galaxias espirales, la existencia de este aplanamiento en la curva de velocidad radial se relaciona con la presencia de una gran cantidad de materia oscura (Carignan y Freeman 1988; Carignan y Beaulieu 1989; Broeils 1990). La cantidad de materia oscura que se deduce indica que este tipo de materia es aún más abundante en estos objetos que en las galaxias espirales (véase Moore 1994 y referencias allí citadas).

Este hecho se explica dentro del modelo de materia oscura fría (CDM; del inglés *Cold Dark Matter*) como debido al mayor desplazamiento al rojo de formación para los halos de masa pequeña, lo que explica su mayor densidad (Navarro, Frenk y White 1997). La forma funcional que mejor reproduce los resultados de las simulaciones de N cuerpos para estos perfiles de materia oscura es (Navarro et al.

1995)

$$\rho(r) = \frac{\rho_0}{(r/r_s)(1 + r/r_s)^2} \quad (1.5)$$

Esta forma funcional es válida tanto para el caso de materia oscura fría con constante cosmológica nula como para una materia oscura del tipo Λ CDM (Navarro et al. 1996, 1997).

El comportamiento observado en las regiones externas de estas galaxias queda bien descrito tanto por este tipo de perfil como por el perfil empírico de Hernquist (1990) y el perfil modificado para una esfera isoterma (Binney y Tremain 1987). Sin embargo, la competencia entre la materia oscura y la masa estelar dentro de la extensión óptica de estas galaxias hace mucho más difícil el análisis de la porción de la curva de velocidad radial con gradiente de velocidad constante. Diferentes trabajos han sugerido que la materia oscura podría dominar el perfil de densidad de masa total en algunas de estas galaxias incluso muy dentro de la extensión óptica de las mismas (Carignan y Beaulieu 1989; Broeils 1990). Esto parece cumplirse en gran número de galaxias irregulares enanas como DDO154 y DDO170 (véase Kravtsov et al. 1998). El perfil de materia oscura que se deduce en esos casos muestra una región central de densidad constante (Moore 1994; Flores y Primack 1994; Salucci y Persic 1997) denominada *core*.

Sin embargo, Lo, Sargent y Young (1993) y Stavaley-Smith, Davies y Kinman (1992), por otro lado, dedujeron valores muy razonables para la relación masa(total)-luminosidad de la población estelar en dos muestras de galaxias enanas. Loose y Thuan (1986), por su parte, encontraron que la masa virial de la galaxia Haro 2 se podía reproducir teniendo en cuenta únicamente la componente estelar y el contenido en hidrógeno neutro. En este mismo sentido, Swaters (1999; véase también Swaters, Madore y Trewella 2000), a partir del estudio de las curvas de rotación en la línea de 21 cm de 44 galaxias enanas, puso de manifiesto que en gran parte de estas galaxias la masa total podría estar dominada por la componente estelar incluso hasta distancias del orden de tres veces la escala del disco.

Por otro lado, el estudio de los perfiles de velocidad radial de aquellas galaxias enanas en las que la materia oscura domina el perfil de masa a cualquier distancia (Primack et al. 1999) ha permitido imponer importantes restricciones a los modelos de materia oscura fría desarrollados hasta entonces (véase Navarro et al. 1997 y referencias allí citadas). En particular, mientras los modelos de CDM estándar predecían que el comportamiento asintótico de estos perfiles para $r \rightarrow 0$ debería ser

de la forma r^{-1} (véase la Ecuación 1.5), observacionalmente, tal y como hemos comentado previamente, estos perfiles de masa presentaban un región central de densidad constante.

Así, los trabajos de Burkert (1995) y Primack et al. (1999) demostraron que el perfil de materia oscura que aparentemente mejor reproduce las curvas de velocidad radial observadas sigue la expresión

$$\rho(r) = \frac{\rho_b}{(1 + r/r_b)[1 + (r/r_b)^2]} \quad (1.6)$$

muy similar a la correspondiente a una esfera isoterma modificada

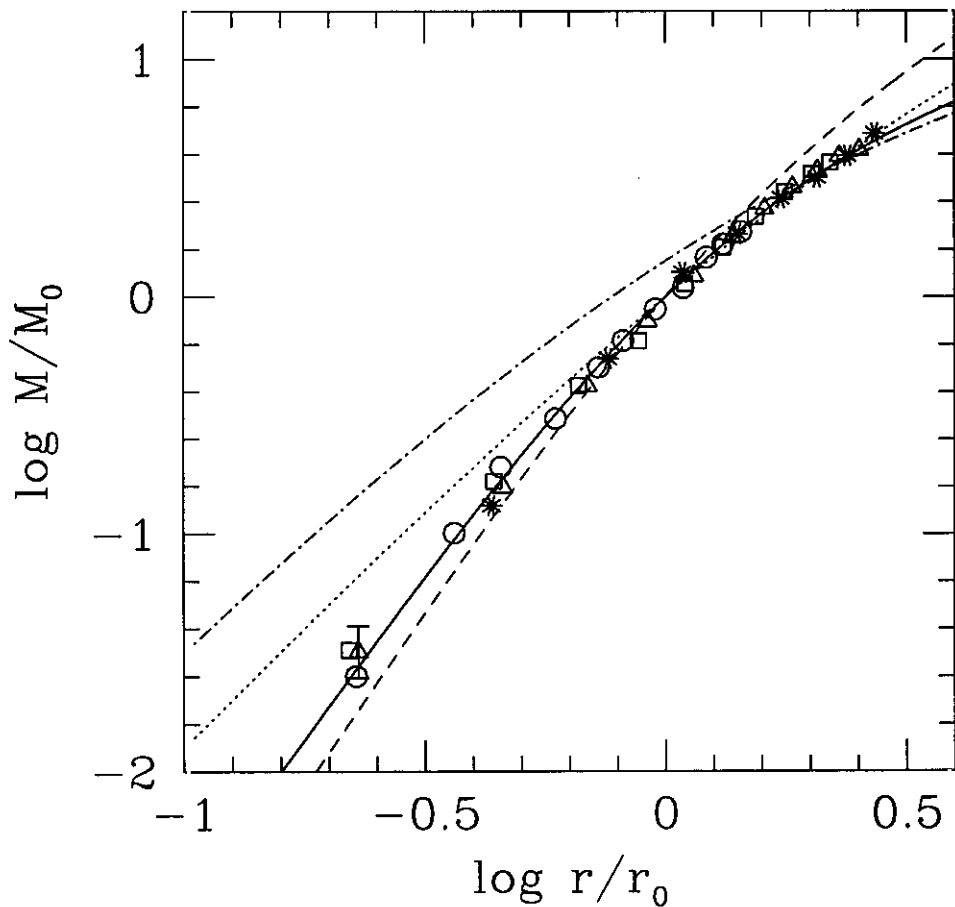
$$\rho(r) = \frac{\rho_i}{1 + (r/r_i)^2} \quad (1.7)$$

En la Figura 1.6 se muestran los perfiles de masa esperados para diferentes galaxias irregulares junto con el ajuste del perfil de materia oscura universal definido por Burkert (1995). Además, en este mismo trabajo se puso de manifiesto (véase también MacLow y Ferrara 1999) que los dos parámetros de esta expresión, ρ_i y r_i , están relacionados de forma que

$$\rho_i = 2.7 \times 10^7 \left(\frac{r_i}{\text{kpc}} \right)^{-2/3} M_\odot \text{ kpc}^{-3} \quad (1.8)$$

Se han empleado diferentes argumentos para explicar la diferencia entre estos dos perfiles (Ecuaciones 1.5 y 1.7), es decir entre las predicciones de los modelos de materia oscura CDM y Λ CDM y las observaciones. Una posible explicación es que la presencia de intensos eventos de formación estelar en las regiones centrales de estos objetos pudiera haber producido un flujo de masa que habría dado lugar a la formación de estos *cores* (Navarro, Eke y Frenk 1996). Este flujo de masa se habría producido por impacto de los vientos colectivos de supernova sobre el medio de estas galaxias. Existen trabajos (Primack et al. 1999), por el contrario, que rechazan este escenario debido a la dificultad de que dicho fenómeno produjera una relación tan clara entre el radio y la densidad central de materia oscura (véase Kravtsov et al. 1998).

Figura 1.6: Perfiles de materia oscura obtenidos a partir de las curvas de rotación de diferentes galaxias enanas: DDO154 (*triángulos abiertos*, Carignan y Beaulieu 1989), DDO105 (*cuadrados abiertos*, Schramm 1992), NGC3109 (*círculos abiertos*, Broeils 1990) y DDO170 (*estrellas*, Lake et al. 1990). El radio de escala r_0 es equivalente al radio r_b de la Ecuación 1.6. El ajuste al perfil de una esfera isoterma se muestra mediante una *línea discontinua* para $r_i=r_0$, mientras que la *línea sólida* indica el ajuste al perfil universal de Burkert (1995). Las líneas *punteada* y *raya-punto* muestran los perfiles correspondientes a las predicciones del modelo de CDM para dos conjuntos diferentes de parámetros cosmológicos (Figura 1 de Burkert 1995).



1.6 Mrk 86

Como hemos visto a lo largo de este capítulo existen varias cuestiones, aún sin resolver, sobre la naturaleza y propiedades de las galaxias compactas azules. Básicamente, dichas cuestiones son las siguientes,

- ¿presentan estos objetos una población estelar subyacente evolucionada?
- ¿Está dicha población subyacente relacionada con la población estelar de otras galaxias enanas?
- En definitiva, ¿cuál ha sido la historia de la formación estelar en estos objetos?
- ¿Qué papel juegan los vientos colectivos de supernova en su evolución química, dinámica y fotométrica?
- ¿Cuál o cuáles son los mecanismos responsables de la regulación de la formación estelar en estas galaxias?
- ¿Cuál ha sido el efecto de dicha formación estelar en la distribución de su materia oscura?

Existe dos maneras de abordar la solución a estas cuestiones. Por un lado, el análisis estadístico de gran número de estos objetos permite estudiar relaciones entre diferentes parámetros fundamentales (Marlowe et al. 1995; Papaderos et al. 1996a, 1996b). Por otro lado, el análisis detallado de un objeto individual es fundamental a la hora de reconstruir la historia de la formación estelar. En particular, el estudio de una galaxia con gran número de regiones de formación estelar puede permitir profundizar en el conocimiento de los mecanismos de activación y propagación de la formación estelar en estas galaxias, así como los efectos de la formación estelar presente sobre la evolución posterior de las mismas.

La galaxia compacta azul Mrk 86=NGC 2537 (Shapley y Ames 1932; Markarian 1969), también denominada Arp 6 (Arp 1966), constituye un excelente laboratorio para estudiar la historia de la formación estelar en BCDs, puesto que las regiones de formación estelar ocupan una gran parte de la superficie óptica de la galaxia. Este objeto es, además, prototípico dentro de las galaxias BCD tipo iE (véase la Secc. 1.1), la más numerosa subclase de galaxias compactas azules (Thuan y Martín 1981; Thuan 1991). Como prototipo de este tipo de galaxias, su apariencia óptica viene caracterizada por una componente subyacente con isofotas elípticas

muy regulares sobre la cual se sitúan hasta un total de 71 regiones de formación estelar de alto brillo superficial.

Mrk 86 ha sido detectada en observaciones en 1.2, 2.8 y 6.3 cm (Klein, Wielebinski y Thuan 1984; Klein, Weiland y Brinks 1991) y en la línea de 21 cm del hidrógeno neutro (Thuan y Martin 1981; Bottinelli et al. 1984; exploración WHISP, Kamphuis, Sijbirng y van Albada 1996). Este objeto ha sido también detectado en CO ($^{12}\text{CO } J=2\rightarrow 1$) por Verter (1985) y Sage et al. (1992) y es una fuente muy intensa dentro del catálogo IRAS (Lonsdale et al. 1985; Dultzin-Hacyan, Masegosa y Moles 1990). Ha sido observada con anterioridad en el infrarrojo (Thuan 1983), y en el óptico (Hodge y Kennicutt 1983; Loose y Thuan 1985; Ojha y Joshi 1991; Papaderos et al. 1996a) y mediante espectroscopía ultravioleta por Fanelli, O'Connell y Thuan (1988) y Longo, Capaccioli y Ceriello (1991).

Mrk 86 es una galaxia cercana. La velocidad radial heliocéntrica que se mide para este objeto es $v_{\odot}=447 \text{ km s}^{-1}$ (Bottinelli et al. 1990; Gil de Paz et al. 1999a). La incertidumbre en la corrección de la velocidad peculiar del Grupo Local da lugar para este objeto a valores muy diferentes en la velocidad de recesión (véanse los trabajos de Bottinelli et al. 1990 y Rood y Dickel 1976). Por tanto, se decidió en este trabajo utilizar la velocidad radial heliocéntrica medida como velocidad de recesión. Así, la distancia obtenida sería¹ 8.9 Mpc y la escala espacial $43 \text{ pc arcsec}^{-1}$.

Por otro lado, Sharina et al. (1999) estimaron una distancia para este objeto de 6.9 Mpc, significativamente menor a la distancia empleada en este trabajo. Sin embargo, el método de determinación de distancias utilizado por estos autores, basado en la magnitud media de las tres estrellas azules más brillantes, posee errores importantes (~ 20 por ciento; E. Sharina, comunicación privada). Si este valor representara la verdadera distancia al objeto, las luminosidades y masas proporcionadas en este trabajo deberían ser un 40 por ciento mayores y los tamaños un 22 por ciento menores. Papaderos et al. (1996a, 1996b) obtuvieron imágenes en las bandas *B* y *R* para esta galaxia, y descompusieron su perfil de brillo superficial en tres componentes, la componente exponencial, asociada a la población estelar *subyacente*; la componente denominada *plateau*, que mostraba un brillo superficial constante; y finalmente la componente *starburst* de perfil de brillo gaussiano y que domina el perfil de brillo superficial en las regiones centrales de la galaxia. En la Tabla 1.1 se muestran diferentes parámetros físicos de Mrk 86 extraídos de la literatura.

¹ $H_0=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ y $q_0=0.5$.

Tabla 1.1: Parámetros de Mrk 86 extraídos de la literatura.

Parámetro	Valor	Referencia
v_{\odot}	447 km s^{-1}	(1)
v_{GL}	522 km s^{-1}	(1)
v_{GL}	460 km s^{-1}	(2)
Distancia	6.9 Mpc	(3)
B	12.8	(4)
$f(1510 \text{ \AA})$	$0.87 \times 10^{-14} \text{ erg m}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$	(5)
$S(2.8\text{cm})$	$7 \pm 2 \text{ mJy}$	(6)
$S(6.3\text{cm})$	$18 \pm 4 \text{ mJy}$	(7)
$S(1.2\text{cm})$	$11 \pm 4 \text{ mJy}$	(7)
$f(12\mu\text{m})$	0.25 Jy	(8)
$f(25\mu\text{m})$	0.42 Jy	(8)
$f(60\mu\text{m})$	3.15 Jy	(8)
$f(100\mu\text{m})$	6.26 Jy	(8)
L_{IR}	$0.35 \cdot 10^9 L_{\odot}$	(8)
J	13.25	(9)
H	12.57	(9)
K	12.37	(9)
L	12.63	(9)
$M(\text{HI})$	$2.4 \cdot 10^8 M_{\odot}$	(10)
M_T	$5.8 \cdot 10^8 M_{\odot}$	(10)
$f(\text{HI } 21\text{cm})$	2.1 Jy km s^{-1}	(11)
FWHM_{HI}	93 km s^{-1}	(11)
l_{CO}	$0.83 \pm 0.12 \text{ K km s}^{-1}$	(12)

(1) Bottinelli et al. (1990); (2) Rood & Dickel (1976); (3) Sharina et al. (1999); (4) Dultzin-Hacyan et al. (1990); (5) Fanelli et al. (1988); (6) Klein et al. (1991); (7) Klein et al. (1984); (8) Thronson & Telesco (1986); (9) Thuan (1983, medidos con aperturas de $7''8$); (10) Thuan & Martin (1981); (11) Verter (1985); (12) Sage et al. (1992).

La galaxia compacta azul Mrk 86: Observaciones, reducción y análisis

A lo largo de este capítulo describiremos las observaciones, procedimientos de reducción y métodos de análisis empleados durante este trabajo. En siguientes capítulos nos centraremos en el estudio las poblaciones estelares (Capítulo 5) y cinemática (Capítulo 6) de esta galaxia. El conocimiento de la historia de la formación estelar en este objeto nos permitirá acercarnos a comprender el papel de estas galaxias dentro del conjunto de galaxias con formación estelar y la relación entre las galaxias BCD y otros tipos de galaxias enanas (véase el Capítulo 7).

2.1 Observaciones

2.1.1 Imágenes ópticas

Desde el año 1992 se obtuvieron gran número de imágenes ópticas de esta galaxia en diferentes telescopios y con diferentes configuraciones instrumentales, tanto en bandas anchas ($BVrR$) como estrechas ($H\alpha$ y $[O III]\lambda 5007$).

En primer lugar se obtuvo una imagen en la banda B de Johnson en el telescopio de 1m Jacobus Kapteyn (JKT) del observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma) en Noviembre de 1997. El detector empleado fue un CCD Tek#4 de 1024×1024 pixeles de $24 \mu\text{m}$ situado en el foco Cassegrain de dicho telescopio. Esta configuración instrumental proporcionó un campo total de $5'6 \times 5'6$ con una escala espacial de $0.33'' \text{ pixel}^{-1}$. Se tomó, así mismo, una imagen en la banda V de Johnson en el telescopio español de 1.52m (EOCA, Calar Alto) en Diciembre de 1993, usando una cámara CCD de 1024×1024 pixeles de $19 \mu\text{m}$ (cortesía de la Dra. Carme Jordi y el Dr. David Galadí). El campo total cubierto por esta cámara fue de $5'6 \times 5'6$ con una escala de $0.33'' \text{ pixel}^{-1}$.

Finalmente, se obtuvieron imágenes en los filtros r de Gunn y R de Johnson. La imagen en banda r de Gunn fue tomada en el telescopio de 2.2m del observatorio de Calar Alto en Febrero de 1992. El detector empleado fue un CCD GEC de 800×1156 pixeles de $30 \mu\text{m}$, que proporcionó un campo total de $2'6 \times 5'2$ con una escala espacial de $0'27 \text{ pixel}^{-1}$. La imagen en el filtro R de Johnson se tomó con la cámara de gran campo (WFC; del inglés *Wide Field Camera*) del telescopio Isaac Newton (INT) en Noviembre de 1998 durante el período de tiempo de servicio. La cámara WFC está compuesta por cuatro CCDs EEV42 de $2\text{k} \times 4\text{k}$ pixeles de $13.5 \mu\text{m}$.

Por otro lado, se tomaron imágenes en banda estrecha en las longitudes de onda de las líneas de emisión de $[\text{O III}]\lambda 5007$ y $\text{H}\alpha$. La imagen en $[\text{O III}]\lambda 5007$ fue obtenida con un filtro de 50 \AA de anchura centrado en $\lambda_0 = 5012 \text{ \AA}$, durante tiempo de servicio en Diciembre de 1993 en el telescopio INT (La Palma). El detector empleado, un CCD EEV5 de 1280×1180 pixeles de $22.5 \mu\text{m}$, proporcionó un campo total de $12'2 \times 11'2$ con una escala de $0'57 \text{ pixel}^{-1}$. Finalmente, fueron tomadas dos imágenes en la línea $\text{H}\alpha$. La primera de ellas se adquirió en el telescopio INT (La Palma) con la misma configuración instrumental que la imagen en $[\text{O III}]\lambda 5007$. El filtro utilizado en este caso tenía una anchura de 60 \AA y estaba centrado en $\lambda_0 = 6556 \text{ \AA}$. Junto con esta imagen fue obtenida una imagen de continuo ($\lambda_0^{\text{cont}} = 6607 \text{ \AA}$, $\text{FWHM} = 53 \text{ \AA}$) a fin de obtener una imagen de $\text{H}\alpha$ libre de continuo a partir de estas dos imágenes. Por último, una imagen adicional en $\text{H}\alpha$ de esta galaxia fue tomada en Noviembre de 1998 empleando la WFC del telescopio INT (La Palma).

En la Tabla 2.1 se muestran las principales características de estas imágenes, incluyendo tiempo de exposición, escala espacial y resolución.

Tabla 2.1: Catálogo de imágenes de Mrk 86.

Telescopio	Tiempo Exp.(s)	Filtro	Escala (" pixel ⁻¹)	PSF (")
JKT 1.0-m	600	<i>B</i>	0.33	1.0
EOCA 1.52-m	2400	<i>V</i>	0.33	1.6
CAHA 2.2-m	600	<i>r</i>	0.27	1.9
INT 2.5-m	900	<i>R</i>	0.33	1.2
INT 2.5-m	900	[O III] λ 5007	0.57	2.5
INT 2.5-m	900	H α	0.57	2.3
INT 2.5-m	7200	H α	0.33	1.2
KPNO 2.3-m	900	<i>J</i>	0.66	1.8
KPNO 2.3-m	360	<i>H</i>	0.66	1.6
KPNO 2.3-m	540	<i>Ks</i>	0.66	1.7

2.1.2 Imágenes infrarrojas

Se obtuvieron imágenes infrarrojas (nIR) de la galaxia Mrk 86 en las bandas *J* ($\lambda_0 = 1.25 \mu\text{m}$, FWHM = $0.30 \mu\text{m}$), *H* ($\lambda_0 = 1.65 \mu\text{m}$, FWHM = $0.28 \mu\text{m}$) y *Ks* ($\lambda_0 = 2.15 \mu\text{m}$, FWHM = $0.33 \mu\text{m}$) en Enero de 1998 en el telescopio Bok de 2.3m situado en el observatorio KPNO (*Kitt Peak National Observatory*). La cámara utilizada incorpora un detector tipo NICMOS3 de 256×256 píxeles. El campo total cubierto fue de $2'8 \times 2'8$ con una escala de $0''.66 \text{ pixel}^{-1}$. El procedimiento de observación fue similar al descrito en el Capítulo 4 (véase también Aragón-Salamanca et al. 1993). El tiempo total de integración (véase la Tabla 2.1) se subdividió en varias imágenes individuales a fin de evitar la saturación del detector. Se emplearon tiempos de exposición similares en la observación del cielo adyacente a los objetos y en la observación de los objetos propiamente dichos (véase la Secc. 2.2.2).

En la Figura 2.4 se muestran las imágenes en bandas *J*, *H* y *Ks*, junto con las obtenidas en los filtros de banda ancha *BVR* y las imágenes en banda estrecha de H α (Noviembre 1998) y [O III] λ 5007.

2.1.3 Espectroscopía óptica

Fueron obtenidos para este trabajo un total de 14 espectros ópticos de rendija larga. Estos espectros se tomaron en 10 posiciones y orientaciones de rendija distintas (véase la Figura 2.1). Un resumen de las principales características de estos espectros se muestra en la Tabla 2.2.

En primer lugar, se obtuvieron 11 espectros de resolución baja-intermedia con el espectrógrafo Boller & Chivens situado en el foco Cassegrain del telescopio de 2.2m del observatorio de Calar Alto (Almería). La red de difracción empleada, de 600 líneas mm^{-1} proporcionó una resolución espectral (FWHM) de 6 Å en la longitud de onda de $\text{H}\alpha$ y una dispersión aproximada de $2.65 \text{ Å pixel}^{-1}$ para una anchura de rendija de $2.65''$. Estos espectros fueron tomados durante el mes de Enero de 1993 usando un detector CCD Tek de 1024×1024 píxeles de $24 \mu\text{m}$, que proporcionó una escala espacial de $1''.43 \text{ pixel}^{-1}$. El rango espectral cubierto fue de 2500 Å, por lo que se seleccionaron dos ángulos de red diferentes para cubrir tanto la región azul ($\sim 3300\text{-}5800 \text{ Å}$) como la región roja del espectro ($\sim 4350\text{-}7045 \text{ Å}$). La pérdida de luz azul en los espectros debido a refracción atmosférica puede suponerse despreciable debido a que estos espectros fueron obtenidos en todos los casos a masas de aire menores de 1.2. Los espectros bidimensionales de baja resolución obtenidos se muestran en la Figura 2.6.

Así mismo, se obtuvieron tres espectros de alta resolución (#7R, #8R, #9R) con el espectrógrafo IDS (del inglés, *Intermediate Dispersion Spectrograph*) en el telescopio INT del observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma) en Enero de 1998. La red de difracción ($1200 \text{ líneas mm}^{-1}$; R1200Y) y cámara (500 mm) empleadas permitieron alcanzar una resolución espectral (FWHM) en la longitud de onda de $\text{H}\alpha$ de 0.9 Å con una dispersión recíproca de $0.39 \text{ Å pixel}^{-1}$ para una anchura de rendija de $1''$. El detector empleado fue un CCD Tek de 1024×1024 píxeles de $24 \mu\text{m}$, con una escala espacial de $0''.4 \text{ pixel}^{-1}$. Los espectros bidimensionales de alta resolución obtenidos se muestran en la Figura 2.7.

Se tuvo especial cuidado en situar en la misma posición las rendijas correspondientes a los rangos azul y rojo de los espectros de baja resolución (1b-1r, 2b-2r, 4b-4r, etcétera). Sin embargo, debido a las características del espectrógrafo empleado, en algunos casos se produjeron leves desplazamientos (ver rendijas 4b-4r en la Figura 2.1). A fin de determinar la posición exacta de cada una de las rendijas se desarrolló un algoritmo basado en la comparación de los perfiles espaciales de los

Tabla 2.2: Resumen de las observaciones espectroscópicas.

Telescopio	Tiempo exp. (s)	Rendija	Rango espectral (nm)	Dispersión (\AA pixel^{-1})
CAHA 2.2-m	3600	1,2,4,6b	330-580	2.65
CAHA 2.2-m	1800	5b	330-580	2.65
CAHA 2.2-m	3600	1,2,4,5,6r	435-704	2.65
CAHA 2.2-m	3600	3	390-650	2.65
INT 2.5-m	1800	7,8R	637-677	0.39
INT 2.5-m	900	9R	637-677	0.39

espectros con las imágenes en banda ancha.

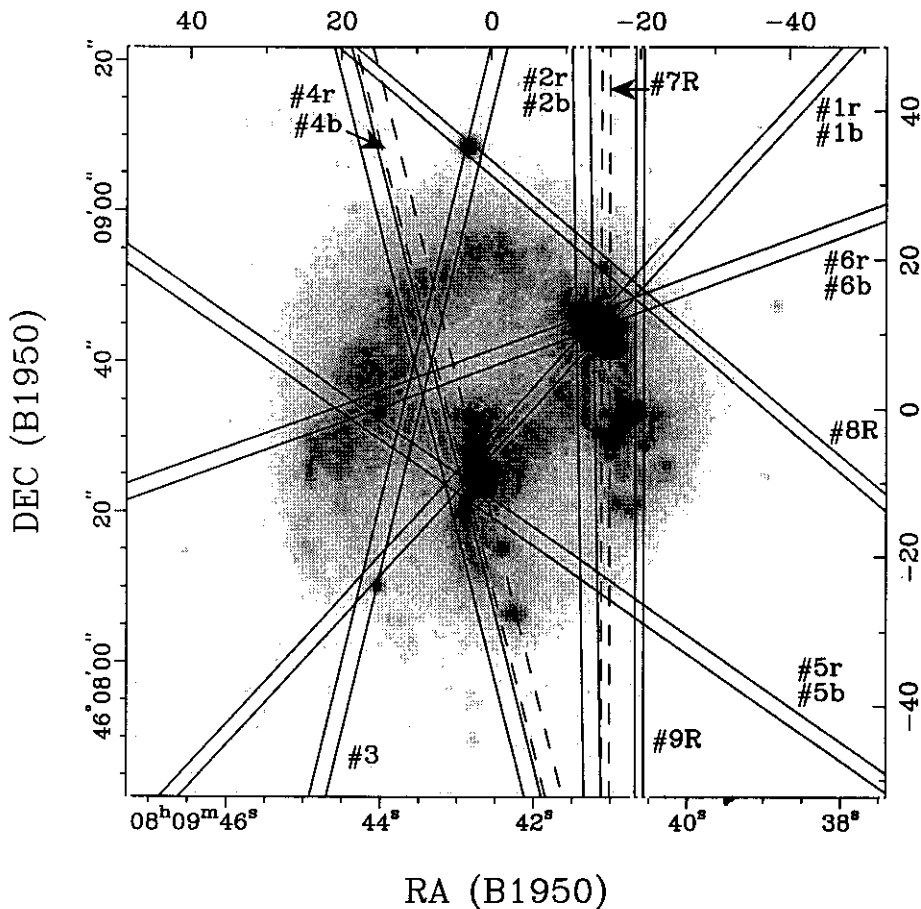
En primer lugar se convolucionó cada uno de los espectros en los rangos azul y rojo respectivamente con los filtros B y r . Una vez hecho esto, se recortaron las imágenes B y r en diferentes posiciones adyacentes (y diferentes ángulos de posición) respecto a la posición nominal de las rendijas y se compararon las cuentas medidas con el flujo del espectro convolucionado. Se determinó entonces la posición de cada rendija como aquella que daba lugar a una mejor correlación entre las cuentas medidas en la imagen recortada y los flujos medidos en el espectro a lo largo de la dirección espacial.

En la Figura 2.2 se muestran los perfiles espaciales a lo largo de la rendijas #1r y #5r junto con los cortes en la imagen en banda V para las posiciones deducidas para estas rendijas. Por su parte, en la Figura 2.3 se representa la correlación pixel a pixel de estos perfiles, así como el mejor ajuste a una recta. Repitiendo este proceso para todos los espectros se obtuvieron las posiciones y orientaciones mostradas en la Figura 2.1.

2.1.4 Espectroscopía ultravioleta

Se obtuvo, por último, un espectro ultravioleta (UV) procedente del archivo final del telescopio IUE (del inglés, *International Ultraviolet Explorer*). Este espectro –SWP18927– (véase la Figura 2.13) fue originalmente tomado por Alloin y Duflot en Enero de 1983 (véase Bonatto et al. 1999). El tiempo total de exposición del mismo fue de 24000s. Fue obtenido en modo de baja dispersión con la cámara

Figura 2.1: Imagen en banda *B* de Johnson de Mrk 86 indicando la posición de las rendijas.

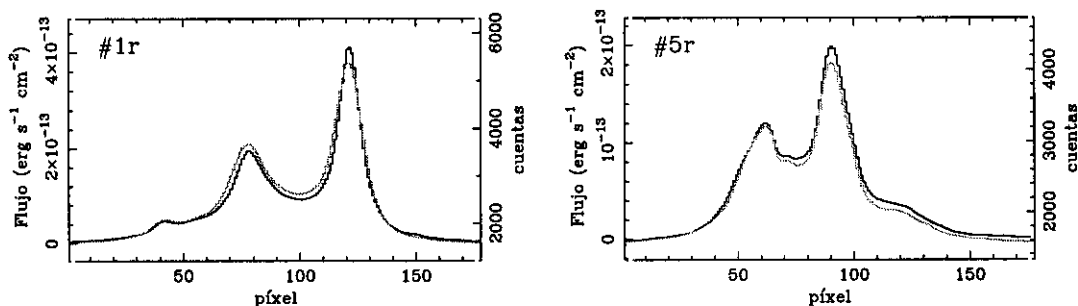


SWP. El rango espectral cubierto en esta configuración instrumental fue 1150-1975 Å obteniéndose un poder de resolución, R , de entre 270 y 300 (Cassatella et al.1985).

2.1.5 Interferometría Fabry-Pérot

A fin de estudiar el campo de velocidad global de esta galaxia se obtuvo una imagen de interferometría Fabry-Pérot centrada en la línea de emisión $H\alpha$. Se escogió esta línea por ser, a la luz de los resultados de la espectroscopía de rendija larga, la de mayor intensidad. El instrumento utilizado fue el Fabry-Pérot TAURUS II situado en el foco Cassegrain del telescopio de 4.2m William Herschel del observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma). Las observaciones fueron tomadas en

Figura 2.2: Comparación entre el número de cuentas en la imagen V (*color negro*) y el flujo de los espectros convolucionados (*color rojo*) #1r (*izquierda*) y #5r (*derecha*) para las posiciones de rendija correspondientes.



tiempo de servicio el 10 Mayo de 1995. El detector empleado fue un CCD Tek de 1024×1024 píxeles de 24 μm .

Con objeto de seleccionar la región espectral de interés, y evitar la superposición de diferentes órdenes, se empleó un filtro interferencial de 15 Å de anchura centrado en 6577 Å. A continuación de este filtro se colocó un etalón con una distancia nominal entre placas de 125 μm . Desplazando las láminas del etalón respecto a esta posición nominal se obtuvieron un total de 65 imágenes individuales.

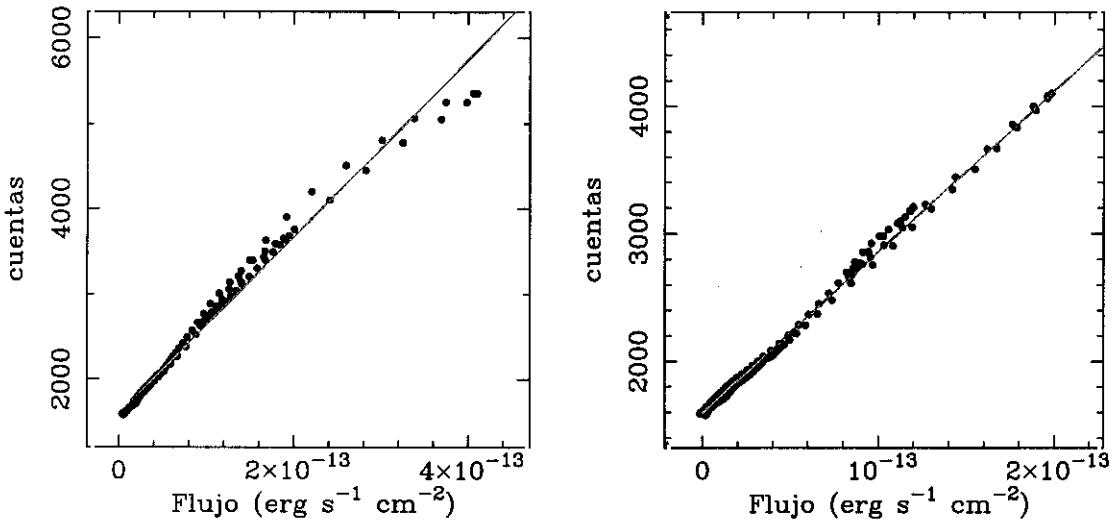
2.2 Reducción y calibración de las observaciones

2.2.1 Imágenes ópticas

Las imágenes ópticas, tanto de banda ancha como de banda estrecha, se redujeron siguiendo los procedimientos estándar de (1) eliminación de los rayos cósmicos y píxeles defectuosos presentes en las imágenes, (2) substracción del nivel *bias*, (3) eliminación de la corriente de oscuridad, (4) corrección de *flat-field*. El proceso de reducción de estas imágenes fue llevado a cabo haciendo uso de los paquetes de *software* MIDAS (imágenes V , r , [O III] λ 5007 y $H\alpha$ –Diciembre 1993–) y IRAF (imágenes BR y $H\alpha$ –Noviembre 1998–).

La imágenes B , V y r fueron calibradas en flujo observando repetidamente un conjunto de estrellas estándar extraídas de las listas de Kent (1985) y Landolt

Figura 2.3: Comparación entre el número de cuentas en la imagen V y el flujo de los espectros #1r (*izquierda*) y #5r (*derecha*). La recta en color rojo representa el mejor ajuste en cada caso.



(1992). Por último, la imagen en banda R obtenida en tiempo de servicio fue calibrada mediante la comparación de su perfil de brillo superficial con el publicado por Papaderos et al. (1996a).

En el caso de las imágenes de banda estrecha, $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$ y $\text{H}\alpha$ (Noviembre 1998), en primer lugar se substrajo la contribución del continuo a los filtros utilizando las imágenes V y R , respectivamente. En el caso de la imagen $\text{H}\alpha$ obtenida en Diciembre de 1993, se utilizó la imagen de continuo adyacente. A continuación, se procedió a calibrar en flujo estas imágenes mediante la comparación de las mismas con los datos de espectroscopía de rendija. En primer lugar, se recortaron en las imágenes aquellas regiones cubiertas por las rendijas. En el caso de la imagen en $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$ se utilizaron los espectros obtenidos en el rango azul (b) y en el caso de la imagen $\text{H}\alpha$ los correspondientes al rango rojo (r). Los espectros b y r se convolucionaron entonces con las curvas respuestas de los filtros estrechos. A continuación, se compararon las cuentas medidas sobre las regiones cubiertas por las rendijas en las imágenes con el flujo de los espectros convolucionados. Una vez hecho esto se corrigieron las relaciones obtenidas de la respuesta del filtro a la longitud de onda correspondiente a las líneas, y finalmente, en el caso de las imágenes $\text{H}\alpha$, se corrigieron estas relaciones de la contribución de las líneas de Nitrógeno, $[\text{N II}]\lambda 6548$

y [N II] λ 6584. Este proceso se repitió para todas las rendijas (#1,2,4,5,6b y r) obteniéndose diferencias menores del 10 por ciento.

2.2.2 Imágenes infrarrojas

El proceso de reducción seguido para las imágenes infrarrojas fue similar al descrito en el Capítulo 4. Este proceso incluye: (1) substracción del nivel *bias* y la corriente de oscuridad de las imágenes de cielo y de objeto, (2) corrección de la variación de la sensibilidad pixel a pixel mediante la división por la imagen de *flat-field*, (3) substracción del cielo, (4) alineamiento de las imágenes individuales de los objetos y (5) combinación de las mismas. En este proceso de reducción las imágenes de *flat-field* fueron obtenidas a partir de la combinación de gran número de imágenes de cielo (véase la Secc. 4.2.1).

La calibración en flujo de estas imágenes fue llevada a cabo mediante la observación de estrellas estándar de la lista de Elias et al. (1982) a las mismas masas de aire que las imágenes de la galaxia.

A fin de realizar la calibración de las imágenes en banda *Ks* se asumió que la corrección entre el filtro *Ks* y el *K'* ($K' \equiv KM$; $\lambda_0 = 2.12 \mu\text{m}$, FWHM = $0.34 \mu\text{m}$; Wainscoat & Cowie 1992) es independiente del color. Para comprobar la validez de esta suposición se convolucionaron las funciones respuesta de los filtros *K'* y *Ks* con la distribución de energía de un cuerpo negro. Se definió entonces,

$$F_{Ks} = \int d\lambda B_\lambda f_{\lambda,Ks} ; F_{K'} = \int d\lambda B_\lambda f_{\lambda,K'} \quad (2.1)$$

donde $f_{\lambda,Ks}$ y $f_{\lambda,K'}$ son las funciones respuesta de ambos filtros y B_λ es la función de Planck. Estudiando el comportamiento de estos flujos para diferentes temperaturas en el rango 2000-10000 K se encontró que la variación máxima de $2.5 \times \log(F_{Ks}/F_{K'})$ fue de 0.037^m . Teniendo en cuenta que esta diferencia se reduce a menos de 0.015^m en el intervalo 4000-10000 K podemos asumir que esta corrección es independiente de la la distribución espectral de energía (véase la Figura 2.5). Por último, se transformaron los flujos medidos en banda *K'* a la banda *K* estándar ($\lambda_0 = 2.19 \mu\text{m}$, FWHM = $0.41 \mu\text{m}$) mediante la relación dada por Wainscoat y Cowie (1992), $K' - K = 0.22 \times (H - K)$.

En las Figura 2.4 se muestran las imágenes reducidas correspondientes a las bandas óptico-infrarrojas *BVRJHKs*, [O III] λ 5007 y H α . La calibración astrométri-

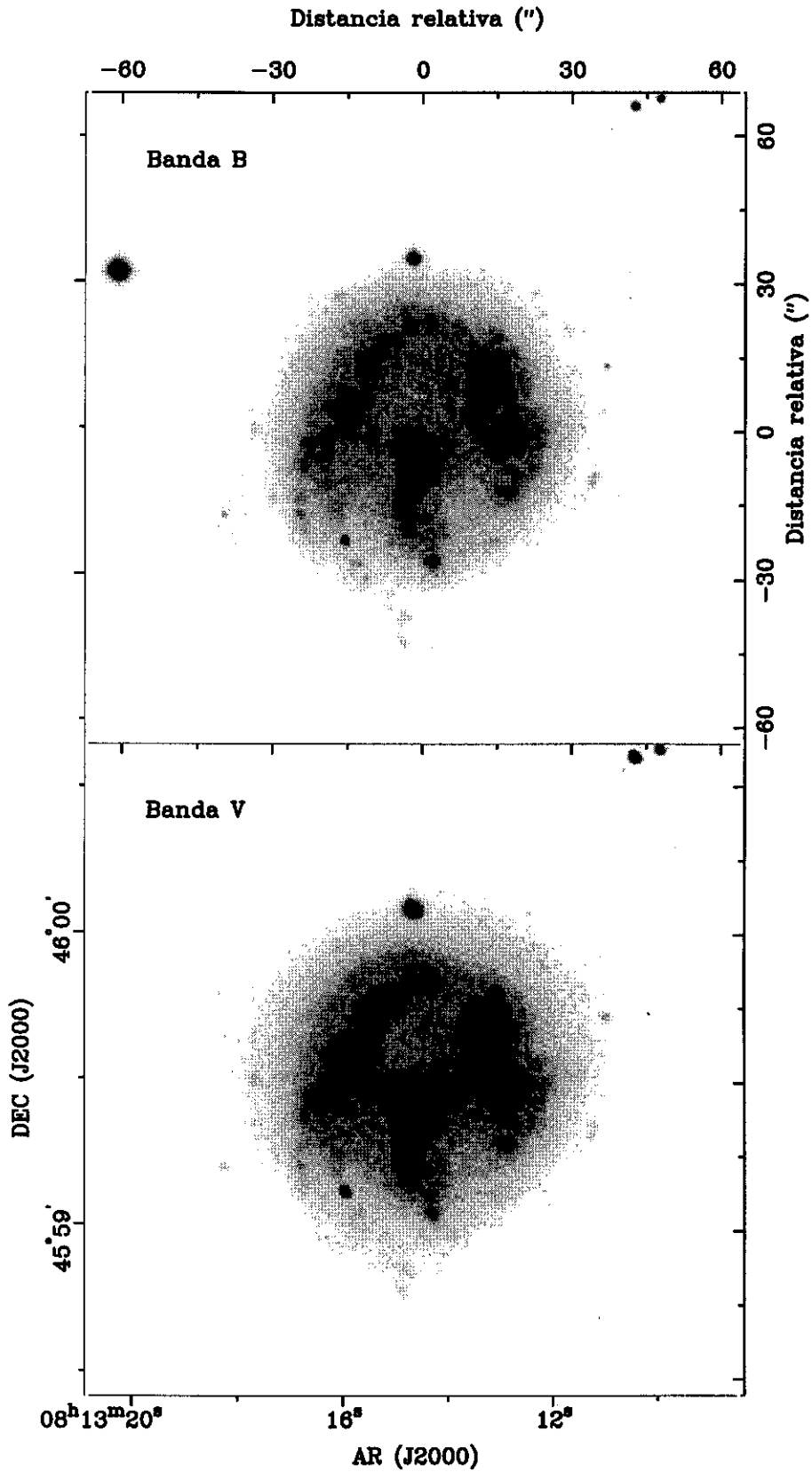
Figura 2.4: Imágenes de Mrk 86 en las bandas B y V .

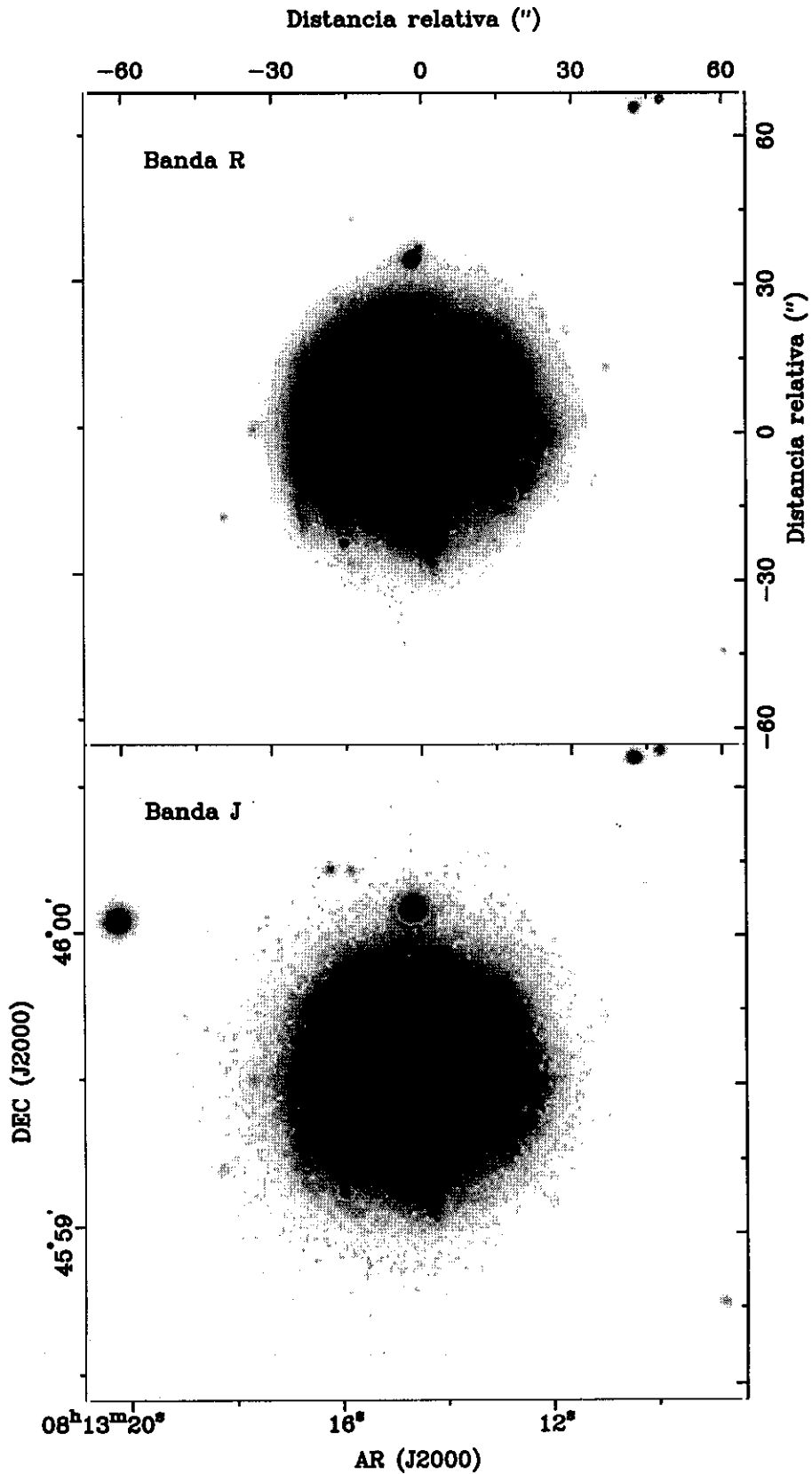
Figura 2.4: Imágenes de Mrk 86 en las bandas *R* y *J*.

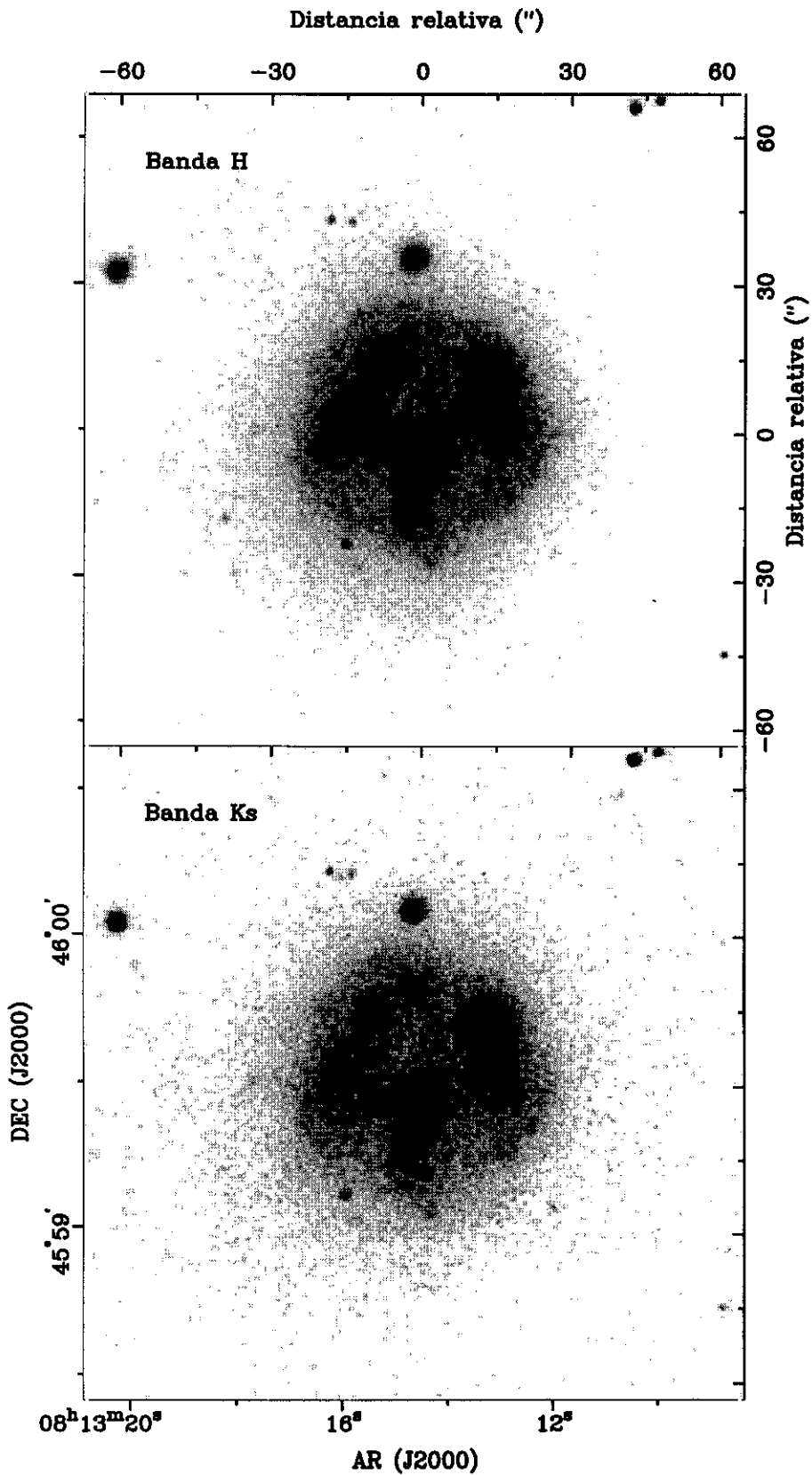
Figura 2.4: Imágenes de Mrk 86 en las bandas H y Ks .

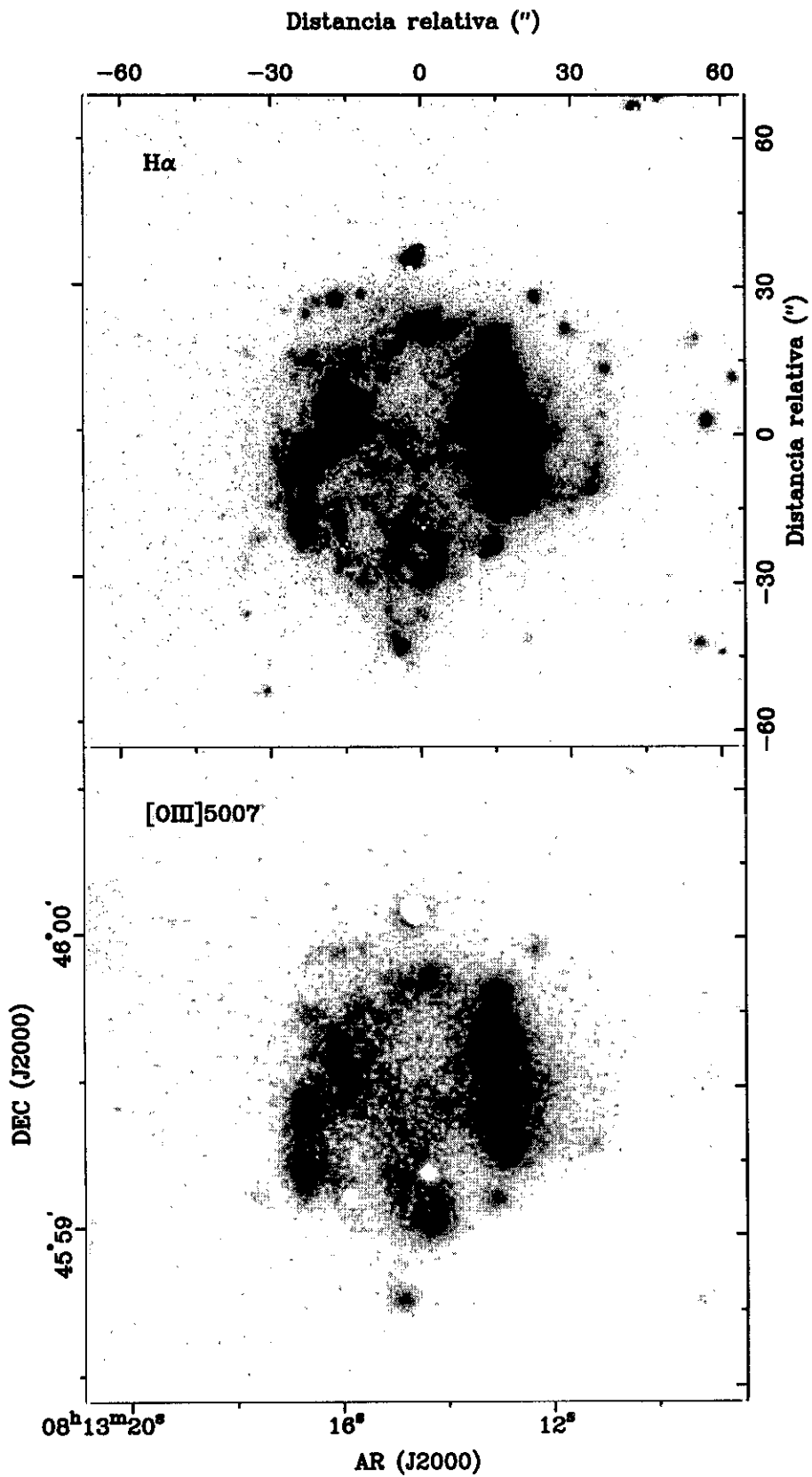
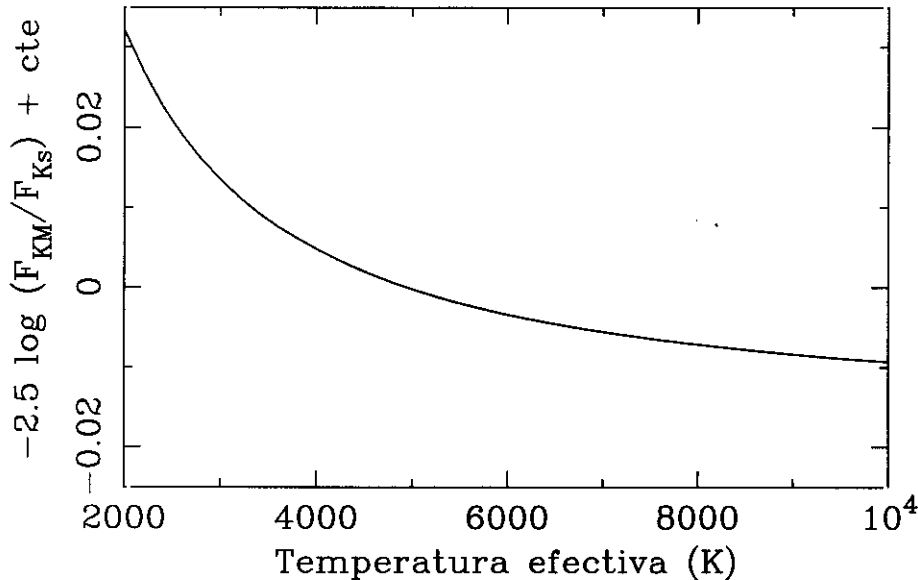
Figura 2.4: Imágenes de Mrk 86 en $H\alpha$ y $[OIII]\lambda 5007$.

Figura 2.5: Cambio entre las magnitudes en los filtros K_s y K' para un cuerpo negro de diferentes temperaturas.



ca de estas imágenes fue llevada a cabo mediante el programa PLATEASTROM desarrollado dentro del paquete de reducción OPERA (García-Dabó y Gallego 1999b).

2.2.3 Espectroscopía óptica

Los espectros ópticos obtenidos se redujeron siguiendo un procedimiento similar al empleado por el Dr. J. Gallego en su trabajo de tesis doctoral (Gallego 1995a). En primer lugar, se eliminaron los rayos cósmicos y defectos de las imágenes bidimensionales mediante la interpolación de los mismos con los valores medidos en píxeles adyacentes. A continuación se substrajeron el nivel *bias* y la corriente de oscuridad. A fin de eliminar la contribución al ruido debida a la lectura de las imágenes de *bias* y *dark* se asumió un valor constante para ambas componentes. La corrección de la variación de sensibilidad pixel-a-pixel fue llevada a cabo mediante la obtención de imágenes de *flat-field* de cúpula. Estas imágenes de *flat-field* fueron obtenidas a partir de la combinación de un gran número de imágenes individuales con el fin de aumentar la relación señal-ruido de los espectros finales. Una vez corregidos de *bias*, corriente de oscuridad y *flat-field* se procedió a realizar la calibración en longitud de onda de los espectros a partir de su comparación con arcos de calibración de Helio-

Argón. Finalmente, los espectros obtenidos fueron calibrados en flujo absoluto a partir de la observación de estrellas estándar espectrofométricas. Primeramente se corrigieron los espectros de las estrellas estándar de extinción atmosférica asumiendo la curva de extinción, k_λ , del observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma) y

$$F_\lambda^{\text{obs}} = F_\lambda \times 10^{-0.4k_\lambda \text{secz}}. \quad (2.2)$$

Una vez corregidos estos espectros y conociendo el flujo real de la estrella en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ se obtiene la curva respuesta del sistema, S_λ , como

$$S_\lambda = \frac{F_\lambda^{\text{obs,*}}}{F_\lambda^*} \quad (2.3)$$

Esta función respuesta se suele suavizar a fin de eliminar ciertas características debidas a la presencia de líneas de absorción en el espectro de las estrellas de calibración. La función respuesta final se obtuvo a partir del promedio de la curvas para diferentes estrellas. Las curvas respuesta individuales eran lo suficientemente similares entre si como para realizar dicho promedio. Una vez obtenida esta función respuesta media se dividen los espectros de la galaxia entre la misma y se corrigen de extinción atmosférica siguiendo la Ecuación 2.2. El hecho de haber supuesto que la curva de extinción para el observatorio de Calar Alto es similar a la medida para el observatorio del Roque de los Muchachos no introduce errores significativos en la calibración en flujo tal y como puso de manifiesto Gallego (1995a).

Este procedimiento de reducción, aplicado a cada uno de los espectros de rendija obtenidos (#1,2,4,5,6b y r; #3) dio como resultado el conjunto de imágenes que se muestra en la Figura 2.6. Dicha reducción se llevó a cabo mediante el empleo de diferentes tareas y subrutinas englobadas dentro del programa MIDAS.

El proceso de reducción empleado para el caso de los espectros de alta resolución (#7, 8 y 9R) fue muy similar al utilizado para los espectros de resolución baja-intermedia. Sin embargo, en este caso, la reducción fue llevada a cabo empleando diferentes tareas integradas dentro del paquete IRAF (CCDPROC, CREDIT, RESPONSE, etcétera). Las imágenes bidimensionales resultado de este proceso de reducción se muestran en la Figura 2.7. En estos espectros son claramente visibles las líneas de emisión de $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6583$, $[\text{S II}]\lambda\lambda 6717, 6731$ y $\text{H}\alpha$.

Seguidamente, se realizó la extracción de los espectros unidimensionales correspondientes a las regiones de formación estelar y a la región central de la galaxia. En el caso de las regiones de formación estelar se extrajeron secciones de $4''.3 \times 2''.65$ centradas en el máximo de emisión de la región. Estas secciones corresponden a 3 pixeles

Figura 2.6: Imágenes bidimensionales de los espectros de resolución baja-intermedia. Espectros correspondientes a las rendijas #1b, #2b, #4b, #5b.

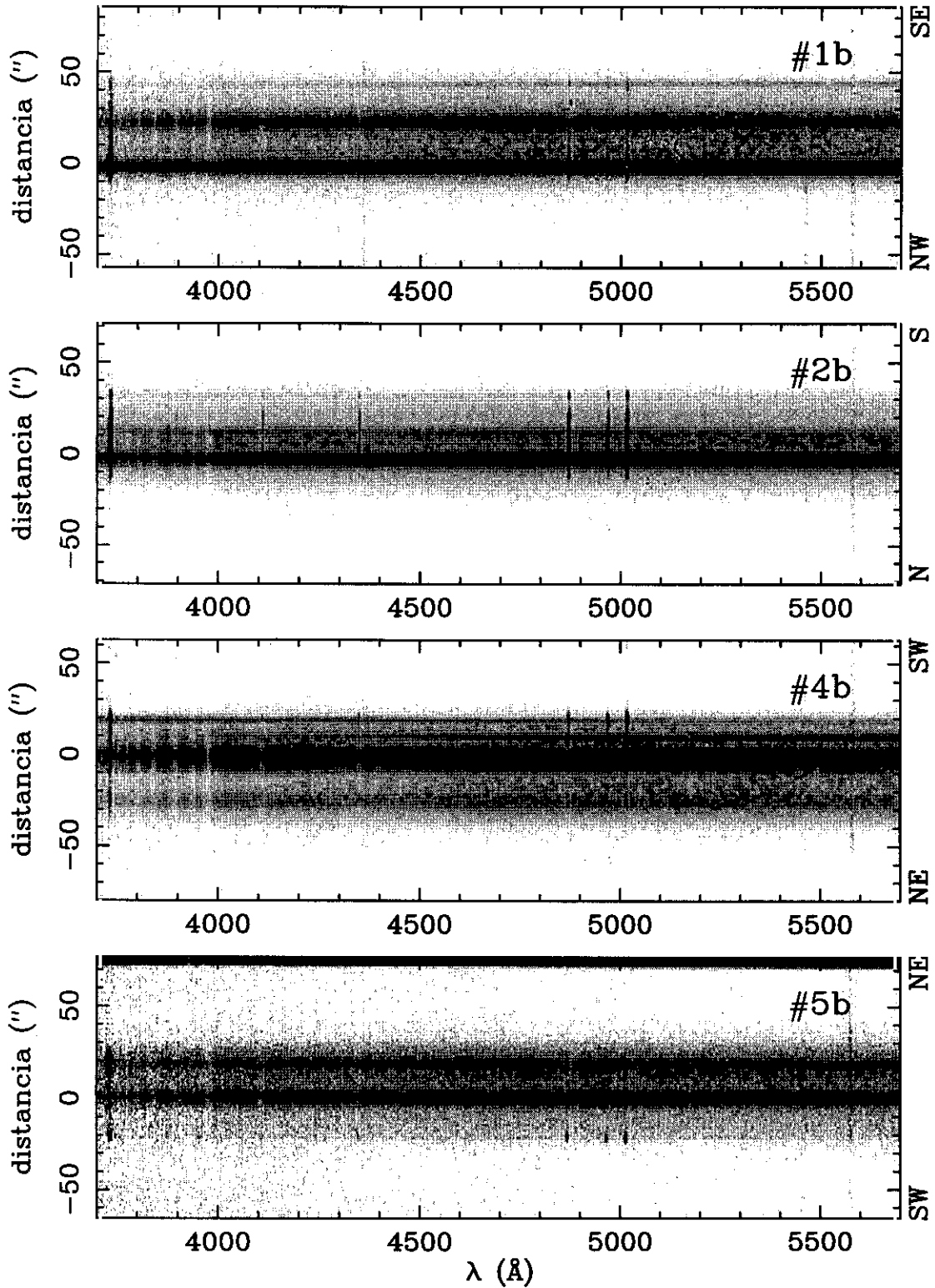


Figura 2.6: (cont.) Imágenes bidimensionales de los espectros de resolución baja-intermedia. Espectros correspondientes a las rendijas #1r, #2r, #4r, #5r.

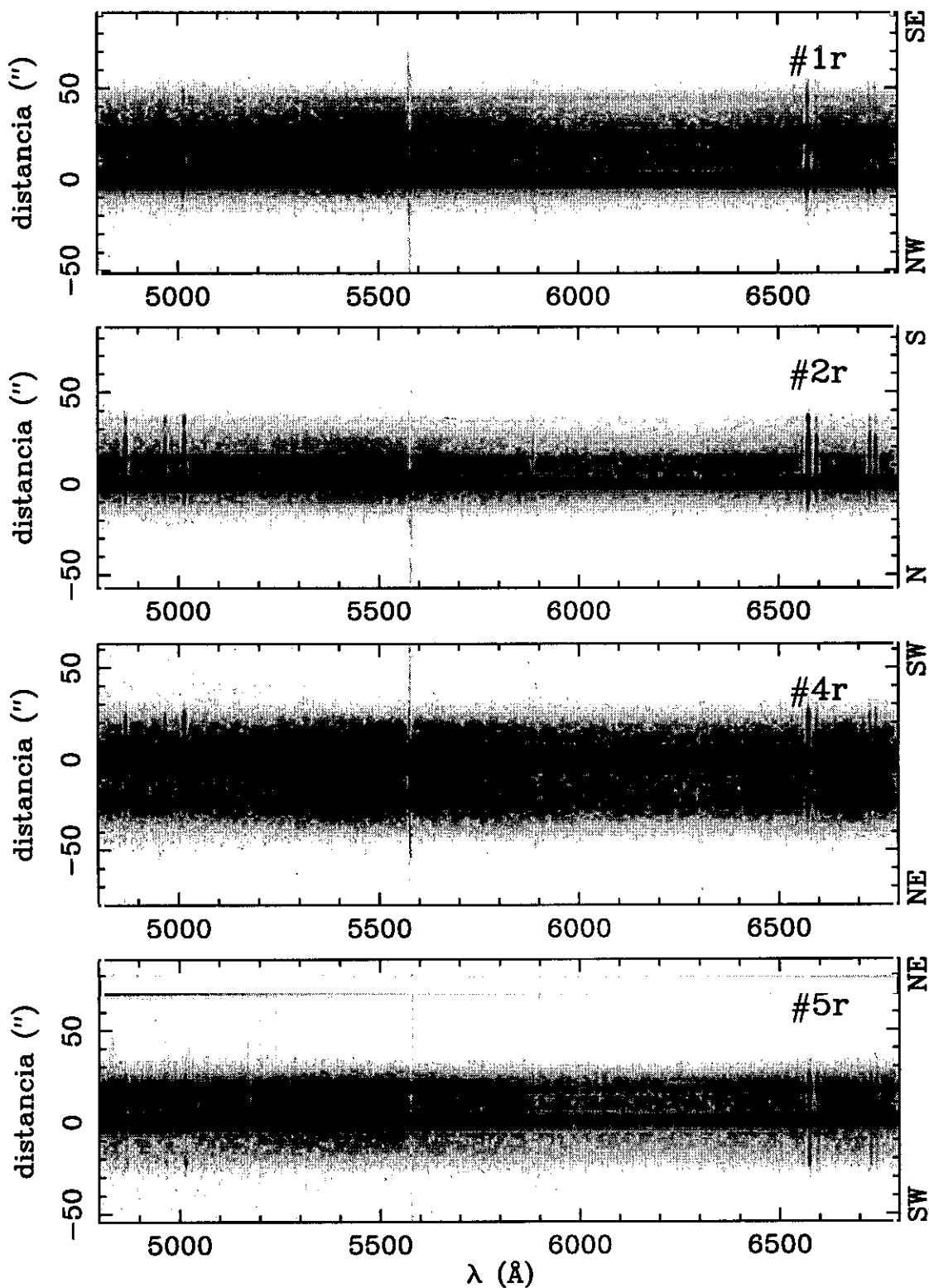


Figura 2.6: (cont.) Imágenes bidimensionales de los espectros de resolución baja-intermedia. Espectros correspondientes a las rendijas #6b, #6r, #3.

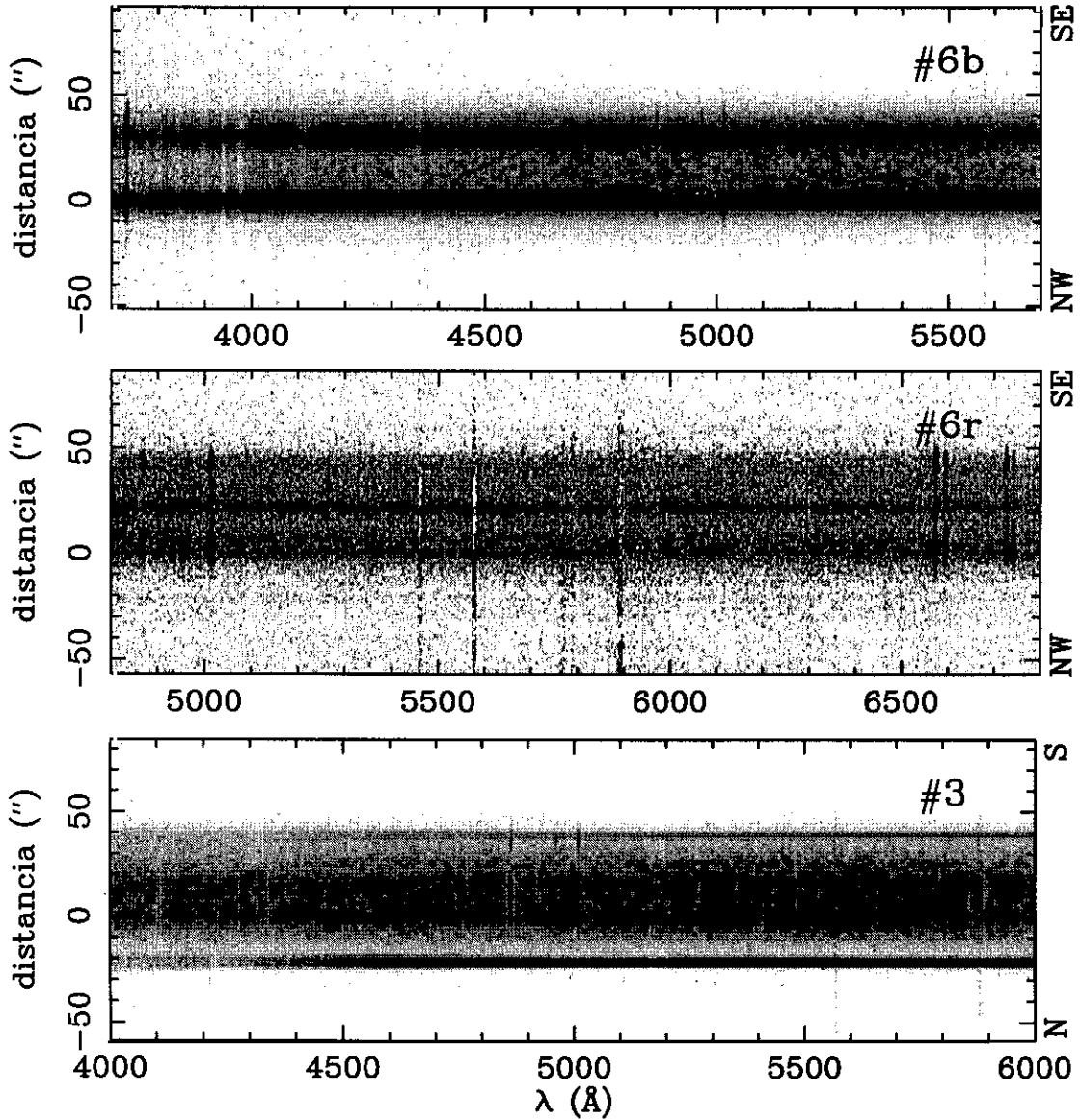
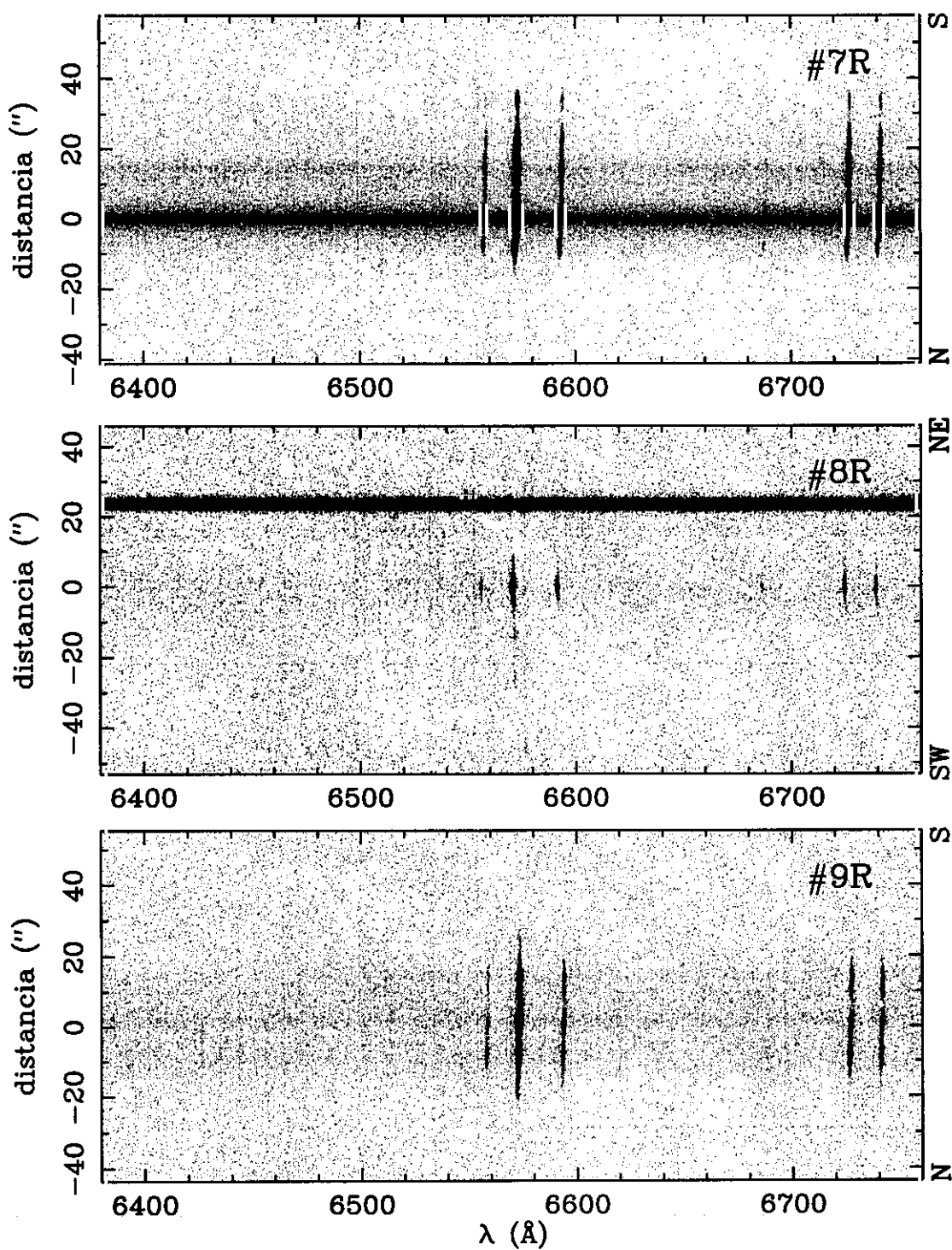


Figura 2.7: Imágenes bidimensionales de los espectros de alta resolución en la región de $H\alpha$ correspondientes a las rendijas #7R, #8R y #9R.



a lo largo de la dirección espacial de los espectros de resolución baja-intermedia. En el caso de la componente *starburst* asociada a las regiones centrales de la galaxia, sin embargo, a fin de aumentar la relación señal-ruido de los espectros finales, se extrajo un región de $21''.45 \times 2''.65$ para la rendija #4b y de $14''.3 \times 2''.65$ para la rendija #1b.

Esta extracción se llevó a cabo exclusivamente sobre los espectros de resolución baja-intermedia pues únicamente el amplio rango espectral cubierto por estos permitió derivar el estado evolutivo de la población estelar y las propiedades físicas del gas ionizado en estas regiones. En la Figura 2.8 se muestran los espectros extraídos para aquellas regiones cubiertas por alguno de los espectros de resolución baja-intermedia.

2.2.4 Interferometría Fabry-Pérot

En primer lugar se realizaron una serie de operaciones comunes a cada uno de los canales del cubo de datos obtenidos, esto incluyó la eliminación del nivel *bias* y la corriente de oscuridad. Así mismo, se eliminaron interactivamente los rayos cósmicos y pixeles defectuosos. La corrección de la variación de la sensibilidad pixel a pixel fue llevada a cabo utilizando una imagen *flat-field* de cúpula sumada a todos los canales dentro de un rango espectral libre. A continuación se normalizaron cada uno de los canales suponiendo que la emisión de estrella de campo localizada en $AR(J2000)=8^h13^m14^s.72$ y $DEC(J2000)=+46^\circ00'4''.1$ era la misma para cada posición del etalón. Esta corrección nos permitió tener en cuenta la posible variación de la transparencia atmosférica a lo largo de la observación. Una vez llevadas a cabo estas tareas se procedió a realizar la calibración en longitud de onda del cubo. Este paso en el proceso de reducción se llevó a cabo mediante el uso del paquete CTIO.FABRY de IRAF.

Con anterioridad a la calibración en longitud de onda del cubo de imágenes es necesario tener en cuenta los dos hechos siguientes:

- La luz procedente del telescopio a lo largo del eje óptico incide sobre el etalón de manera perpendicular. Sin embargo, rayos de luz provenientes de regiones fuera de este eje inciden con ángulos que serán mayores cuanto mayor sea la distancia al eje óptico. Este cambio en el ángulo de incidencia del etalón tiene como consecuencia un cambio en longitud de onda transmitida por el mismo.

Figura 2.8: Espectros unidimensionales sobre los que se midieron los flujos mostrados en la Tabla 2.5. La escala en flujo está referida al espectro representado en color negro. El trazo en color rojo muestra un ampliación del mismo espectro. En la esquina superior izquierda de cada panel se indica la región de formación estelar a la que corresponde el espectro, mientras que en la esquina superior derecha se muestra la rendija.

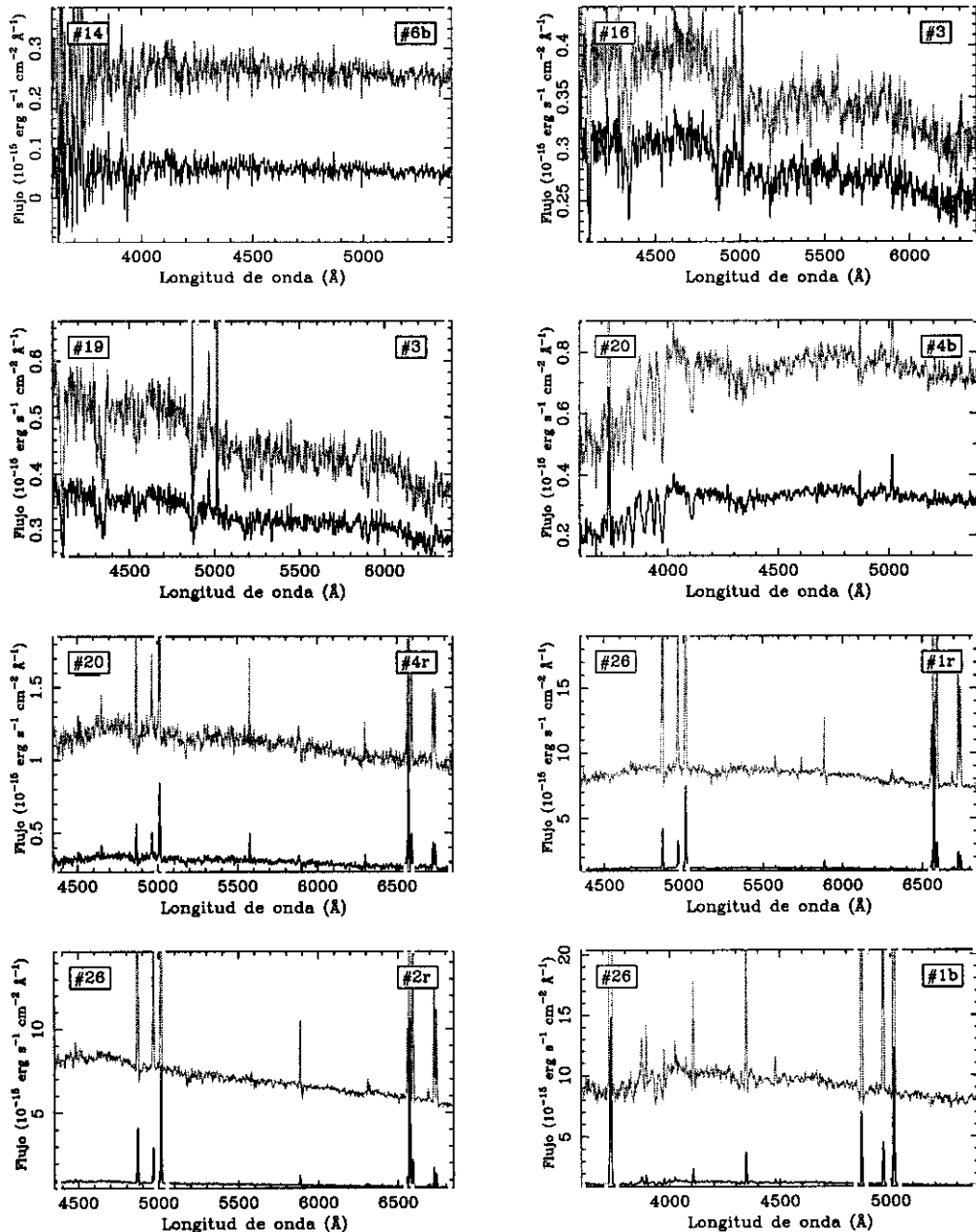


Figura 2.8: (cont.) Espectros unidimensionales sobre los que se midieron los flujos mostrados en la Tabla 2.5.

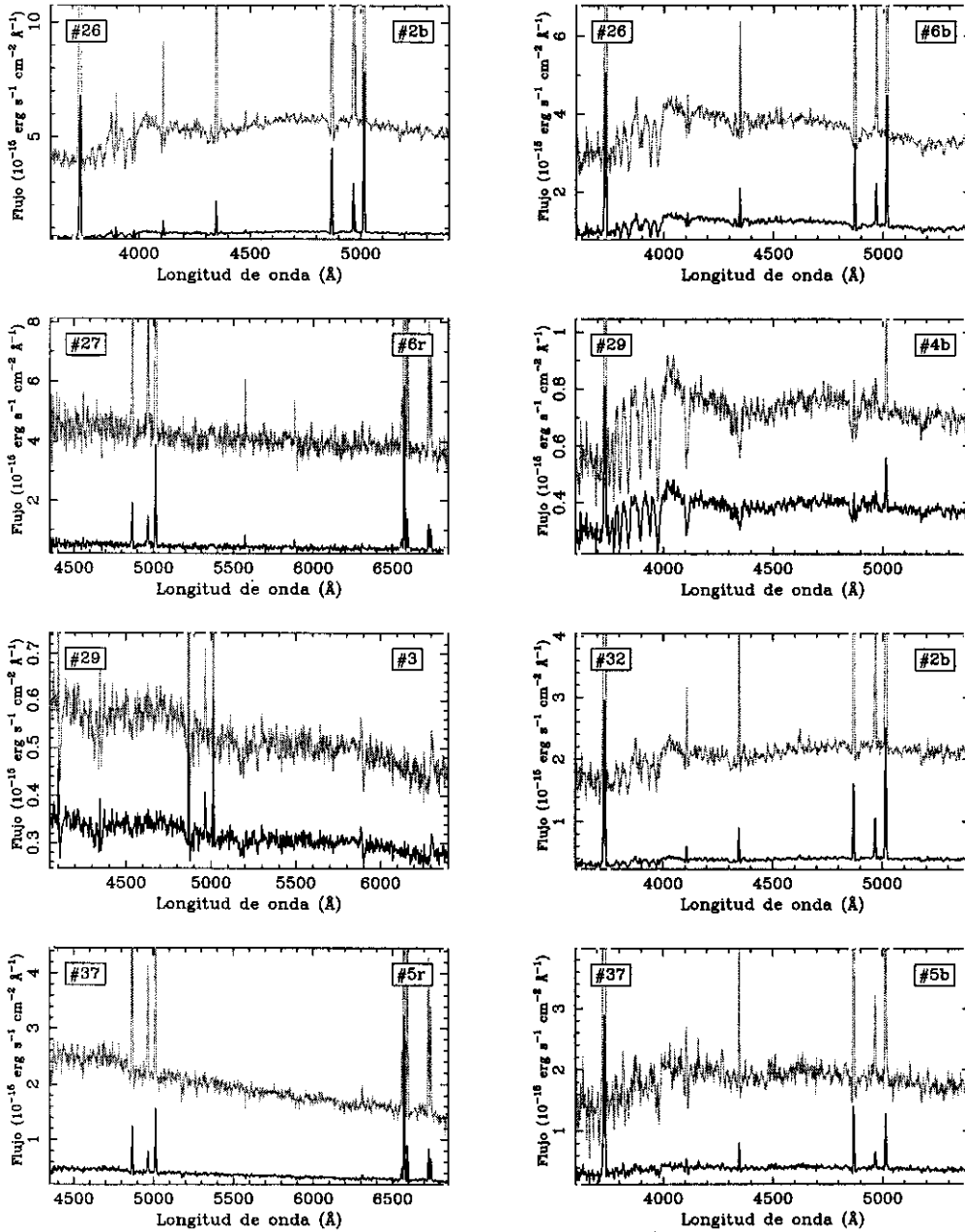


Figura 2.8: (cont.) Espectros unidimensionales sobre los que se midieron los flujos mostrados en la Tabla 2.5.

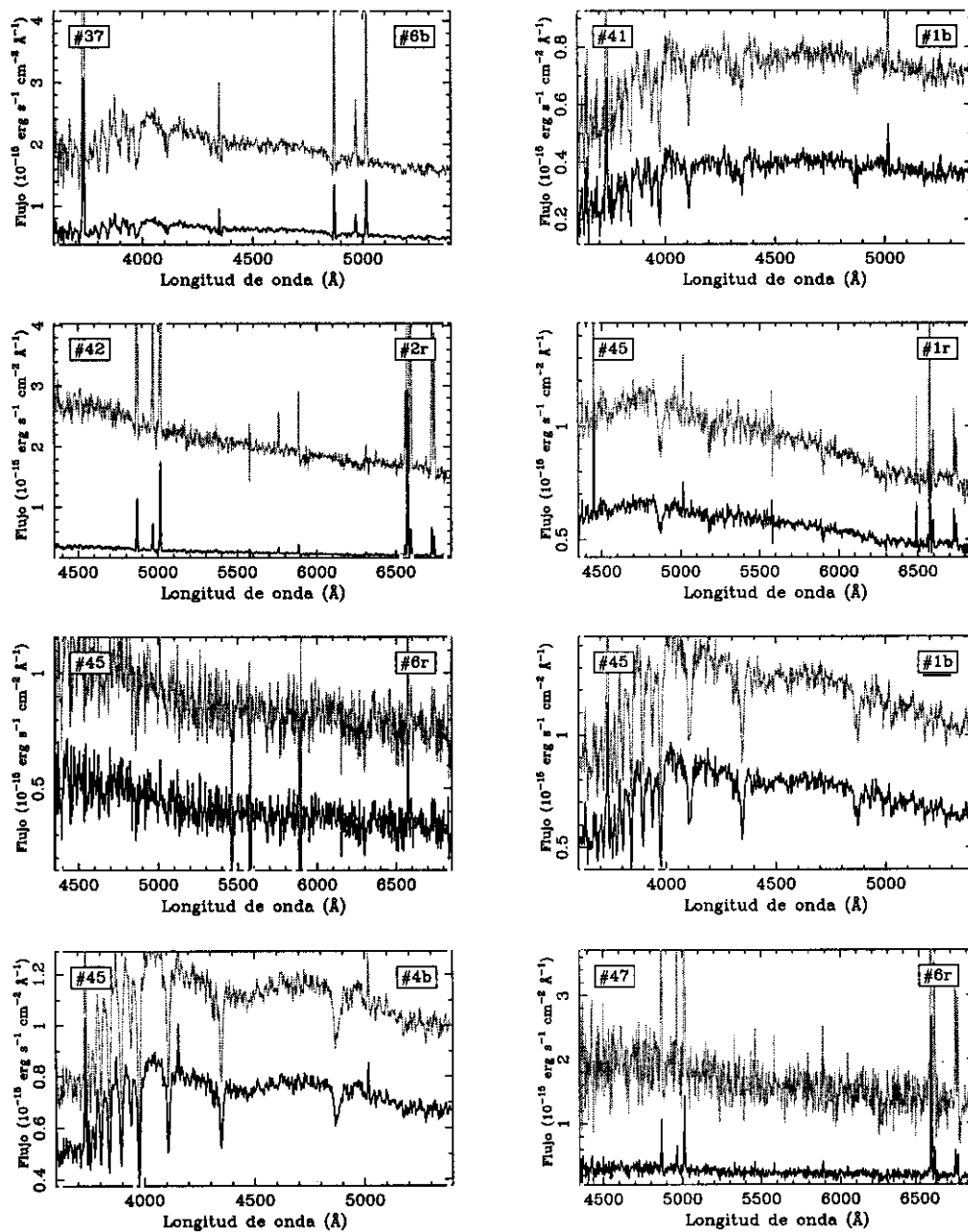


Figura 2.8: (cont.) Espectros unidimensionales sobre los que se midieron los flujos mostrados en la Tabla 2.5.

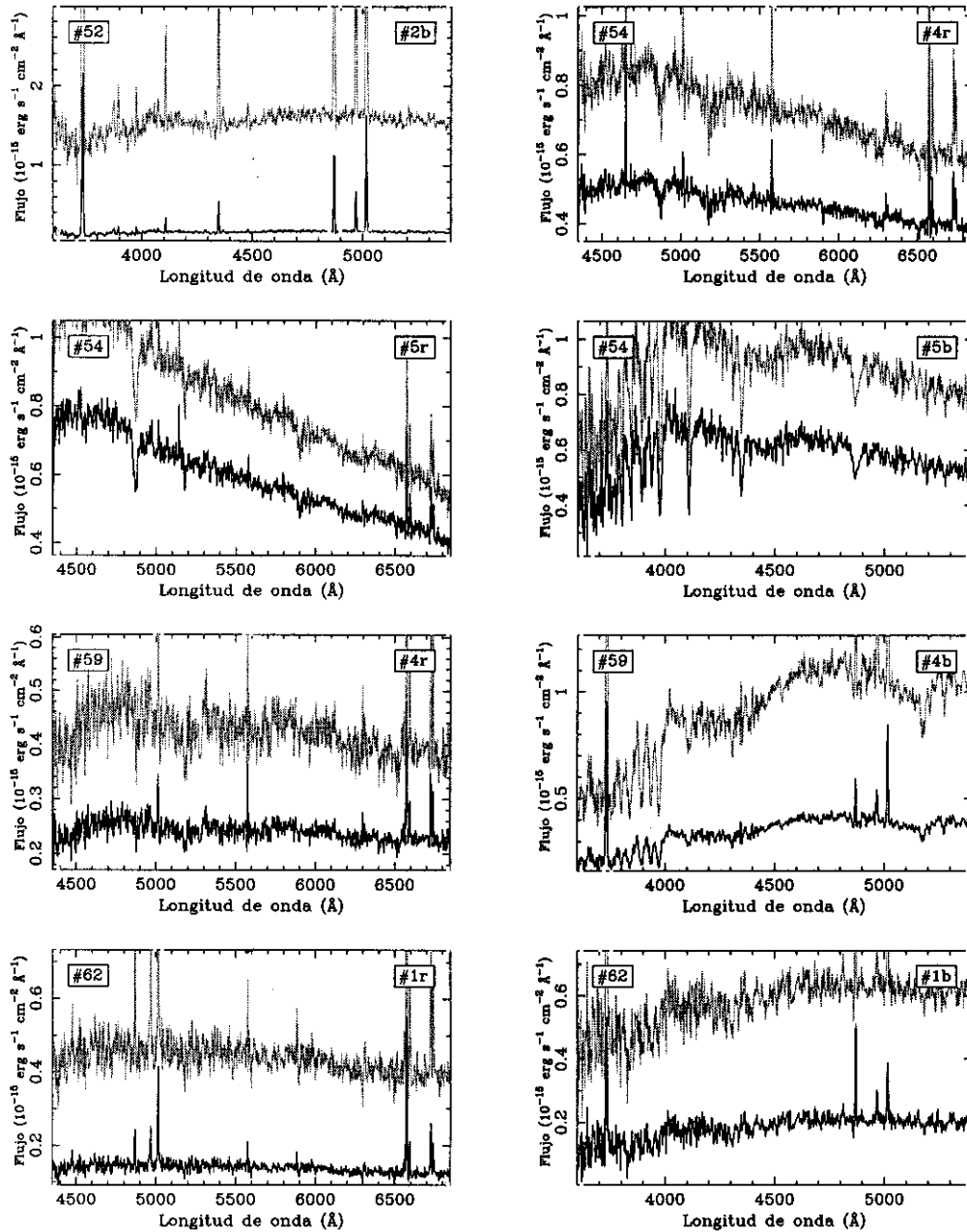
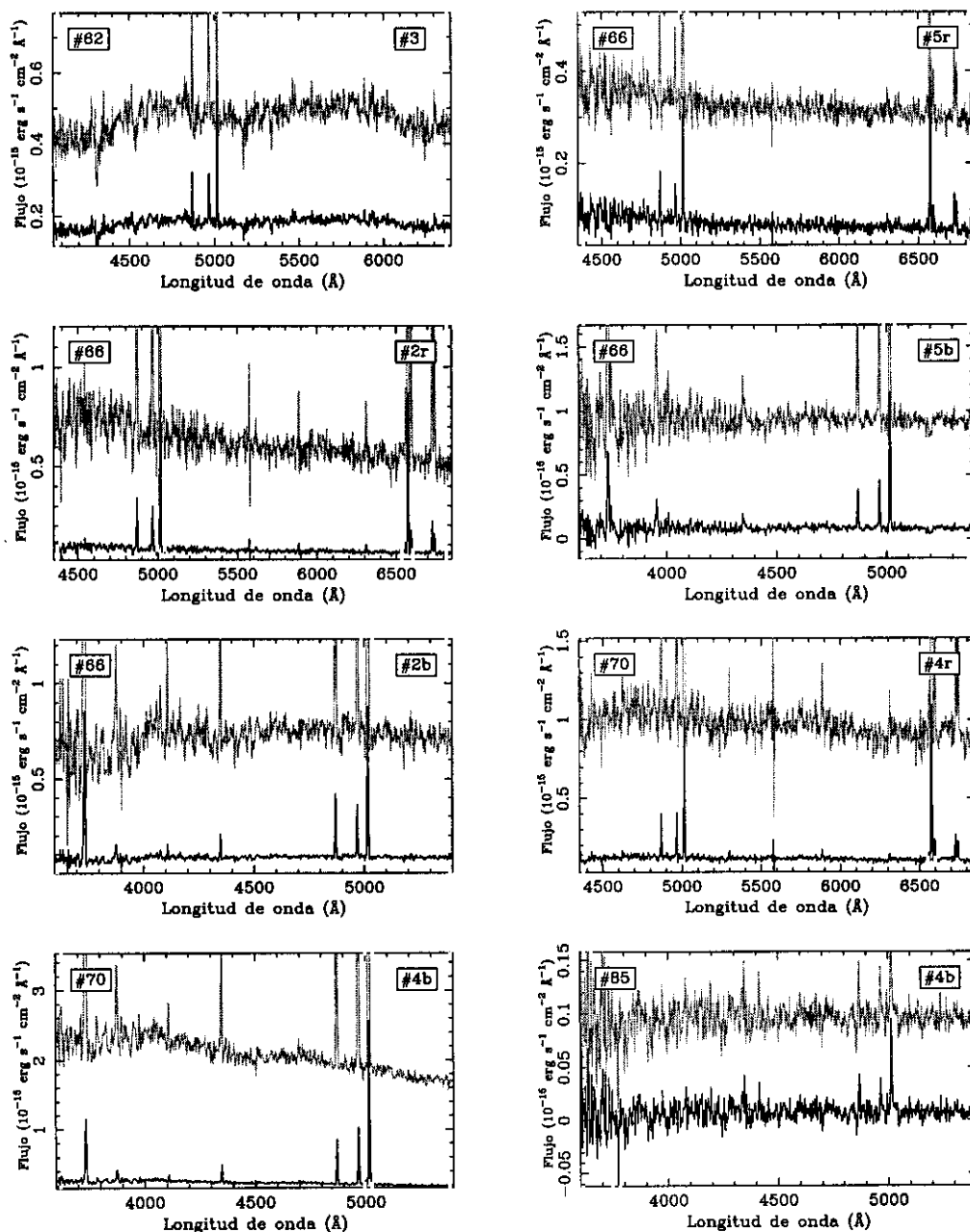


Figura 2.8: (cont.) Espectros unidimensionales sobre los que se midieron los flujos mostrados en la Tabla 2.5.



Así, la longitud de onda efectiva transmitida por el etalón varía con el ángulo de incidencia según la ley (Taylor y Atherton 1980)

$$\lambda(r) = \lambda(0) \times \cos(\arctan(r/C)) \quad (2.4)$$

donde C es una constante que deberemos calcular a lo largo del proceso de reducción.

- Por otro lado, la longitud de onda transmitida por el etalón en incidencia normal, $\lambda(0)$, depende de la separación entre las placas según la expresión

$$\lambda(0) = A + B \times z \quad (2.5)$$

Con el fin de realizar la calibración en longitud de onda se observó una línea espectral (6589.9529 Å) de una lámpara de calibración de CuNe. Cada uno de las imágenes de este cubo de datos corresponderá al corte a un determinado z del paraboloide descrito por las Ecuaciones 2.4 y 2.5. Por tanto, estas imágenes presentarán anillos de diferente radio para cada posición del etalón.

El análisis de estos anillos mediante diferentes tareas dentro del paquete FABRY.CTIO permitió determinar los valores de las constantes A , B y C para el caso del cubo de datos observado. Una vez conocidas estas tres constantes y la posición sobre la imagen del eje óptico la calibración en longitud de onda es inmediata. Las constantes B y C suelen mantenerse razonablemente constantes a lo largo de un período de observación, mientras que el punto cero de esta calibración, es decir, la constante A , puede cambiar significativamente a lo largo de una misma noche.

Los pasos seguidos a lo largo de este proceso de calibración fueron los siguientes:

- Determinación de la posición del eje óptico y de los radios de los anillos en función de la distancia entre las placas del etalón. Usando la tarea RINGPARS del paquete FABRY se determinaron tanto los centros como los radios de los anillos ajustando los dos picos de los diferentes cortes en filas y columnas.
- Haciendo uso de la tarea FITRING se ajustaron los parámetros de los anillos y las distancias entre placas a la ecuación de dispersión (Ecuación 2.5). Este ajuste permitió obtener los valores de las constantes A , B y C .
- A continuación, a partir de la imagen de uno de los anillos de la línea de la lámpara de calibración tomada inmediatamente antes o después de la observación de la galaxia, se corrigió el valor de la constante A mediante la tarea ZEROPT.

- Por último, la tarea `VELOCITY` permite obtener los mapas de velocidad radial, dispersión de velocidades, intensidad de línea, continuo y sus errores correspondientes, partiendo del cubo de datos de la galaxia y del conjunto de constantes A, B y C.

En la Figura 2.9 se muestran los mapas obtenidos para la velocidad, dispersión de velocidades e intensidad de la línea $H\alpha$.

2.3 Análisis

2.3.1 Perfiles de brillo superficial y color

En la Figura 2.10 se muestran los perfiles de brillo superficial de Mrk 86 obtenidos a partir del ajuste de isofotas elípticas en las regiones más externas de la galaxia. Estas isofotas se ajustaron en la imagen en banda R usando la tarea `ELLIPSE` de IRAF. Esta tarea permite ajustar isofotas elípticas a imágenes bidimensionales mediante un método iterativo desarrollado por Jedrzejewski (1987). Según este método cada isofota es ajustada a un tamaño del semieje mayor fijo y predeterminado. A partir de unos valores iniciales para el centro, elipticidad y ángulo de posición de la elipse, se estima la variación de la intensidad a lo largo de elipses con diferente ángulo de posición.

A continuación, minimizando la función

$$y = y_0 + A1 \times \text{sen}(AP) + B1 \times \text{cos}(AP) + A2 \times \text{sen}(2 \times AP) + B2 \times \text{cos}(2 \times AP) \quad (2.6)$$

donde AP es el ángulo de posición y A1, B1, A2, B2 son las amplitudes de los diferentes armónicos, se determina el armónico de mayor amplitud. Este armónico que estará relacionado con uno de los parámetros de la elipse. Entonces, a partir del gradiente local en la dirección radial y teniendo en cuenta el cambio en los parámetros debido a un cambio en el armónico de mayor amplitud se actualizan los parámetros de la elipse y se vuelve a minimizar la función mostrada en la Ecuación 2.6. Este proceso se continua de manera iterativo hasta que la amplitud del mayor armónico es significativamente menor que las diferencias entre la imagen y el mejor ajuste. A la hora de determinar estos perfiles y con el objeto de obtener los perfiles de brillo de la población subyacente de la galaxia, de muy bajo brillo superficial, se enmascararon tanto las estrellas de campo como las regiones de alto brillo superficial situadas a

Figura 2.9: Mapas Fabry-Pérot de velocidad radial, dispersión de velocidades e intensidad en la línea de $H\alpha$ junto con sus correspondientes imágenes de errores.

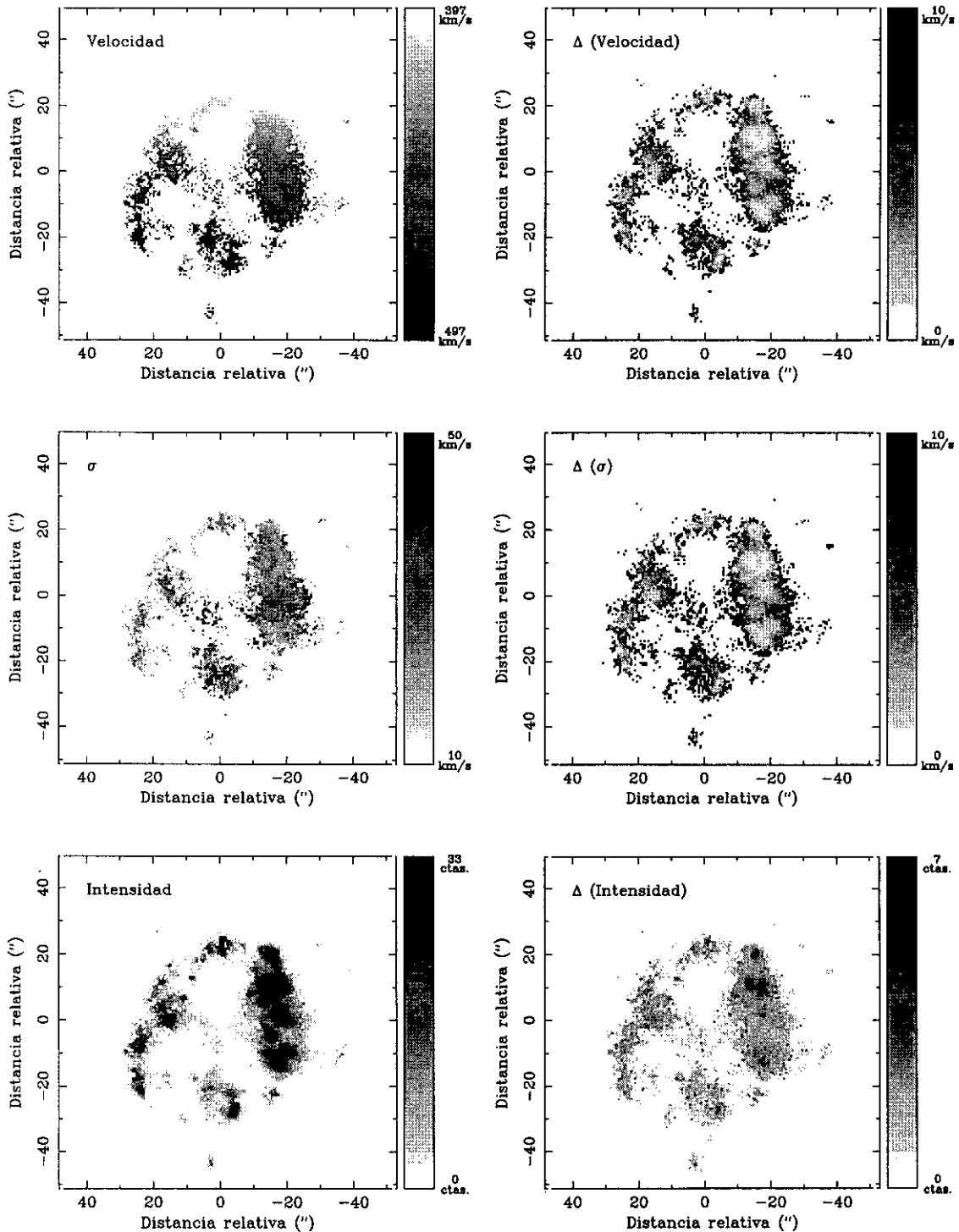
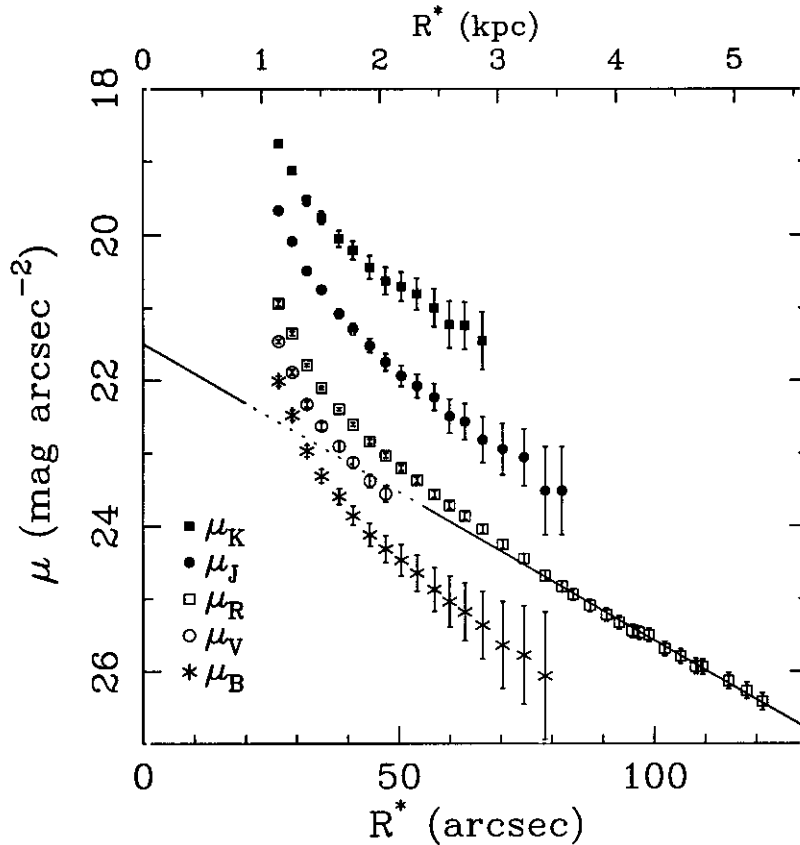


Figura 2.10: Perfiles de brillo superficial en las bandas $BVRJK$. Se ha representado así mismo el mejor ajuste a la componente exponencial observada a distancias galactocéntricas mayores de $80''$.



distancias galactocéntricas mayores de $26''$. Denominaremos centro de la galaxia a la posición correspondiente al centro de las isofotas más externas medidas en la banda R de Johnson y las distancias galactocéntricas se definirán a partir de este momento respecto a este punto. Las coordenadas de este punto son $AR(J2000)=8^h13^m14^s56$ y $DEC(J2000)=+45^\circ59'30''.2$.

Utilizando los ángulos de posición, elipticidades y tamaños del eje mayor derivados para estas isofotas se obtuvieron los perfiles de brillo superficial en el resto de las bandas $BVJHK$ y los correspondientes perfiles de color que se muestran en las Figuras 2.10 y 2.11. En la Figura 2.10 se muestra además el resultado del mejor ajuste a la componente exponencial de perfil de brillo superficial en la banda R .

2.3.2 Regiones de formación estelar

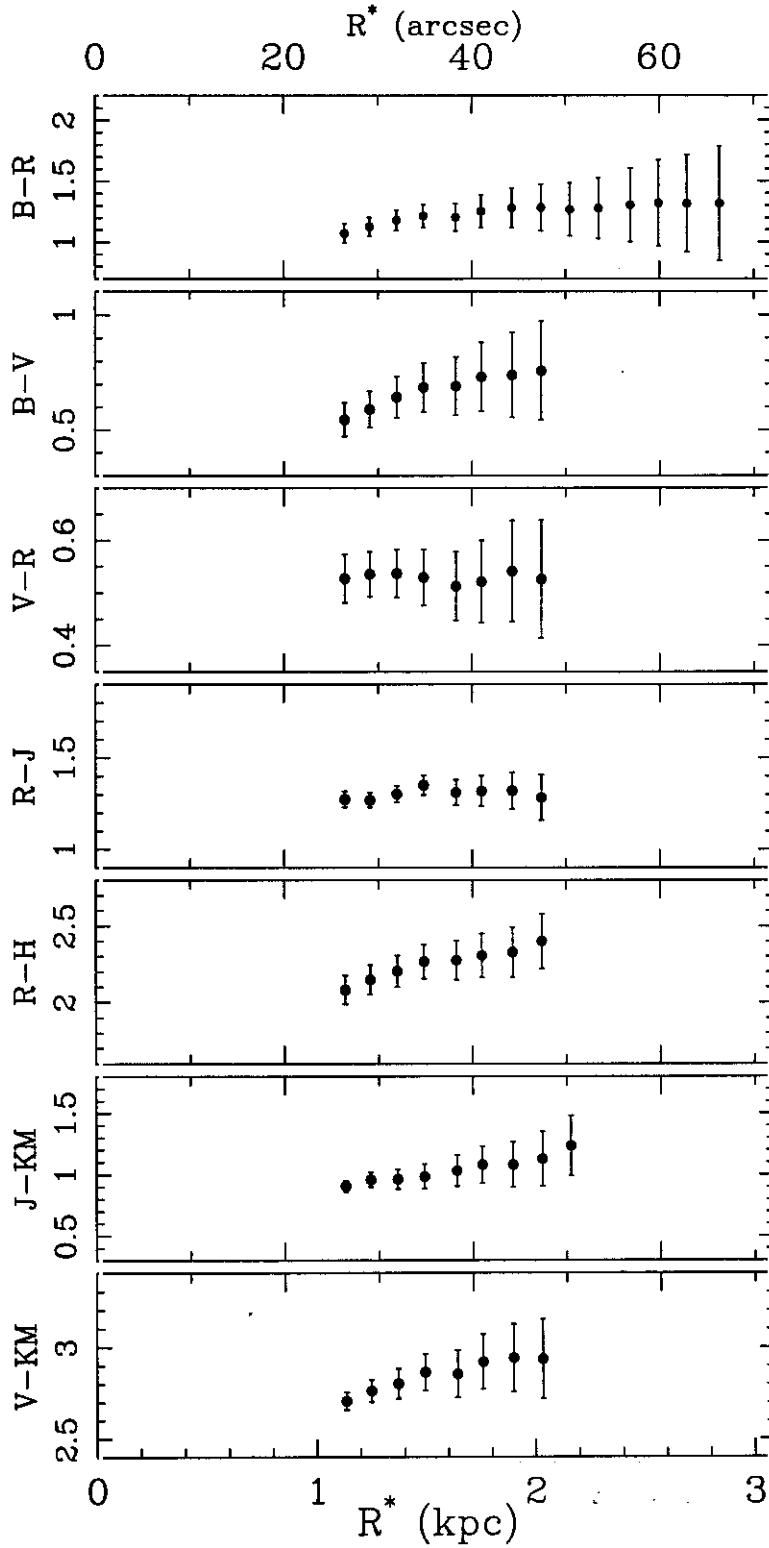
Posiciones y tamaños

A fin de determinar la posición y tamaño de las regiones en la vecindad de Mrk 86 se desarrolló un programa denominado COBRA (véase el Apéndice B). Brevemente, este programa selecciona la zona de la imagen donde está situada la región de interés. Los perfiles de brillo de la imagen en los dos ejes se ajustan entonces usando una línea recta que reproduce la emisión subyacente y dos gaussianas que reproducen el perfil de la región. Por último, las imágenes bidimensionales correspondientes a los ajustes a lo largo de ambos ejes se promedian. La posición del centro de la región se estima entonces como el máximo de la suma de las dos componentes gaussianas (promediada a ambos ejes).

Las posiciones de estos centros para cada una de las regiones estudiadas se dan en la Tabla 2.3 (columnas 3 y 4). Estas regiones se han numerado en orden de declinación decreciente, es decir, de Norte a Sur. La mayor parte de las mismas fueron identificadas en la imagen R , la más profunda de todas la obtenidas (véase la Figura 2.4; para $R=25.6$ la relación señal ruido es 30). Sin embargo, algunas de estas regiones presentan un intensa emisión en $H\alpha$ pero muy débil o indetectable contrapartida en el continuo (véase la Tabla 2.4). En este caso las regiones fueron detectadas sobre la imagen $H\alpha$ obtenida en Noviembre de 1998 con la cámara WFC del telescopio INT.

Una vez obtenida la posición de estas regiones se procedió a medir sus tamaños. Sin embargo, la determinación de los contornos de estas regiones es una tarea compleja. Algunos autores simplemente determinan el perímetro de las regiones definiendo aperturas circulares sobre las que miden flujos y colores. Esta aproximación presupone cierta simetría circular en estas regiones, lo cual no siempre se cumple. Otros autores (véase, por ejemplo, Petrosian et al. 1997) definen el límite de una determinada región como el último contorno conexo, o seleccionando todos los pixeles con intensidad superior a un determinado valor umbral (Mazzarella et al. 1993). Este valor umbral suele venir definido por las propiedades del ruido de la imagen. Todos estos métodos, descritos ampliamente en Fuentes-Masip (1997), son de difícil uso en regiones del cielo con gran número de objetos. Así mismo, en el caso de regiones situadas en zonas de brillo superficial variable, por ejemplo sobre un disco galáctico, el tamaño obtenido por estos métodos es fuertemente dependiente del valor de brillo superficial sobre el que se encuentre la región.

Figura 2.11: Perfiles de color de la galaxia Mrk 86 para distancias galactocéntricas mayores de $26''$.



Así, en nuestro trabajo, se decidió aplicar un nuevo método, basado en el uso interactivo del programa COBRA, que elimina la contribución de la emisión subyacente. Esta emisión es de gran importancia en Mrk 86 debido a la presencia de una componente estelar extensa. Tras la substracción de dicha emisión subyacente se estimó el número de pixeles más intensos que ciertos valores umbral. De la relación entre el número de pixeles y el umbral correspondiente es posible determinar el tamaño de la región como el *e-folding* de la gaussiana bidimensional equivalente (véase el Apéndice B). Este método permite eliminar efectos sistemáticos en la determinación del tamaño de las regiones debido a cambios en la emisión subyacente entre una región y otra. Además, los contornos que se derivan según este método no son circulares (véase la Figura 2.12). Los radios equivalentes obtenidos ($r_{\text{equivalente}} = \sqrt{\text{Area}/\pi}$) se muestran en la Tabla 2.3 (columna 5).

Este procedimiento nos permitió, además, estimar el efecto de la PSF (del inglés *Point Spread Function*) sobre la determinación de los tamaños, puesto que

$$\sigma^2 = \sigma_{\text{medido}}^2 - \sigma_{\text{PSF}}^2 \quad (2.7)$$

Los radios corregidos se dan en la columna 6 de la Tabla 2.3. El radio a un *e-folding* de la PSF en las imágenes *R* y *H α* fue de $\sigma_{\text{PSF}} = 0''.72$. Los radios a un e^2 y un e^3 -*folding* son, respectivamente, $\sqrt{2}$ y $\sqrt{3}$ veces el radio a un *e-folding*. En la columna 2 se muestra la clasificación de las regiones dada por Gil de Paz et al. (1999a).

Clasificación

Del total de 85 regiones analizadas en la vecindad de Mrk 86 (véase la Tabla 2.3) únicamente se dispone de información espectroscópica para 22 de ellas, 20 a partir de los espectros de resolución baja-intermedia y 2 más (#18 y #40) de los espectros de alta resolución. Todas estas regiones parecen pertenecer a la galaxia, mostrando velocidades heliocéntricas en el rango 400-540 km s^{-1} (véase Gil de Paz et al. 1999a).

Afortunadamente existen más criterios que los puramente espectroscópicos que pueden proporcionar importantes claves acerca de la naturaleza de las restantes 65 regiones. Por ejemplo, (1) si la galaxia y alguna de estas regiones muestran emisión dentro del rango de longitud de onda cubierto por un filtro estrecho (FWHM \sim 50-100 Å), dichas regiones tendrán, muy probablemente, velocidades de recesión similares dentro del rango $\Delta v \sim$ 1000-2000 km s^{-1} ; (2) si uno de estos objetos se encuentra situado sobre una región de alto brillo superficial y muestra una morfología extensa

Tabla 2.3: Posiciones y tamaños de las regiones en la vecindad de Mrk 86.

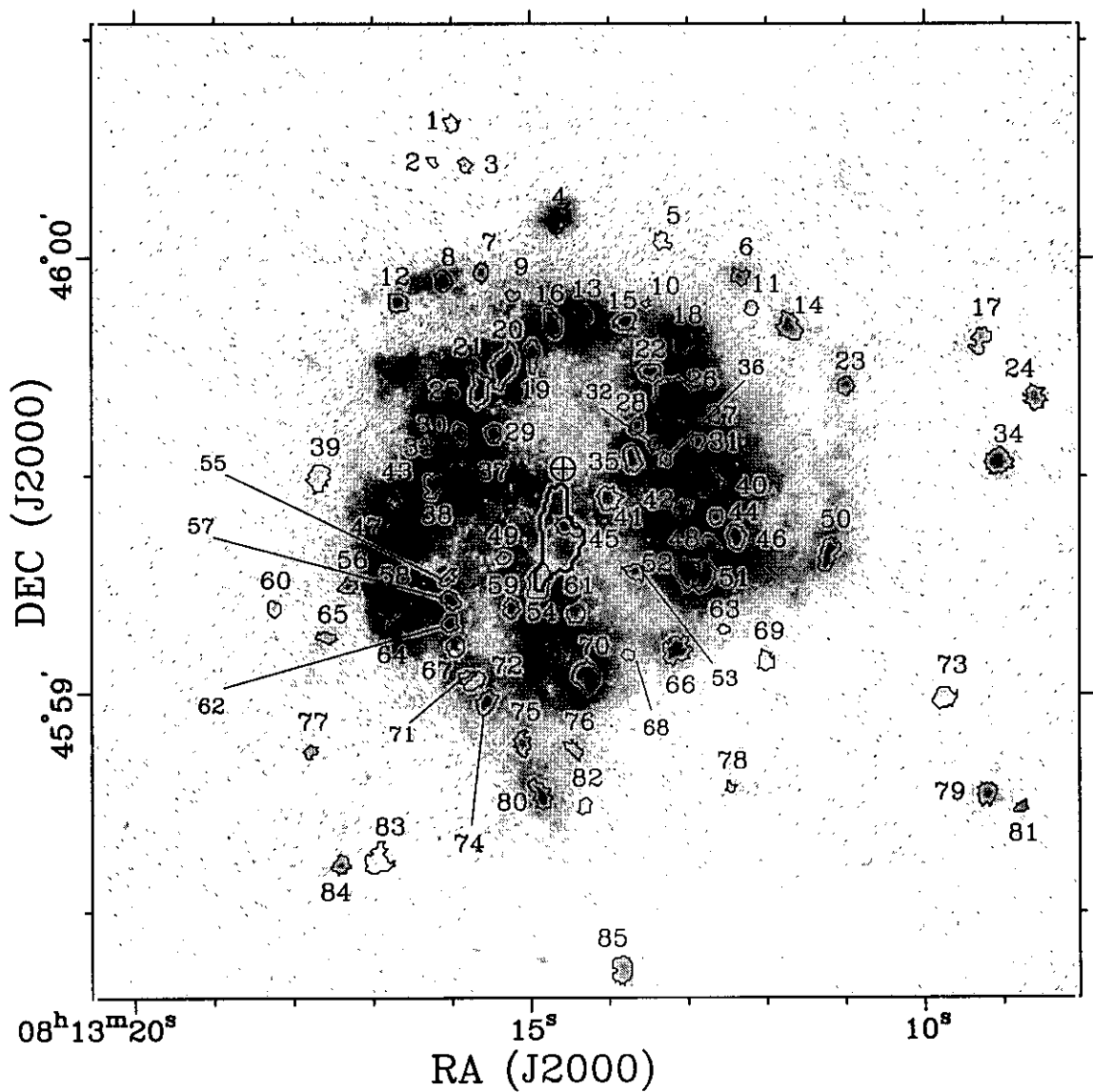
#	#'	AR(2000)	DEC(2000)	r_{1e}	r_{1e}'	<i>e-folding</i>	Clasificación
01	–	08:13:16.08	+46:00:17.1	0.71	RP	2	B
02	–	08:13:16.33	+46:00:12.1	0.85	0.45	1	B
03	–	08:13:15.91	+46:00:11.8	0.74	0.17	2	B
04	01	08:13:14.72	+46:00:04.1	1.13	0.87	2	F
05	–	08:13:13.38	+46:00:01.7	0.91	0.56	2	B
06	02	08:13:12.36	+45:59:57.6	1.07	0.79	2	E
07	–	08:13:15.70	+45:59:57.4	0.83	0.41	2	E
08	03	08:13:16.18	+45:59:56.0	0.96	0.63	2	E
09 [†]	–	08:13:15.28	+45:59:54.1	0.76	0.24	2	E
10 [†]	–	08:13:13.56	+45:59:53.4	0.68	RP	1	E
11	04	08:13:12.20	+45:59:53.0	0.75	0.21	2	B
12 [†]	–	08:13:16.74	+45:59:52.9	1.06	0.78	2	E
13	05	08:13:14.36	+45:59:52.0	1.31	1.09	1	E
14	06	08:13:11.72	+45:59:50.7	1.36	1.15	2	S
15	08	08:13:13.85	+45:59:50.7	0.96	0.63	2	E
16	07	08:13:14.77	+45:59:50.6	1.72	1.56	1	S
17	–	08:13:09.23	+45:59:49.5	1.03	0.74	2	E
18	09	08:13:13.08	+45:59:48.2	0.93	0.59	2	S
19	10	08:13:15.02	+45:59:45.3	1.56	1.38	1	S
20	11	08:13:15.33	+45:59:45.2	2.29	2.17	1	S
21	12	08:13:15.78	+45:59:44.8	0.88	0.51	1	E
22 [†]	13	08:13:13.52	+45:59:44.2	1.02	0.72	2	E
23	14	08:13:10.94	+45:59:43.0	0.97	0.65	2	E
24	–	08:13:08.52	+45:59:41.4	1.19	0.95	2	E
25	–	08:13:15.64	+45:59:41.2	1.39	1.19	2	N
26	15	08:13:13.13	+45:59:40.6	2.11	1.98	2	S
27	16	08:13:12.94	+45:59:38.4	1.32	1.11	1	S
28 [†]	17	08:13:13.64	+45:59:36.9	0.84	0.43	2	E
29	18	08:13:15.51	+45:59:35.6	0.85	0.45	2	S
30	19	08:13:15.92	+45:59:35.6	0.93	0.59	2	E
31	20	08:13:12.87	+45:59:35.1	0.65	RP	2	N
32	21	08:13:13.41	+45:59:34.3	0.69	RP	2	S

Tabla 2.3: (cont.) Posiciones y tamaños de las regiones en la vecindad de Mrk 86.

#	#'	AR(J2000)	DEC(J2000)	r_{1e}	r_{1e}'	<i>e-folding</i>	Clasificación
33	22	08:13:16.11	+45:59:33.9	0.96	0.63	1	E
34	–	08:13:08.99	+45:59:33.0	1.32	1.11	2	E
35	23	08:13:13.69	+45:59:33.0	1.28	1.06	2	N
36	24	08:13:13.28	+45:59:32.4	0.71	RP	2	N
37	26	08:13:15.88	+45:59:29.3	1.90	1.76	1	S
38	27	08:13:16.23	+45:59:29.2	0.94	0.60	2	N
39	28	08:13:17.76	+45:59:29.0	1.20	0.96	2	B
40	25	08:13:12.76	+45:59:28.8	1.62	1.45	2	S
41	29	08:13:14.04	+45:59:27.3	1.07	0.79	2	S
42	31	08:13:12.98	+45:59:26.5	1.29	1.07	1	S
43	32	08:13:16.77	+45:59:25.9	1.12	0.86	1	E
44	33	08:13:12.63	+45:59:24.6	0.79	0.33	2	N
45	–	08:13:14.57	+45:59:23.2	1.15	0.90	2	S
46	34	08:13:12.37	+45:59:22.3	1.03	0.74	2	N
47	36	08:13:16.76	+45:59:21.2	1.22	0.98	1	S
48	35	08:13:12.69	+45:59:21.2	1.18	0.93	1	E
49	–	08:13:15.36	+45:59:18.8	0.73	0.12	2	N
50	37	08:13:11.19	+45:59:18.8	1.42	1.22	2	E
51	38	08:13:12.72	+45:59:17.3	1.28	1.06	2	N
52	39	08:13:12.97	+45:59:17.2	1.32	1.11	2	S
53 [†]	–	08:13:13.64	+45:59:17.1	0.86	0.47	2	E
54	40	08:13:14.91	+45:59:15.9	2.01	1.88	1	S
55 [†]	–	08:13:16.12	+45:59:15.8	0.69	RP	2	E
56	–	08:13:17.35	+45:59:14.6	0.81	0.37	2	E

RP = Región Puntual. El tamaño obtenido para estas regiones es del mismo orden o ligeramente menor que el medido para las estrellas de campo.

Figura 2.12: Contornos de las diferentes regiones en la vecindad de Mrk 86 sobre la imagen $H\alpha$ sin continuo. El número correspondiente a cada región se muestra en la columna 1 de la Tabla 2.3. Se indican, así mismo, la posición del centro de la galaxia, definido como el centro de las isofotas externas (círculo y cruz), y el contorno de la región correspondiente a la componente *starburst* (línea gruesa).



probablemente pertenecerá también a la galaxia. Por otro lado, si estas regiones no muestran emisión en las imágenes de banda estrecha y (3) están situadas en regiones alejadas de la galaxia, o (4) son objetos puntuales, deberían considerarse como no pertenecientes a la galaxia.

Siguiendo estos criterios, en la Tabla 2.3 (columna 8) se han clasificado como objetos tipo **S** (del inglés *Spectroscopically confirmed*; véase Gil de Paz et al. 2000b) aquellas regiones de las cuales se tenía confirmación espectroscópica de su pertenencia a la galaxia. Aquellas regiones con emisión en las imágenes $H\alpha$ u $[O III]\lambda 5007$ se clasificaron de tipo **E** (del inglés *Emission-line regions*). Las regiones extensas situadas en regiones de alto brillo superficial se clasificaron como regiones tipo **N** (del inglés *extended regions*). Finalmente los objetos situados a grandes distancias galactocéntricas en regiones de muy bajo brillo superficial se clasificaron con la letra **B** (del inglés *Background galaxies*), y los objetos puntuales se clasificaron como tipo **F** (del inglés *Foreground stars*). A lo largo de este trabajo nos centraremos en el estudio de los objetos de tipos **S**, **E** y **N**.

Magnitudes y colores

Usando los contornos determinados con COBRA (véase la Figura 2.12) se midieron magnitudes de apertura $BVRJHK$ y colores $B - V$, $V - R$, $R - J$, $J - H$ y $J - K$ para todas las regiones presentes en la Tabla 2.4 (columnas 2-7 para las magnitudes y 8-12 para los colores). Los flujos y colores medidos incluyen tanto la emisión del brote de formación estelar o cúmulo estelar como la emisión de la población estelar subyacente. Previamente a la medida de los colores se degradaron las imágenes $BVRHK$ (véase la Tabla 2.1) hasta que tuvieran una PSF igual a la de la imagen en banda J ($FWHM \simeq 1''.8$). Se midieron también magnitudes en banda R de dichas regiones eliminada la contribución de la emisión subyacente mediante el programa COBRA (Tabla 2.4; columna 13). Por último, se midieron los flujos en la imagen $H\alpha$ sustraídos de la emisión subyacente (Tabla 2.4; columna 14). Debido a la mala calidad de la imagen en $[O III]\lambda 5007$ ($FWHM \simeq 2''.5$), no se incluyó en nuestro análisis la medida de flujos en $[O III]\lambda 5007$. Las magnitudes y colores que se muestran en la Tabla 2.4 no están corregidos de extinción.

Espectroscopía óptica: Flujos de las líneas de emisión

Debido a la relativamente pequeña anchura de rendija utilizada en nuestras observaciones ($2''.65$ para los espectros de resolución baja-intermedia; $1''.0$ para los de alta resolución), no se pudieron obtener los flujos integrados de las líneas de emisión de las regiones de formación estelar. Por lo tanto, a fin de determinar las propiedades del gas ionizado en estas regiones, principalmente densidad y temperatura electrónica, y metalicidad, se obtuvieron los cocientes de las principales líneas de emisión. Así, en la Tabla 2.5 se dan los flujos de las principales líneas medidos en regiones de $4''.30 \times 2''.65$ centradas en el máximo de la emisión del nodo cubierta por la rendija, tal y como se comentó en la Secc. 2.2.3. En las Figuras 2.8(1-46) se mostraron los espectros unidimensionales correspondientes a estas regiones. Los flujos fueron medidos empleando la tarea `SPLIT` integrada dentro del paquete `NOAO.ONEDSPEC` de `IRAF`, a excepción de los flujos en las líneas de emisión de la serie de Balmer $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, que se midieron descomponiendo las componentes en absorción y emisión mediante la tarea `NGAUSSFIT` de `IRAF-STSDAS`.

Las intensidades de línea medidas han sido corregidas de extinción usando los excesos de color, $E(B - V)_{\text{gas}}$, medidos. Los valores de $E(B - V)_{\text{gas}}$ se determinaron a partir de los cocientes $H\alpha$ - $H\beta$ y $H\beta$ - $H\gamma$ medidos y los predichos teóricamente para el caso B de recombinación (Osterbrock 1989). Las intensidades de línea fueron medidas separadamente en los espectros b (azul) y r (rojo). En aquellos casos en que los cocientes de líneas coincidían en ambos rangos espectrales, típicamente $[\text{O III}]\lambda 5007$ frente a $H\beta$, se agruparon ambos conjuntos de medidas. En aquellas regiones donde no se disponía de una medida de la extinción del gas se asumió una extinción de 0.34^m . Este valor corresponde al valor medio de las extinción medidas para aquellas regiones con decremento Balmer accesible.

Espectroscopía Ultravioleta

El espectro ultravioleta extraído del archivo final del IUE fue obtenido con una apertura de $20'' \times 10''$. El centro de dicha apertura fue situado en la posición de la región #26 con un ángulo de posición de 117° . Aunque el espectro mostrado en la Figura 2.13 ha sido suavizado, la baja relación señal-ruido del mismo, impide realizar un análisis cuantitativo profundo. Sin embargo, en este espectro se observa claramente la presencia de intensas líneas de absorción de $\text{Si IV} \lambda \lambda 1394, 1403$ y $\text{C IV} \lambda 1548$. En particular, la línea resonante de $\text{C IV} \lambda 1548$ presenta un evidente perfil P-Cygni,

Tabla 2.4: (cont.) Magnitudes, colores y flujos Ha.

#	B^1	V	R	J	H	R'	$B-V$	$V-R$	$R-J$	$J-H$	$H-R'$	$R_{\text{cnd}}^{\text{c}}$	$F(H\alpha)$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
71	20.77±0.06	20.35±0.02	18.63±0.12	18.63±0.07	17.94±0.09	17.57±0.08	0.42±0.07	0.62±0.12	1.18±0.14	0.99±0.11	0.07±0.12	21.32±0.095	-
72	20.07±0.06	19.64±0.02	18.11±0.14	17.99±0.08	16.99±0.09	16.80±0.08	0.42±0.07	0.63±0.14	1.18±0.14	1.09±0.12	0.09±0.12	20.98±0.098	-
73	22.15±0.13	21.27±0.07	20.70±0.10	19.98±0.52	19.13±0.78	19.13±0.78	0.88±0.15	0.58±0.13	1.10±0.17	0.41±0.75	0.43±0.96	20.98±0.098	0.81E-15±0.470E-17
74	20.34±0.07	19.92±0.02	18.30±0.13	18.26±0.10	17.21±0.54	17.18±0.12	0.42±0.07	0.58±0.13	1.10±0.17	1.05±0.15	0.08±0.15	21.50±0.083	0.81E-15±0.470E-17
75	20.98±0.07	20.38±0.03	19.81±0.12	18.70±0.14	17.66±0.11	17.80±0.19	0.51±0.07	0.61±0.13	1.17±0.18	1.02±0.17	-0.14±0.32	-	0.27E-15±0.99E-17
76	21.49±0.07	20.93±0.03	20.32±0.11	19.03±0.14	18.03±0.11	18.67±0.16	0.66±0.08	0.61±0.11	1.21±0.17	1.02±0.17	0.06±0.30	-	0.27E-15±0.99E-17
77	22.84±0.10	22.23±0.07	21.68±0.08	20.63±0.37	19.59±0.22	19.59±0.33	0.72±0.12	0.59±0.10	1.05±0.22	1.00±0.48	0.17±0.38	-	0.12E-15±0.27E-17
78	23.01±0.10	22.28±0.08	21.74±0.09	20.63±0.58	19.59±0.33	19.59±0.33	0.72±0.12	0.59±0.10	1.05±0.22	1.00±0.48	0.17±0.38	-	0.12E-15±0.27E-17
79	22.42±0.14	21.99±0.13	21.64±0.09	20.68±0.70	19.60±0.10	17.61±0.13	0.46±0.08	0.47±0.11	0.88±0.22	0.84±0.29	-0.35±0.33	20.870±0.095	0.241E-14±0.32E-16
80	20.52±0.07	20.11±0.03	19.04±0.13	18.66±0.08	18.91±0.10	18.91±0.10	0.41±0.08	0.47±0.11	0.88±0.22	0.84±0.29	-0.35±0.33	20.870±0.095	0.241E-14±0.32E-16
81	21.98±0.08	22.38±0.07	21.43±0.09	19.82±0.23	18.95±0.17	18.48±0.14	0.50±0.09	0.51±0.10	1.24±0.11	1.08±0.24	0.84±0.29	22.511±0.060	-
82	21.98±0.08	21.49±0.04	20.19±0.11	19.78±0.25	18.95±0.17	17.87±0.12	0.50±0.09	0.51±0.10	1.24±0.11	1.08±0.24	0.84±0.29	21.167±0.088	-
83	22.31±0.11	-	21.46±0.08	19.85±0.32	19.00±0.23	19.45±0.71	-	-	1.41±0.28	0.91±0.31	-0.45±0.75	-	-
84	22.10±0.14	-	21.14±0.09	19.82±0.60	19.71±0.73	-	-	-	1.22±0.61	0.22±0.95	-	-	0.305E-15±0.277E-17
85	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.448E-15±0.454E-17

1 Las magnitudes y colores indicados no están corregidos de extinción

- (1) Número del nodo o región (ordenado de mayor a menor DEC)
- (2) Magnitud B de Johnson
- (3) Magnitud V de Johnson
- (4) Magnitud R de Johnson
- (5) Magnitud J
- (6) Magnitud H
- (7) Magnitud R'
- (8) $B-V$
- (9) $V-R$
- (10) $R-J$
- (11) $J-H$
- (12) $H-R'$
- (13) Magnitud R de Johnson (substraida de la emision subyacente y sin corregir de extincion)
- (14) Flujo $H\alpha$ (substraida de la emision subyacente y sin corregir de extincion) en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$

Tabla 2.5: Flujos de las lineas de emision.

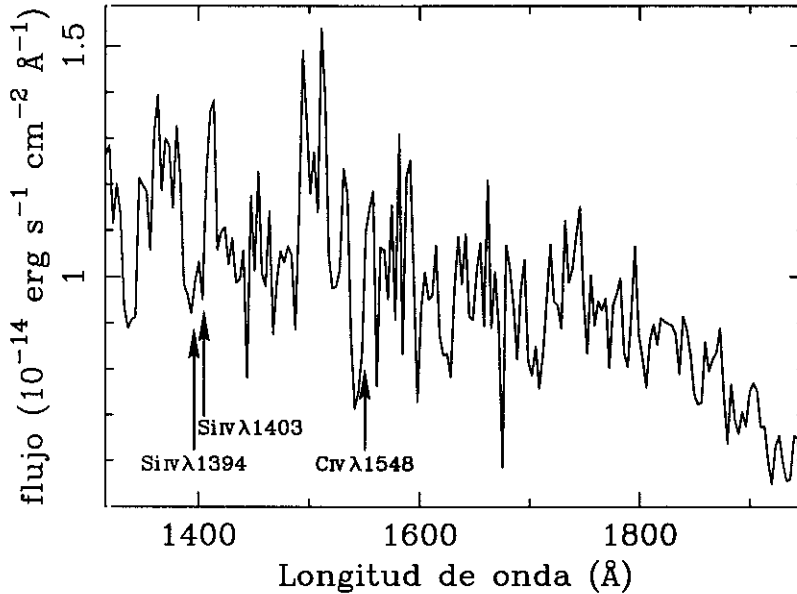
Nodo	Rend.	[OII]	[NIII]	$H\gamma$	[OIII]	$H\beta$	[OIII]	[OIII]	[NII]	HeI	[OI]	$H\alpha$	[NII]	HeI	[SII]	[SII]	$E(B-V)$
		$\lambda 3727$	$\lambda 3869$		$\lambda 3933$		$\lambda 4959$	$\lambda 5007$	$\lambda 5199$	$\lambda 5876$	$\lambda 6900$		$\lambda 6583$	$\lambda 6679$	$\lambda 6716$	$\lambda 6731$	
14	6b	1.29E-15	-	-	-	5.27E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	5.07E-16	-
15	3	-	-	-	-	8.21E-16	5.38E-16	1.01E-15	1.01E-15	1.01E-15	1.01E-15	1.01E-15	1.01E-15	1.01E-15	1.01E-15	1.01E-15	-
16	4b	3.17E-15	-	-	-	6.26E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	6.08E-16	-
20	4r	1.22E-14	-	-	-	6.08E-16	3.10E-15	1.12E-15	1.12E-15	1.12E-15	1.12E-15	1.12E-15	1.12E-15	1.12E-15	1.12E-15	1.12E-15	-
26*	1r	-	-	-	-	2.90E-15	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	6.35E-14	-
26*	2r	5.40E-14	3.90E-15	1.51E-14	2.90E-15	6.35E-14	2.25E-14	6.74E-14	5.90E-16	9.85E-16	1.04E-13	1.65E-14	1.11E-15	1.16E-14	8.31E-15	0.137	
26*	2b	1.08E-13	6.77E-15	1.57E-15	1.02E-15	3.80E-14	7.05E-14	2.28E-13	7.55E-14	2.28E-13	1.91E-15	-	-	-	-	0.334	
26*	2b	6.01E-14	2.70E-14	6.54E-14	2.70E-14	8.50E-13	4.20E-14	1.28E-13	1.28E-13	1.28E-13	1.28E-13	1.28E-13	1.28E-13	1.28E-13	1.28E-13	0.091	
27*	6r	4.62E-14	3.90E-14	7.18E-15	1.94E-14	1.10E-14	3.35E-14	1.13E-15	1.13E-15	1.13E-15	1.13E-15	1.13E-15	1.13E-15	1.13E-15	1.13E-15	0.557	
29	4b	4.88E-15	-	-	-	7.55E-16	1.19E-15	3.55E-15	3.55E-15	3.55E-15	3.55E-15	3.55E-15	3.55E-15	3.55E-15	3.55E-15	3.55E-15	-
29	3	-	-	-	-	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	1.80E-16	-
32	2b	2.34E-14	6.18E-16	-	-	8.40E-15	4.40E-15	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	0.131
32*	5r	-	-	-	-	1.07E-14	5.67E-15	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	1.32E-14	0.211
37*	5b	2.69E-14	-	6.62E-15	-	1.42E-14	3.80E-16	6.11E-14	6.11E-14	6.11E-14	6.11E-14	6.11E-14	6.11E-14	6.11E-14	6.11E-14	6.11E-14	0.730
37*	6b	2.81E-14	-	3.31E-14	-	7.11E-14	2.05E-14	7.48E-16	1.79E-15	1.79E-15	1.79E-15	1.79E-15	1.79E-15	1.79E-15	1.79E-15	1.79E-15	-
37	3	-	-	-	-	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	1.08E-15	-
37	1b	4.18E-15	-	-	-	8.08E-16	5.26E-15	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	-
41	1r	1.67E-14	2.23E-15	-	-	9.87E-15	5.26E-15	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	1.69E-14	0.141
42*	2r	3.40E-15	-	-	-	7.43E-15	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.918
43	1r	-	-	-	-	1.00E-15	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
43	1b	5.31E-15	-	-	-	7.79E-16	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
43	6r	-	-	-	-	7.80E-15	3.35E-15	1.09E-14	1.09E-14	1.09E-14	1.09E-14	1.09E-14	1.09E-14	1.09E-14	1.09E-14	1.09E-14	0.069
45	4b	4.12E-15	-	-	-	4.40E-14	1.90E-14	5.32E-14	8.67E-16	4.64E-16	5.65E-15	1.80E-15	1.80E-15	1.80E-15	1.80E-15	1.80E-15	0.564
45	2b	1.92E-14	-	2.05E-14	-	1.97E-16	5.29E-16	2.72E-15	-	-	-	-	-	-	-	-	0.299
52*	19	-	-	-	-	1.97E-16	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
54	5r	3.18E-15	-	-	-	1.98E-16	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
54	5b	-	-	-	-	7.20E-16	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
59	4r	6.08E-16	-	3.07E-16	-	1.34E-15	1.07E-15	2.80E-15	2.80E-15	2.80E-15	2.80E-15	2.80E-15	2.80E-15	2.80E-15	2.80E-15	2.80E-15	-
62*	4b	-	-	-	-	3.19E-15	2.33E-15	7.19E-15	7.19E-15	7.19E-15	7.19E-15	7.19E-15	7.19E-15	7.19E-15	7.19E-15	7.19E-15	-
62*	1r	-	-	-	-	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	5.92E-15	-
62*	1b	3.51E-15	-	-	-	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	1.07E-15	-
62*	2r	-	-	-	-	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	6.94E-16	-
65*	2r	6.22E-15	5.44E-16	7.74E-16	1.16E-16	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	1.72E-15	0.000
66*	5b	2.69E-15	4.39E-15	5.08E-15	5.41E-16	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	2.10E-14	0.000
66*	2b	3.10E-15	2.10E-15	6.29E-15	6.29E-15	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	1.00E-14	0.485
70*	4r	8.44E-16	2.23E-14	2.13E-14	2.90E-15	4.57E-14	4.75E-14	1.34E-13	1.34E-13	1.34E-13	1.34E-13	1.34E-13	1.34E-13	1.34E-13	1.34E-13	1.34E-13	-
88	4b	-	-	-	-	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	1.78E-16	0.705

Flujos dados en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$

2.3. Analisis

propio de los vientos de estrellas supergigantes tipo O.

Figura 2.13: Espectro ultravioleta extraído del archivo final del telescopio IUE. Este espectro fue obtenido con una apertura de $20'' \times 10''$ centrada en las región #26 con ángulo de posición 117° .



2.3.3 Componente *starburst*

En la Figura 2.12 se muestra la apertura a 1 *e-folding* obtenida para el caso de la componente estelar observada en las regiones centrales de la galaxia y que Papaderos et al. (1996a) denominaron componente *starburst*. En la Tabla 2.6 se indican los colores óptico-infrarrojos (sin corregir de extinción) correspondientes a dicha apertura.

Por otro lado, a partir de los espectros correspondientes a las rendijas #4b y #1b se midieron diferentes índices espectroscópicos para esta región. Se empleó para realizar estas medidas el programa INDEXFITS, desarrollado por Cardiel et al. (1998; véase también Cardiel 2000) dentro del paquete de *software* de reducción RED_{MCE}^{UCM} (véase <http://www.ucm.es/info/Astrof/reduceme/reduceme.html>). En las Figuras 2.14 y 2.15 se han representado los índices de la discontinuidad de 4000 Å (D4000), el índice molecular de Mg₂ y los índices de hierro Fe5270 y Fe5406. Las líneas en color gris delimitan las bandas de continuo (excepto en caso del índice D4000),

Tabla 2.6: Colores e índices espectroscópicos medidos para la componente *starburst*.

Coordenadas		
AR(J2000)	$08^h 13^m 14.69^s$	
DEC(J2000)	$+45^\circ 59' 21.9''$	
Fotometría		
$B - V$	0.39 ± 0.06	
$V - R$	0.54 ± 0.25	
$V - J$	1.59 ± 0.02	
$J - H$	0.77 ± 0.08	
$J - K'$	0.85 ± 0.03	
M_R	-14.6 ± 0.2	
Radio	$4.3''$	
Índices espectroscópicos		
Rendija	#4b	#1b
D4000	1.38	1.38
Mg ₂	0.06	0.04
H δ^\dagger	6.0Å	6.2Å
Fe5270	1.20Å	–
Fe5406	0.74Å	–
Región	$21''.45 \times 2''.65$	$14''.3 \times 2''.65$

[†] Anchura equivalente en absorción.

mientras que las dibujadas en negro definen la región correspondiente al índice propiamente dicho. En el caso del índice D4000 tanto la banda roja como azul se han representado con trazo gris. El tamaño, las magnitudes óptico-infrarrojas, colores e índices espectroscópicos medidos para esta componente se muestran en la Tabla 2.6.

Figura 2.14: Índices espectroscópicos D4000 y Mg₂ para una apertura de 21''45×2''65 y la rendija #4b.

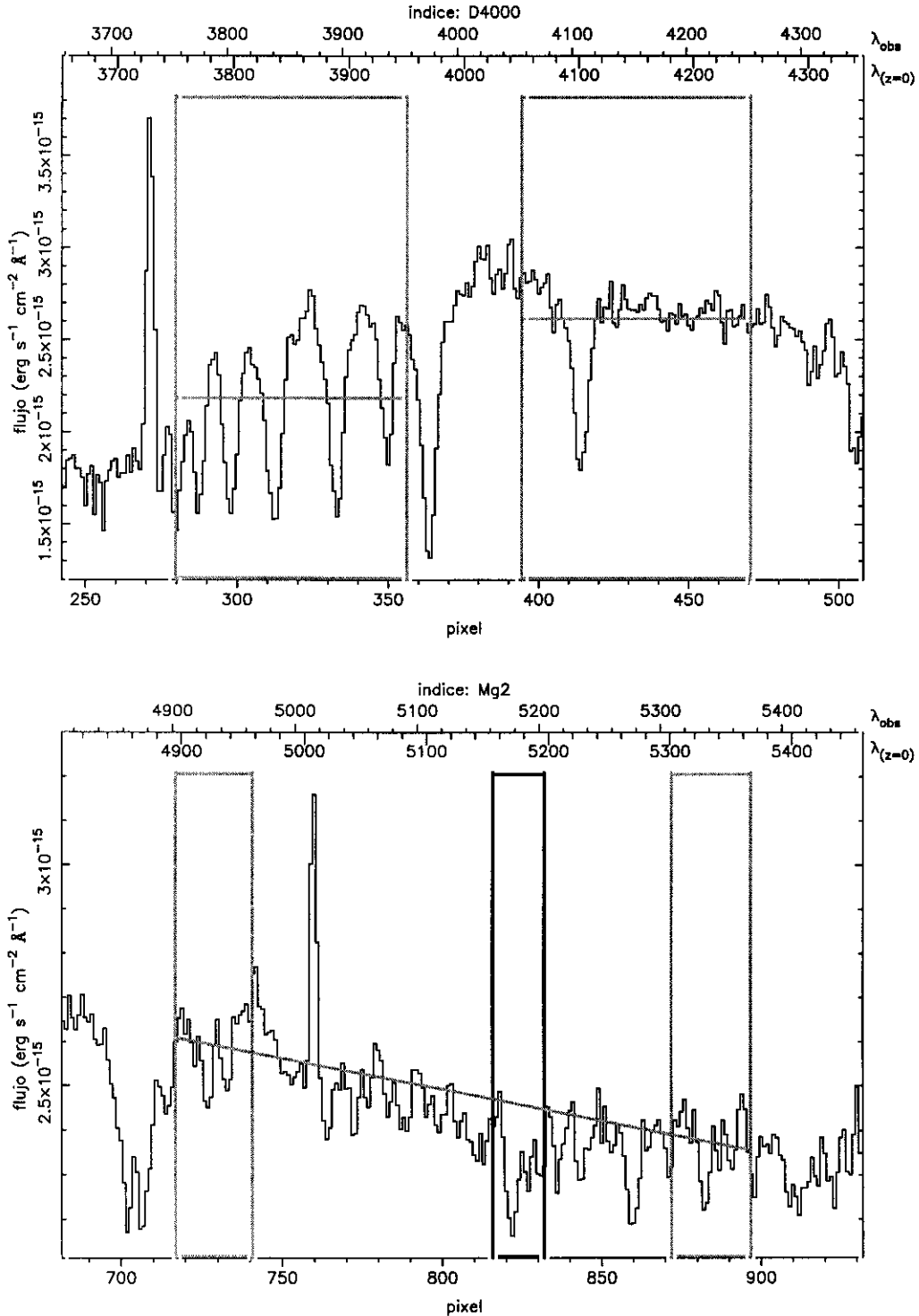


Figura 2.14: Índices espectroscópicos Fe5270 y Fe5406 para una apertura de $21''.45 \times 2''.65$ y la rendija #4b.

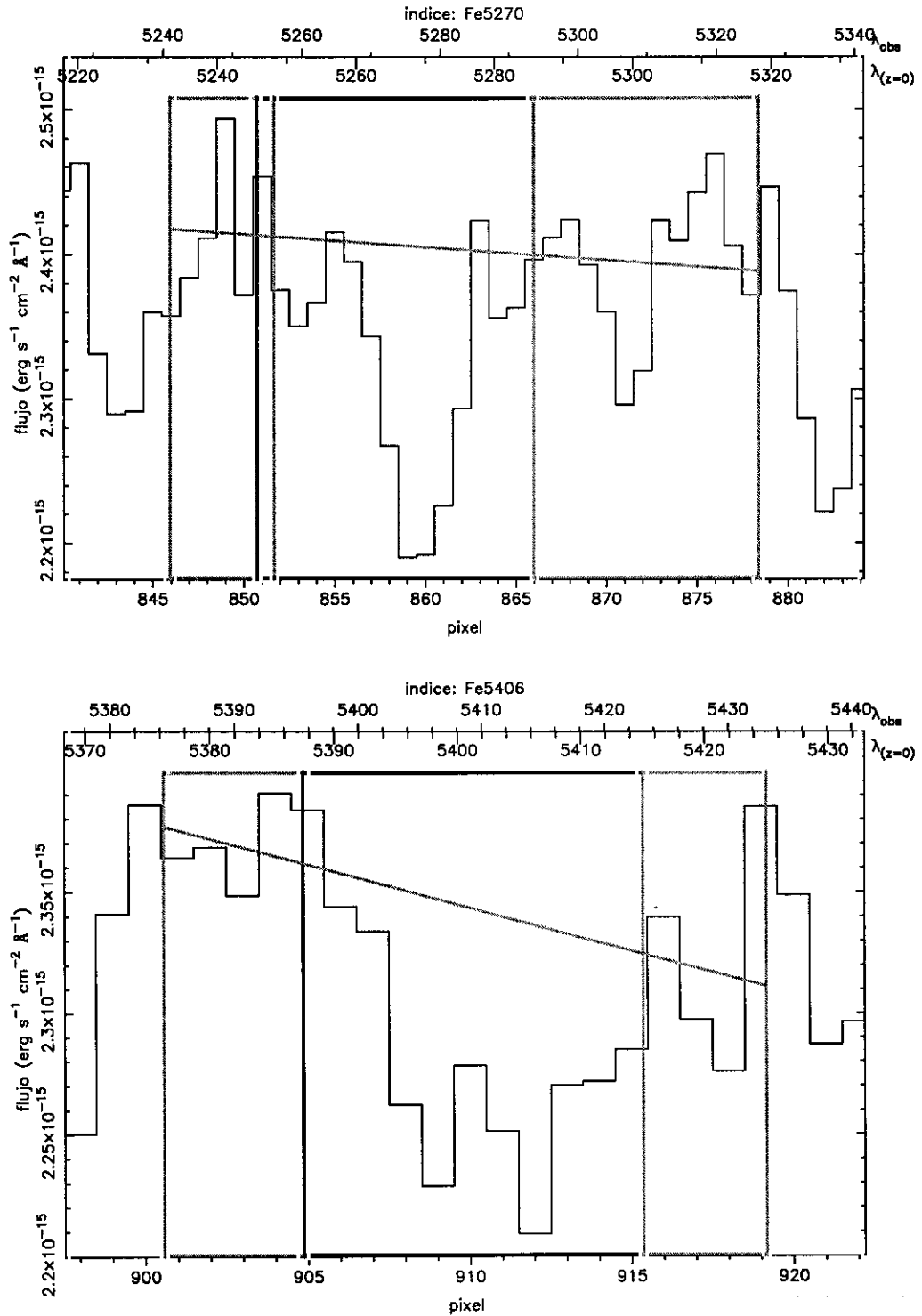


Figura 2.15: Índices espectroscópicos D4000 y Mg₂ para una apertura de 14'3×2'65 y la rendija #1b.

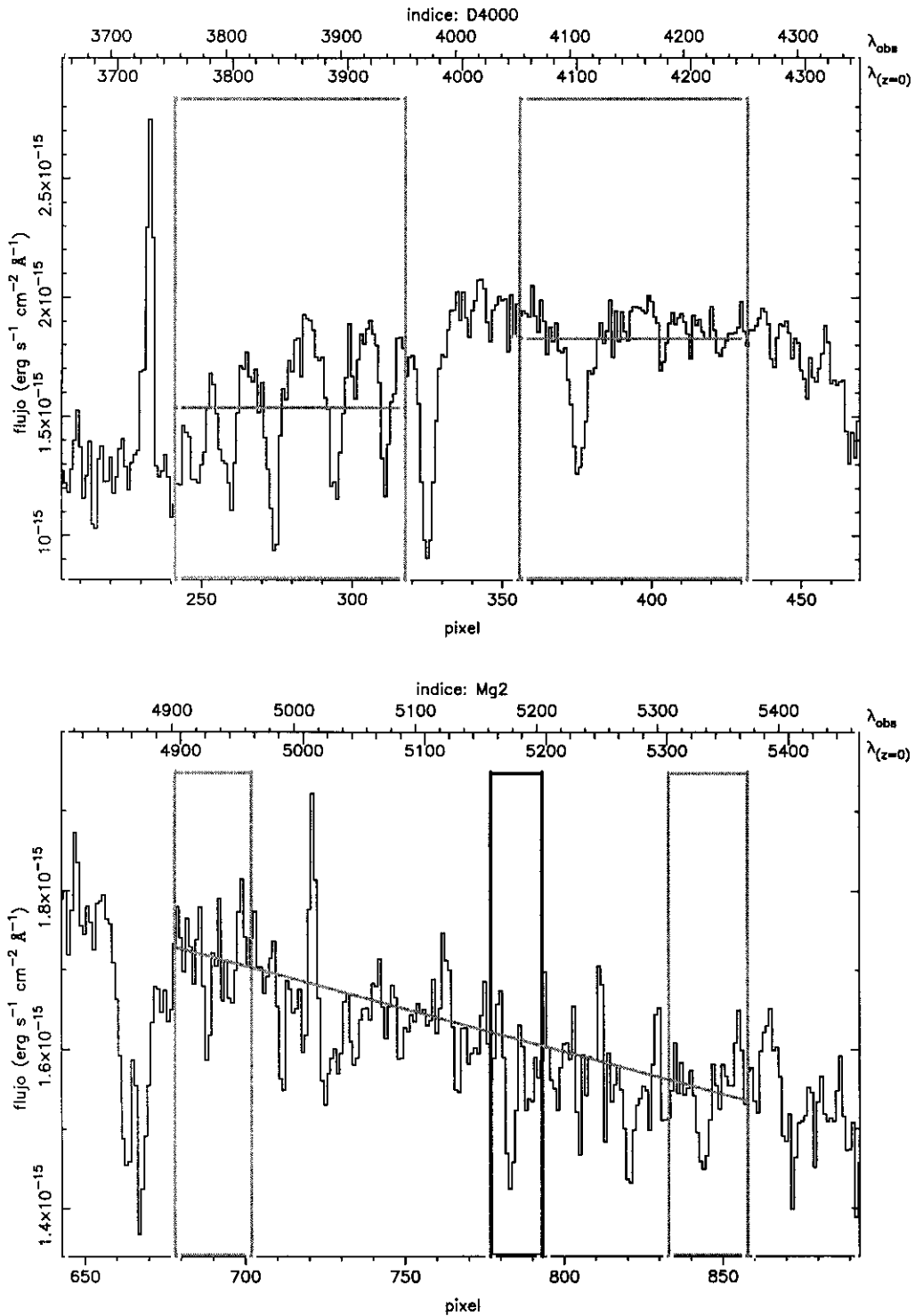
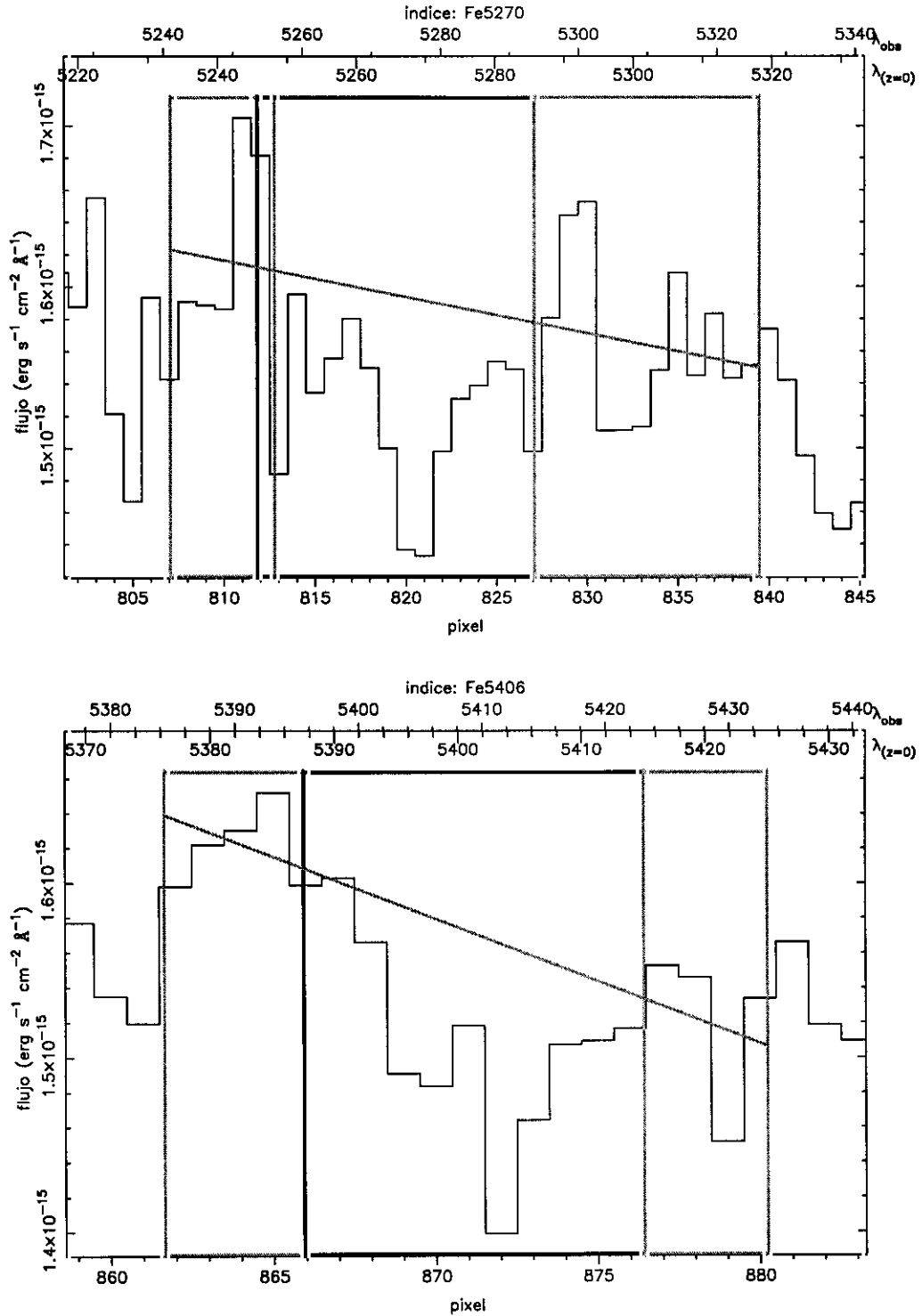


Figura 2.15: Índices espectroscópicos Fe5270 y Fe5406 para una apertura de $14''3 \times 2''65$ y la rendija #1b.



Modelos de síntesis evolutiva para galaxias con formación estelar

3.1 Modelos de Bruzual y Charlot (1996)

A fin de derivar las propiedades de las poblaciones estelares de Mrk 86 se compararon los colores y anchuras equivalentes de las líneas de emisión medidas con modelos de síntesis evolutiva. Se utilizaron las predicciones de los modelos de Bruzual y Charlot (1996) para el continuo estelar, añadiéndose a continuación la contribución del continuo nebuloso y las líneas de emisión en modo similar al llevado a cabo por la Dra. A. Alonso-Herrero en su trabajo de tesis doctoral.

La utilización de modelos de síntesis evolutiva como los desarrollados por Bruzual y Charlot (1993, 1996; BC93 y BC96, respectivamente) ha supuesto un gran avance en el conocimiento de la formación y evolución de galaxias. Estos modelos, partiendo de una Función Inicial de Masas (IMF, del inglés *Initial Mass Function*), de una historia de la formación estelar y una metalicidad dadas, son capaces de predecir la evolución de la distribución espectral de energía y en consecuencia de los colores y de la relación masa-luminosidad de una población estelar compuesta.

Tabla 3.1: Abundancias metálicas de los modelos de BC96.

Z	X	Y	[Fe/H]	SEDs [†]
0.0004	0.7686	0.231	-1.6464	KL96
0.0040	0.7560	0.240	-0.6392	KL96
0.0080	0.7420	0.250	-0.3300	KL96
0.0200	0.7000	0.280	+0.0932	KL96/GS95/GSHR
0.0500	0.5980	0.352	+0.5595	KL96
0.1000	0.4250	0.475	+1.0089	KL96

[†] KL96 = Espectros teóricos desarrollados por Lejeune, Cuisinier y Buser (1996); GS95 = Atlas de Gunn y Stryker (1983); GSHR = GS95 incluyendo los datos espectroscópicos en el óptico de Jacoby, Hunter y Christian (1984).

Los modelos desarrollados por Bruzual y Charlot (1993) incluían únicamente predicciones para el caso de metalicidad solar (véase también Alonso-Herrero 1995). La posterior actualización de los mismos (Bruzual y Charlot 1996) incorporó modelos con metalicidad entre 1/50 y 4 veces solar, así como importantes cambios en las trazas evolutivas empleadas, nuevas estimaciones de los ritmos de pérdida de masa, etcétera (véase la Tabla 3.1).

A lo largo de este trabajo asumiremos que las distribuciones espectrales de energía de las regiones de formación estelar en Mrk 86 pueden reproducirse asumiendo una población estelar subyacente a la que se superpone un brote de formación estelar instantáneo. La contribución relativa de ambas componentes viene dada por la fuerza de brote (b ; en inglés *burst strength*) que representa la fracción de masa estelar en estrellas jóvenes frente a la masa estelar total. Los colores asumidos para la componente estelar subyacente fueron, respectivamente, $B - V = 0.69$, $V - R = 0.52$, $R - J = 1.27$, $J - H = 0.99$ y $R - K = 2.35$, y la relación masa-luminosidad en la banda K igual a $0.87 M_{\odot} / L_{K, \odot}$ (véase el Capítulo 5). Las propiedades del brote de formación estelar, colores y relación masa-luminosidad se obtuvieron de los modelos de BC96 para una Función Inicial de Masas tipo Scalo (1986) de límites $M_{\text{superior}} = 125 M_{\odot}$ y $M_{\text{inferior}} = 0.1 M_{\odot}$. Se estudiaron modelos con metalicidad $1/50 Z_{\odot}$, $1/5 Z_{\odot}$, $2/5 Z_{\odot}$, Z_{\odot} y $2 Z_{\odot}$ y fuerza de brote entre $b = 10^{-4}$ y $b = 1$. El paso en edad y fuerza de brote de estos modelos fueron, respectivamente, 0.05 dex y 0.04 dex. La magnitud R de

Cousins predicha por los modelos de BC96 fue convertida a magnitudes en banda R de Johnson usando la relación dada por Fernie (1983).

3.2 Contribución del continuo nebular y las líneas de emisión

3.2.1 Continuo nebular

Existen tres mecanismos que dan lugar a la formación del continuo nebular en una región de gas ionizado: la emisión libre-libre, libre-ligado y el continuo de dos fotones. La importancia relativa de cada una de estas componentes depende principalmente de la temperatura electrónica y de la longitud de onda. Siguiendo el trabajo de Osterbrock (1989), la emisión del continuo nebular (en $\text{erg s}^{-1} \text{Å}^{-1} \text{M}_{\odot}^{-1}$) se puede expresar como

$$l_n(\lambda) = (\gamma_{\lambda}(\text{HI}) + \gamma_{\lambda}(2q) + \frac{N(\text{HeII})}{N(\text{H})} \gamma_{\lambda}(\text{HeI})) \times \frac{c}{\lambda^2 \alpha_B(\text{HI})} N_{\text{Ly}} \quad (3.1)$$

siendo $\gamma_{\lambda}(\text{HI})$, $\gamma_{\lambda}(\text{HeI})$ y $\gamma_{\lambda}(2q)$, respectivamente, los coeficientes de emisión del Hidrógeno y del Helio neutro, incluyendo ambas emisiones libre-libre y libre-ligado; y el coeficiente de emisión del continuo de dos fotones. Supondremos que la abundancia de Helio ionizado es tan baja que el término $\frac{N(\text{HeIII})}{N(\text{H})} \gamma_{\lambda}(\text{HeII})$ es despreciable. Las expresiones para los diferentes coeficientes de emisión se tomaron del trabajo de Osterbrock (1989). Los valores numéricos de los coeficientes de emisión asociados a cada banda fueron calculados siguiendo la expresión

$$\gamma^{\text{efectivo}} = \frac{\int d\lambda \gamma_{\lambda} R(\lambda)}{\int d\lambda R(\lambda)} \quad (3.2)$$

donde $R(\lambda)$ es la función respuesta del filtro correspondiente. Para el cálculo de estos coeficientes de recombinación se asumió el caso B de recombinación, una densidad electrónica de 10^2 cm^{-3} y una temperatura electrónica de 10^4 K .

3.2.2 Líneas de emisión

Dentro del intervalo de longitud de onda cubierto por los filtros $RJHK$ las líneas más intensas son las líneas de recombinación del Hidrógeno.

En el filtro R , la principal línea de emisión es la línea de la serie de Balmer $H\alpha$ (6563 Å). Aunque existen otras líneas relevantes, como $[N II]\lambda 6548,6583$, $[S II]\lambda 6716,6731$, $[O I]\lambda 6300$ y $HeI\lambda 6671$, dentro de este filtro sólo incluimos en nuestro modelo la emisión de la línea $H\alpha$. En el caso de los filtros J y K se incluyeron, respectivamente, las líneas $Pa\beta$ ($1.28\mu m$) y $Br\gamma$ ($2.17\mu m$). Por último, en el filtro H se tuvo en cuenta la emisión de 10 líneas de la serie de Brackett, desde Br_{10} hasta Br_{19} . A fin de estimar el flujo de estas líneas para nuestros objetos supondremos la relación dada por Brocklehurst (1971) entre el número de fotones ionizantes del hidrógeno y la luminosidad $H\alpha$,

$$L(H\alpha) = 1.36 \times 10^{-12} N_{Ly} \quad (3.3)$$

y la relaciones entre las intensidades de las diferentes líneas de recombinación del Hidrógeno dadas por Osterbrock (1989). En la Tabla 3.2 se muestran los valores de algunos de estos cocientes de líneas para diferentes temperaturas y densidades electrónicas del gas. En nuestro caso asumiremos una temperatura y densidad electrónicas de $T_e=10^4$ K y $n_e=10^2$ cm $^{-3}$, respectivamente, y el caso B de recombinación. El número de fotones en el continuo de Lyman se obtuvo de las predicciones de los modelos de BC96.

Por otra parte, la contribución de las líneas prohibidas $[O II]\lambda\lambda 3726,3729$ y $[O III]\lambda 5007$ a las bandas B y V se estimó utilizando los valores medios de los cocientes de líneas $[O II]\lambda\lambda 3726,3729/[O III]\lambda 5007$ y $[O III]\lambda 5007/H\beta$, medidos en los espectros de rendija larga (véase la Tabla 6.5). Afortunadamente, la contribución de estas líneas a las bandas B y V es muy pequeña. Así, usando los valores mínimo y máximo medidos en nuestros espectros para dichos cocientes, dicha contribución oscilaría entre el 1 y el 8 por ciento en banda B y entre el 2 y el 8 por ciento en banda V para una anchura equivalente de $H\alpha$ de 100 Å.

Los observables predichos por los modelos fueron, finalmente, los colores $B-V$, $V-R$, $V-J$, $J-H$ y $J-K$ de la población estelar compuesta, la luminosidad $H\alpha$, la $EW(H\alpha)$ y la relación masa-luminosidad, parametrizados en función de la edad, la fuerza y la metalicidad de la población estelar del brote (t,b,Z).

Tabla 3.2: Cocientes de líneas de recombinación del Hidrógeno a diferentes temperaturas electrónicas asumiendo caso B de recombinación (Osterbrock 1989). Se marca en negrilla el conjunto de parámetros utilizados en nuestro estudio.

$$n_e=10^2 \text{ cm}^{-3}$$

$T_e(\text{K})$	$H\alpha/H\beta$	$Pa\beta/H\beta$	$Br\gamma/H\beta$
5000	3.04	0.184	0.033
10000	2.86	0.163	0.028
20000	2.75	0.145	0.023

$$n_e=10^4 \text{ cm}^{-3}$$

$T_e(\text{K})$	$H\alpha/H\beta$	$Pa\beta/H\beta$	$Br\gamma/H\beta$
5000	3.00	0.182	0.032
10000	2.85	0.162	0.028
20000	2.74	0.145	0.023

3.3 Predicciones de los modelos

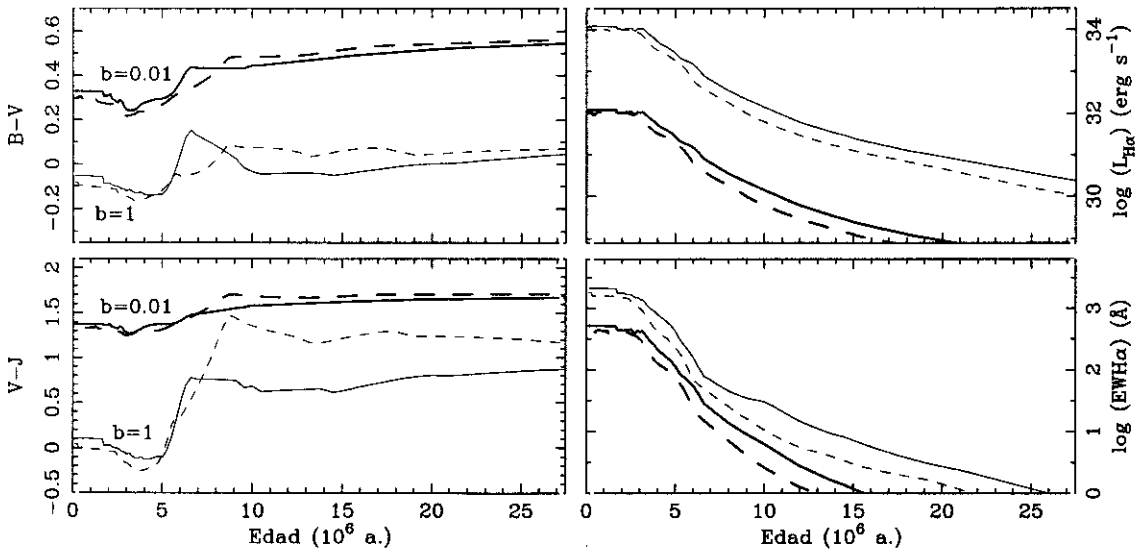
3.3.1 Colores óptico-infrarrojos

En la Figura 3.1 se muestran las predicciones de los modelos para los colores $B - V$ y $V - J$ en función de la edad, respectivamente. De estas figuras se deduce que el color $V - J$ es muy poco sensible a la presencia de brotes de formación estelar para fuerzas menores que el 1 por ciento en masa, especialmente para edades mayores de 10 Ma. También se puede apreciar la diferencia en el color $V - J$ predicho para el rango de edades 7-30 Ma entre los modelos de metalicidad solar y menor que solar.

3.3.2 Anchura equivalente y luminosidad $H\alpha$

En el caso de la anchura equivalente de $H\alpha$ su valor disminuye dramáticamente con la edad debido a la disminución en el número de fotones Lyman. Es importante considerar en este punto la posibilidad de que una importante fracción de los fotones ionizantes no lleguen a ionizar el hidrógeno neutro circundante. Existen dos posibles fenómenos que pueden eliminar una importante fracción de fotones Lyman, (1) la absorción por polvo de dichos fotones previo a la fotoionización y (2) el escape de

Figura 3.1: Predicciones de los modelos para el caso de los colores $B - V$ y $V - J$, luminosidad $H\alpha$ por masa solar y anchura equivalente de $H\alpha$ en función de la edad del brote de formación estelar. Las *líneas continuas* representan modelos con metalicidad $2/5 Z_{\odot}$, mientras que las *líneas discontinuas* indican las predicciones de los modelos de metalicidad solar. Por su parte, las *líneas delgadas* representan los modelos con fuerza de brote 1 por ciento ($b=0.01$) y las *líneas gruesas* los modelos de brote puro, $b=1$.



los mismos a través de zonas de baja densidad de la nebulosa. En este trabajo se estudiaron modelos con diferentes fracciones de fotones Lyman que no llegan a ionizar el gas neutro, entre el 25 por ciento en el caso más pesimista y el 0 por ciento para los modelos que denominaremos *superionizantes*.

3.3.3 Comparación con Alonso-Herrero (1995)

Los modelos utilizados en este trabajo están basados en los desarrollados por Alonso-Herrero (1995) para el estudio de 6 galaxias de la exploración UCM. Sin embargo, existen algunas diferencias importantes entre ambos. La principal diferencia radica en la utilización de los modelos de síntesis evolutiva de Bruzual y Charlot en su actualización del año 1996, frente a los modelos del año 1993 (Bruzual y Charlot 1993) empleados por Alonso-Herrero (1995). Así mismo, en este trabajo se hizo uso de una Función Inicial de Masas tipo Scalo (1986) en vez de la tipo Salpeter (1955) utilizada por Alonso-Herrero (1995). Por último, nuestros modelos añadieron

a las predicciones de los modelos de Alonso-Herrero (1995) para los filtros $rJHK$, el cálculo de la emisión en los filtros BVR .

En la Figura 3.2 se muestran los resultados comparados entre los modelos desarrollados por Alonso-Herrero (1995) y los utilizados en este trabajo. En este caso, la población subyacente asumida corresponde a la que se utilizó en el Capítulo 4 para el análisis de una muestra de galaxias UCM. Las principales diferencias radican, (1) en la desaparición del pico en el color $r - J$ presente a los 10-12 Ma en los modelos antiguos, (2) la menor luminosidad $H\alpha$ (o número de fotones Lyman) predicha por los nuevos modelos y (3) la significativa diferencia entre la relación masa luminosidad, especialmente en el caso de modelos de fuerza de brote baja ($b=0.01$). Las dos primeras diferencias se explican por las diferente función inicial de masa empleada en sendos trabajos. Por último, el cambio en la relación masa-luminosidad de los modelos de baja fuerza de brote es debida a que en los modelos desarrollados por Alonso-Herrero (1995) la relación masa-luminosidad que se asume para la población estelar subyacente es la predicha para una población de 15 Ga (BC93), $\sim 2 M_{\odot}/L_{\odot,K}$, mientras que en nuestro trabajo se empleó una relación típica de galaxias espirales cercanas, que es aproximadamente de $1 M_{\odot}/L_{\odot,K}$, tanto en el bulbo como en el disco (véase el Capítulo 4; Heraudeau y Simien 1997). Esta diferencia en la relación masa-luminosidad tiene también importantes efectos en la evolución de los colores $r - J$ y $J - K$ durante los primeros 10 Ma de evolución de brotes de bajo valor de la fuerza de brote.

3.4 Comparación entre datos y modelos

En esta sección describiremos brevemente el procedimiento desarrollado para comparar las predicciones de estos modelos con los observables (para una descripción más detallada véase el Apéndice A). Dicho procedimiento combina simulaciones de Monte Carlo y un estimador de máxima verosimilitud con análisis de *clustering* y de la Componente Principal (PCA, del inglés *Principal Component Analysis*).

El conjunto de observables asociado a una región de formación estelar o a la población integrada de una galaxia define un punto en el espacio de N dimensiones, donde N es el número de observables disponibles. Por otro lado, los modelos de síntesis evolutiva desarrollados trazan diferentes líneas en dicho espacio N -dimensional parametrizadas en función de la edad, t ; fuerza de brote, b ; y metalicidad, Z . Por

Figura 3.2: Comparación entre los modelos de Alonso-Herrero (1995; trazo *punteado*) y los desarrollados para este trabajo (trazo *continuo*). Las líneas gruesas representa modelos de metalicidad solar con fuerza de brote $b=1$, y los más delgados representan el caso de metalicidad solar para $b=0.01$.

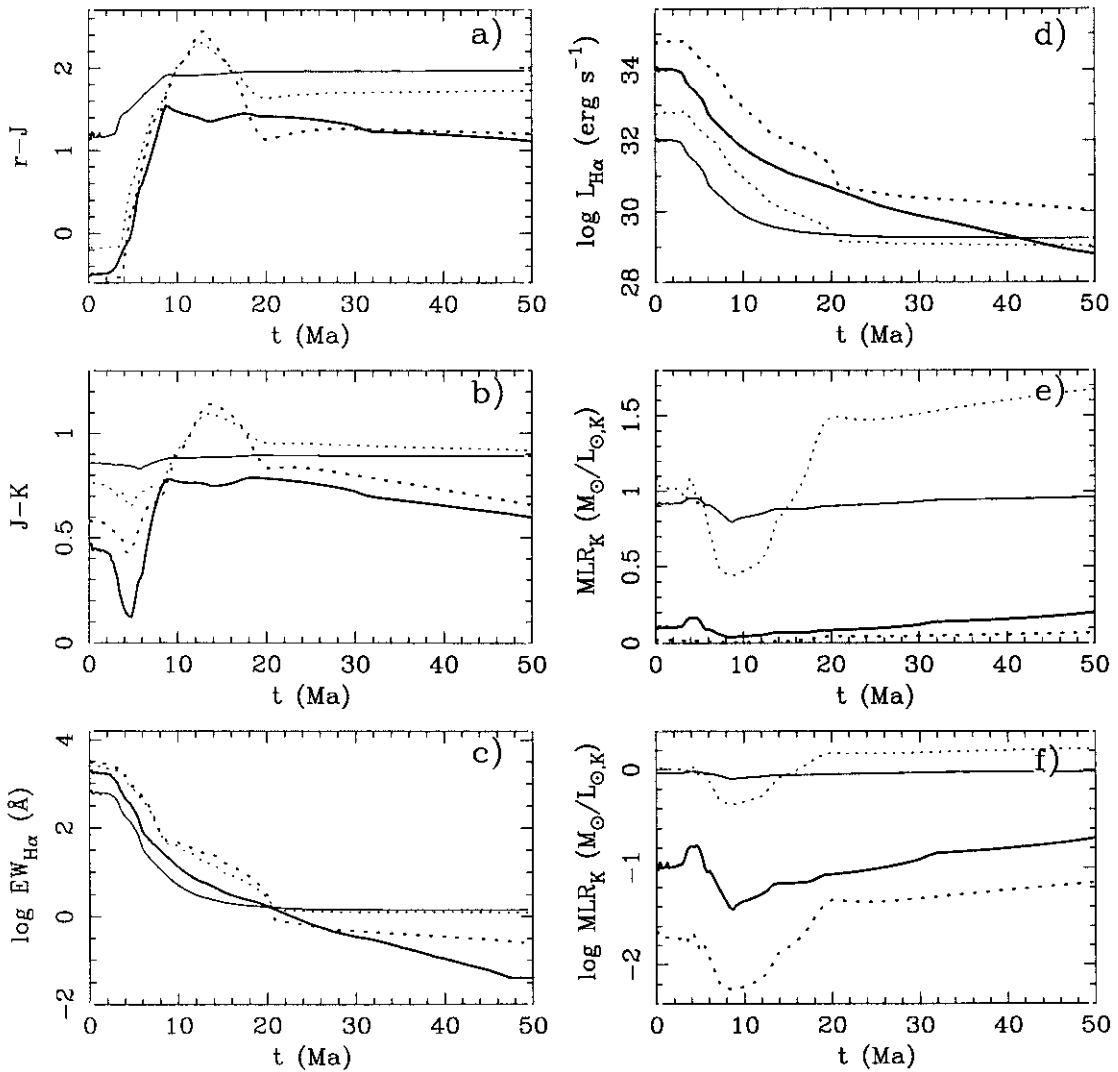
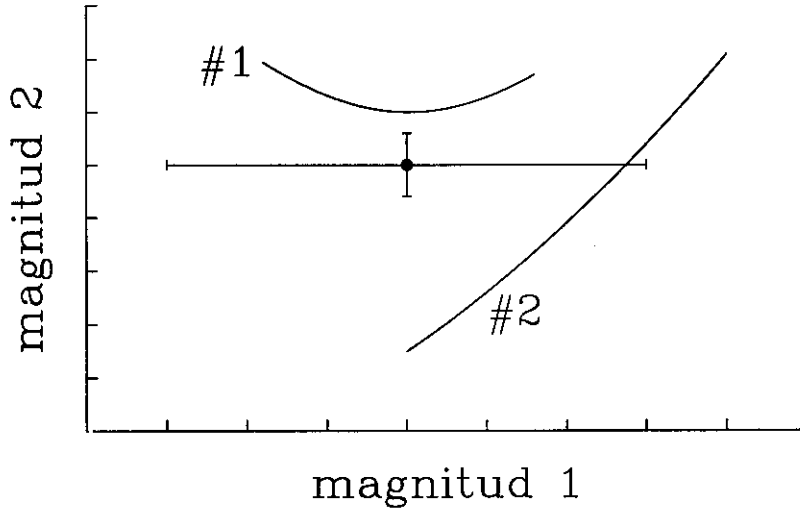


Figura 3.3: Situación hipotética de un objeto con observables medidos *magnitud 1* y *magnitud 2* para el cual es necesario determinar el mejor modelo (#1 ó #2).



tanto, a fin de determinar la edad, fuerza de brote y metalicidad de una determinada región, será necesario determinar que modelo reproduce mejor las propiedades observadas.

En la práctica, deberemos estimar la mínima distancia entre los puntos del espacio de N dimensiones generados por los modelos y la posición de cada región en este mismo espacio. La elección del estimador de distancia o similitud entre las magnitudes medidas y los modelos influye definitivamente en la determinación de las propiedades físicas.

En primer lugar, es básico utilizar un estimador que tenga en cuenta los errores en las magnitudes medidas. El uso de un estimador de este tipo permite, por ejemplo, evitar situaciones como la mostrada en la Figura 3.3. Según esta figura, para un estimador que no tuviera en cuenta los errores, el modelo #1 sería el que mejor reproduce las observaciones, mientras que a la luz de los errores en ambas magnitudes el modelo más probable sería el #2.

Por tanto, se utilizó un estimador de máxima verosimilitud que permitió pesar adecuadamente las diferencias entre las magnitudes medidas y predichas con los errores correspondientes. El estimador a maximizar se definió entonces como

$$\mathcal{L}(t, b, Z) = \prod_{n=1}^N \frac{1}{\sqrt{2\pi}\Delta C_n} \exp\left(-\frac{(c_n - C_n)^2}{2\Delta C_n^2}\right) \quad (3.4)$$

donde C_n y ΔC_n son los N observables y sus correspondientes errores. Los coeficientes c_n son las magnitudes predichas por un determinado modelo. Este estimador es similar al empleado por Abraham et al. (1998) para una muestra de galaxias a desplazamiento al rojo intermedio del HDF (del inglés *Hubble Deep Field*; véase Williams et al. 1996).

A partir de la expresión dada en la Ecuación 3.4, los observables y los modelos correspondientes es posible obtener la solución $(t,b,Z)_{\max}$ que más se aproxima al valor medido. Sin embargo, a fin de obtener las distribuciones en edad, fuerza de brote y metalicidad asociadas a las incertidumbres en los observables se simuló las distribuciones de probabilidad de las magnitudes medidas, asumiéndose distribuciones gaussianas. Mediante un método de Monte Carlo se generaron 10^3 puntos $(C_1, C_2, \dots, C_N)_i$ para cada región. A continuación, se seleccionó el mejor modelo (\mathcal{L} máximo) para cada uno de estos puntos, obteniéndose así la distribución de edades, fuerzas de brote y metalicidades de cada región (véase el Apéndice A).

En principio, aquellos observables con bajos errores fotométricos deberían dar lugar a distribuciones estrechas en (t,b,Z) mientras que aquellos con errores significativos tenderían a mostrar distribuciones muy anchas o multivaluadas (véanse algunos ejemplos en el Capítulo 4).

Se procedió entonces a estudiar el agrupamiento de las soluciones en el espacio (t,b,Z) empleando un método de análisis de *clustering* jerárquico denominado de conexión simple (*single-linkage*; Murtagh y Heck 1987; véase también el Apéndice A). Se obtuvieron los tres conjuntos de soluciones (o *clusters*) más representativos para cada región. La probabilidad asociada a cada conjunto se calculó como el número de soluciones dentro de un determinado conjunto frente al número total de soluciones (10^3).

El posterior análisis individualizado de estos conjuntos de soluciones indica la presencia de correlaciones entre la edad, fuerza de brote y metalicidad. Para estudiar dichas degeneraciones se realizó un análisis de la componente principal (Morrison 1976). Así, a partir de las orientaciones deducidas para la primera componente (PCA1) de este análisis es posible deducir la existencia de degeneraciones entre los diferentes parámetros (t,b,Z) . El porcentaje de la varianza que puede ser reproducido por la componente PCA1 se determina entonces como el cociente entre el autovalor correspondiente a la primera componente entre la suma de los tres autovalores de la matriz de correlación (véase el Apéndice A para más detalles).

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 extraídas de la exploración UCM. Se compararán los colores óptico-infrarrojos y anchuras equivalentes de $H\alpha$ 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 $H\alpha$ 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 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 \AA mm^{-1} . Los espectros prisma-objetivo obtenidos se registraron sobre placa fotográfica del tipo Kodak¹ 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

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

de la exploración (Zamorano et al. 1994, 1996). Posteriormente, se desarrolló 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 1995a; Gallego et al. 1996, 1997). Recientemente (Pérez-González et al. 2000), 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 (véase Alonso et al. 1999).

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 $H\alpha$ 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 las 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 las 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. Los objetos seleccionados constituyen una muestra representativa del total de galaxias UCM (véase la Secc. 4.3).

4.1. Exploración de la Universidad Complutense de Madrid (UCM)79

Tabla 4.1: Muestra de galaxias seleccionada.

Nombre	AR (J2000)	DEC (J2000)	m_r	z	M_r	r_{ef} (")	Morf.
0003+2200	00 ^h 05 ^m 38 ^s .0	+22°16'57"	16.16	0.0245	-19.76	3.22	Sc+
0013+1942	00 ^h 15 ^m 49 ^s .9	+19°58'48"	16.39	0.0272	-19.76	4.07	Sc+
0014+1748	00 ^h 17 ^m 23 ^s .8	+18°05'04"	14.13	0.0182	-21.15	13.55	SBb
0014+1829	00 ^h 17 ^m 15 ^s .2	+18°46'18"	16.01	0.0182	-19.27	3.11	Sa
0015+2212	00 ^h 18 ^m 07 ^s .6	+22°28'44"	15.59	0.0199	-19.93	3.56	Sa
0017+1942	00 ^h 19 ^m 57 ^s .4	+19°58'52"	15.34	0.0259	-20.70	4.43	Sc+
0022+2049	00 ^h 24 ^m 43 ^s .8	+21°06'05"	14.45	0.0185	-20.91	3.89	Sb
0050+2114	00 ^h 53 ^m 34 ^s .5	+21°30'48"	14.66	0.0245	-21.29	3.86	Sa
0145+2519	01 ^h 47 ^m 47 ^s .8	+25°34'26"	14.78	0.0409	-22.41	7.73	SB
1255+3125	12 ^h 58 ^m 16 ^s .4	+31°09'35"	15.07	0.0252	-20.89	2.91	Sa
1256+2823	12 ^h 59 ^m 02 ^s .1	+28°06'59"	15.11	0.0315	-21.34	4.70	Sb
1257+2808	13 ^h 00 ^m 05 ^s .0	+27°52'00"	15.45	0.0171	-19.66	3.43	Sa
1259+2755	13 ^h 02 ^m 07 ^s .8	+27°38'56"	14.45	0.0240	-21.40	5.40	Sa
1259+3011	13 ^h 01 ^m 43 ^s .8	+29°55'39"	15.36	0.0307	-21.03	2.58	Sa
1302+2853	13 ^h 04 ^m 35 ^s .7	+28°37'42"	15.77	0.0237	-20.06	2.94	Sa
1304+2808	13 ^h 06 ^m 36 ^s .4	+27°52'24"	14.85	0.0205	-20.66	5.70	Sa
1304+2818	13 ^h 07 ^m 13 ^s .1	+28°02'51"	14.88	0.0243	-21.00	6.66	Sc+
1306+2938	13 ^h 09 ^m 16 ^s .0	+29°22'05"	14.80	0.0209	-20.75	4.14	Sb
1307+2910	13 ^h 09 ^m 47 ^s .3	+28°54'28"	13.05	0.0187	-22.26	13.51	SBb
1308+2950	13 ^h 11 ^m 01 ^s .6	+29°34'43"	13.92	0.0242	-21.95	12.21	SBb
1308+2958	13 ^h 10 ^m 47 ^s .6	+29°42'38"	14.46	0.0212	-21.12	9.43	Sc+
1312+2954	13 ^h 15 ^m 09 ^s .3	+29°38'13"	15.14	0.0230	-20.62	6.01	Sc+
1312+3040	13 ^h 15 ^m 08 ^s .2	+30°24'17"	14.67	0.0210	-20.89	4.18	SBa
1428+2727	14 ^h 31 ^m 09 ^s .0	+27°14'15"	14.38	0.0149	-20.46	4.57	Sc+
1432+2645	14 ^h 35 ^m 01 ^s .9	+26°32'41"	14.59	0.0307	-21.80	8.99	SBb
1440+2511	14 ^h 43 ^m 01 ^s .5	+24°58'39"	15.87	0.0333	-20.70	5.34	Sb
1440+2521N	14 ^h 43 ^m 02 ^s .7	+25°09'09"	15.74	0.0315	-20.71	3.18	Sa
1440+2521S	14 ^h 43 ^m 00 ^s .9	+25°08'48"	16.16	0.0314	-20.28	3.85	Sb
1442+2845	14 ^h 44 ^m 20 ^s .9	+28°33'04"	14.66	0.0110	-19.52	5.95	Sb
1443+2548	14 ^h 46 ^m 01 ^s .9	+25°35'47"	15.12	0.0351	-21.57	4.93	Sc+
1452+2754	14 ^h 54 ^m 22 ^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_{ef} (")	Morf.
1506+1922	15 ^h 08 ^m 21 ^s .7	+19°11'31"	14.87	0.0205	-20.67	5.06	Sb
1513+2012	15 ^h 15 ^m 48 ^s .4	+20°01'22"	14.96	0.0369	-21.86	3.05	S0
1557+1423	16 ^h 00 ^m 08 ^s .3	+14°15'30"	15.82	0.0275	-20.33	3.16	Sb
1646+2725	16 ^h 48 ^m 35 ^s .5	+27°20'24"	17.87	0.0339	-18.76	2.20	Sc+
1647+2729	16 ^h 49 ^m 37 ^s .1	+27°24'15"	15.22	0.0366	-21.61	3.89	Sb
1647+2950	16 ^h 49 ^m 05 ^s .3	+29°45'31"	14.68	0.0290	-21.61	5.75	SBc+
1648+2855	16 ^h 50 ^m 48 ^s .0	+28°50'44"	14.98	0.0308	-21.44	3.91	Sa
1654+2812	16 ^h 56 ^m 50 ^s .5	+28°08'16"	17.26	0.0348	-19.51	2.74	Sc+
1656+2744	16 ^h 58 ^m 52 ^s .6	+27°39'42"	16.37	0.0330	-20.26	2.08	Sa
1657+2901	16 ^h 59 ^m 27 ^s .0	+28°56'44"	16.42	0.0317	-20.14	2.35	Sc+
2238+2308	22 ^h 41 ^m 15 ^s .6	+23°24'26"	14.00	0.0238	-21.91	7.86	Sa
2239+1959	22 ^h 41 ^m 55 ^s .9	+20°15'42"	14.17	0.0242	-21.75	3.59	S0
2250+2427	22 ^h 52 ^m 34 ^s .8	+24°43'49"	14.78	0.0421	-22.43	3.78	Sa
2251+2352	22 ^h 53 ^m 44 ^s .1	+24°08'13"	15.71	0.0267	-20.50	2.53	Sc+
2253+2219	22 ^h 55 ^m 31 ^s .4	+22°36'01"	15.41	0.0242	-20.54	2.63	Sa
2255+1654	22 ^h 57 ^m 54 ^s .4	+17°10'06"	15.37	0.0388	-21.61	5.58	Sc+
2255+1926	22 ^h 57 ^m 44 ^s .0	+19°42'07"	16.11	0.0193	-19.37	4.51	Sc+
2255+1930N	22 ^h 57 ^m 36 ^s .0	+19°47'27"	14.69	0.0189	-20.75	4.91	Sb
2255+1930S	22 ^h 57 ^m 35 ^s .1	+19°46'58"	15.42	0.0189	-20.02	3.41	Sb
2258+1920	23 ^h 01 ^m 07 ^s .2	+19°36'33"	15.42	0.0220	-20.32	4.70	Sc+
2300+2015	23 ^h 03 ^m 17 ^s .2	+20°31'10"	15.60	0.0346	-21.10	4.15	Sb
2302+2053E	23 ^h 05 ^m 27 ^s .4	+21°09'41"	14.69	0.0328	-21.90	4.86	Sb
2302+2053W	23 ^h 05 ^m 23 ^s .7	+21°09'41"	16.87	0.0328	-19.72	3.17	Sb
2303+1856	23 ^h 05 ^m 35 ^s .8	+19°12'32"	14.73	0.0276	-21.50	3.86	Sa
2304+1640	23 ^h 06 ^m 55 ^s .2	+16°56'16"	17.15	0.0179	-18.14	2.82	BCD
2307+1947	23 ^h 09 ^m 31 ^s .6	+20°04'01"	15.56	0.0271	-20.61	2.75	Sb
2310+1800	23 ^h 12 ^m 39 ^s .0	+18°16'39"	15.64	0.0363	-21.17	4.50	Sc+
2313+1841	23 ^h 15 ^m 39 ^s .0	+18°58'17"	16.26	0.0300	-20.13	4.15	Sb
2316+2028	23 ^h 19 ^m 27 ^s .8	+20°44'51"	16.57	0.0263	-19.51	2.90	Sc+
2316+2457	23 ^h 18 ^m 38 ^s .5	+25°13'60"	13.45	0.0277	-22.82	5.18	SBa
2316+2459	23 ^h 18 ^m 40 ^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 ^h 22 ^m 19 ^s .5	+22°50'40"	15.89	0.0364	-20.90	3.47	Sc+
2321+2149	23 ^h 24 ^m 08 ^s .2	+22°06'09"	15.85	0.0374	-21.02	4.00	Sc+
2324+2448	23 ^h 26 ^m 39 ^s .9	+25°04'50"	12.75	0.0123	-21.67	10.35	Sc+
2327+2515N	23 ^h 30 ^m 09 ^s .9	+25°31'60"	15.59	0.0206	-19.98	2.54	Sb
2327+2515S	23 ^h 30 ^m 09 ^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).

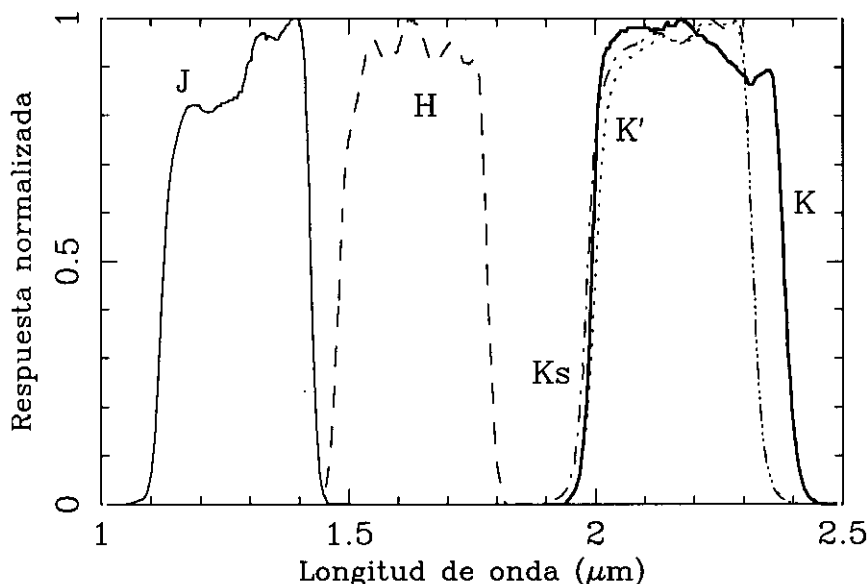
Tres de las campañas de observación se llevaron a cabo en el observatorio Lick (California, EE.UU.) a lo largo del año 1996 (9-14 Enero, 4-7 Mayo, 7-9 Junio). Se usó la cámara LIRC-II (del inglés *Lick InfraRed Camera*), equipada con un detector tipo NICMOS3 de 256×256 pixeles, en el telescopio de 1m de dicho observatorio. La configuración instrumental utilizada proporcionó un campo total de $2'4 \times 2'4$ con una escala espacial de $0''.57 \text{ pixel}^{-1}$. 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-Alemania 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 $2'7 \times 2'7$ con una escala espacial de $0''.63 \text{ pixel}^{-1}$. 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_I	ma_K	Nombre	t_J	t_K	ma_I	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) presenta la ventaja, frente al filtro *K* estándar (véase la Figura 4.1), 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 fue similar al seguido en los trabajos de Aragón-Salamanca et al. (1993) y Alonso-Herrero et al. (1996; véase también Alonso-Herrero 1995) y se explica a continuación brevemente.

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 sustracción 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 (del inglés *Image Reduction and Analysis Facility*). 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.
- **Sustracción 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 sustracción 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 ($10\text{-}30''$) 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.

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 MIDAS (*Munich Image and Data Analysis System*) del Observatorio Europeo del Hemisferio Sur (ESO, del inglés *European Southern Observatory*).

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

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. 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 radio² 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),

$$K' - K = 0.22 \times (H - K) \quad (4.1)$$

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

²Asumiremos a lo largo de este trabajo una constante de Hubble de $H_0=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ y un parámetro de deceleración de $q_0=0.5$

muestra de 6 galaxias UCM, utilizamos un color $H - K$ medio de 0.3 ± 0.1^m . Por tanto la corrección entre las magnitudes medidas en los filtros K' y K será $K' - K = 0.07 \pm 0.02^m$.

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

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

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 (1995a). 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.

Tabla 4.5: Colores óptico-infrarrojos medidos a tres escalas del disco, (d_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	$d_L(\text{kpc})$	$r - J$	$J - K$	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	$d_L(\text{kpc})$	$r - J$	$J - K$	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

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 $H\alpha$ 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 1995a; véase también Gallego et al. 1996, 1997).

Los procedimientos de observación y análisis seguidos por Gallego (1995a), 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 $H\alpha$ 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 \AA , 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 $H\alpha$. 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 \AA en la longitud de onda correspondiente a $H\alpha$. Para esta resolución espectral la línea $H\alpha$ en emisión se muestra, en la mayor parte de los espectros extraídos, solapada con las líneas prohibidas de nitrógeno $[\text{N II}]\lambda 6548$ y $[\text{N II}]\lambda 6584$. En efecto, las anchuras equivalentes dadas en la Tabla 4.6 representan las correspondientes al conjunto de $H\alpha$ y las dos líneas de nitrógeno. A fin de corregir las anchuras equivalentes medidas se utilizó el valor medio del cociente entre las líneas $[\text{N II}]\lambda 6584/H\alpha$ dado por Gallego et al. (1996) y la siguiente expresión

$$\text{EW}(H\alpha) = \frac{\text{EW}(H\alpha + [\text{NII}])}{1 + (1 + \frac{1}{3}) \times [\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha} \quad (4.3)$$

Finalmente, puesto que en el trabajo de Gallego (1995a) 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 $\text{EW}(H\alpha + [\text{N II}])$, y por tanto en $\text{EW}(H\alpha)$, 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

Tabla 4.6: Desplazamientos al rojo, z ; anchuras equivalentes, $EW(H\alpha+[NII])_{\lambda\lambda 6548,6584}$; luminosidad $H\alpha$, $L_{H\alpha}$; exceso de color del gas, $E(B - V)_{\text{gas}}$ y tipos espectroscópicos tomados de Gallego et al. (1996). La luminosidad $H\alpha$ está corregida de extinción interna en esta tabla.

Galaxia	z	EW^\dagger (Å)	$L_{H\alpha}$ ($10^8 L_\odot$)	$E(B - V)_{\text{gas}}$	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: \dagger Anchura equivalente de $H\alpha+[NII]$

Tabla 4.6: (cont.)

Galaxia	z	EW^\dagger (Å)	$L_{H\alpha}$ ($10^8 L_\odot$)	$E(B - V)_{gas}$	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: \dagger Anchura equivalente $H\alpha+[NII]$

anchura equivalente de la línea de emisión proviene de la determinación del nivel del continuo, es decir,

$$\Delta F_{H\alpha} = \text{FWZI} \times \Delta(F_{\text{continuo}}/\text{Å}) \quad (4.4)$$

siendo $\Delta F_{H\alpha}$, FWZI y $F_{\text{continuo}}/\text{Å}$, 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*) y el flujo monocromático en el continuo.

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

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

de donde, teniendo en cuenta que

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

se obtiene

$$\Delta \text{EW} = \frac{1}{\text{SNR}\sqrt{N}} \sqrt{\text{EW}^2 + \text{FWZI}^2} \quad (4.7)$$

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 $H\alpha$, 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 $\Delta\lambda \sim 3 \text{ Å pixel}^{-1}$, el valor de N será $\Delta\lambda_{\text{continuo}}/\Delta\lambda \sim 30$. Los errores correspondientes obtenidos se muestran en la columna 3 de la Tabla 4.6.

Por último, se tomaron los valores deducidos por Gallego (1995a) para los excesos de color medidos a partir del decremento Balmer de las líneas $H\alpha$ - $H\beta$ 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 $H\alpha/H\beta$ medido y el exceso de color del gas.

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

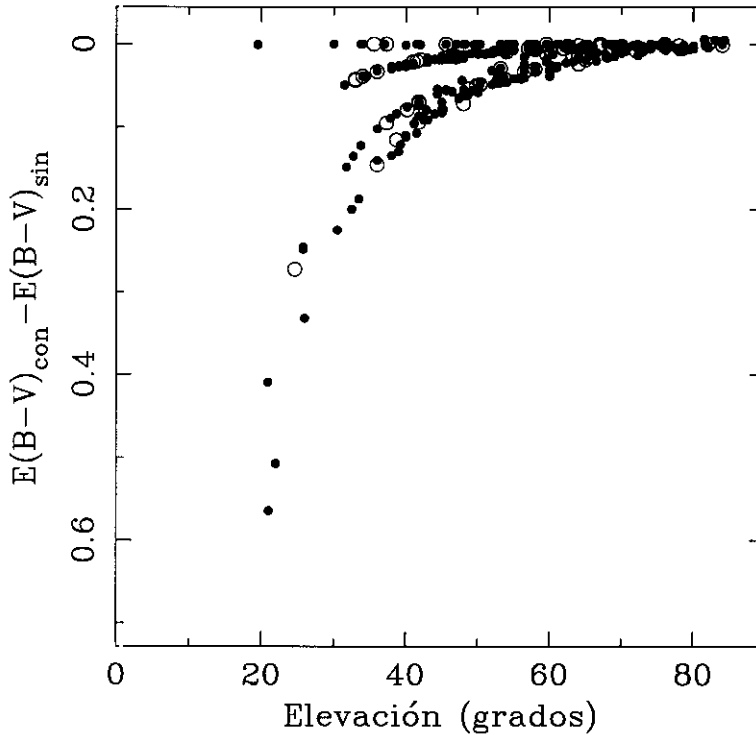
Sin embargo, previamente a la obtención de estos excesos de color se cuantificaron los posibles efectos sistemáticos presentes sobre la determinación del cociente $H\alpha/H\beta$. El principal efecto a tener en cuenta será la refracción atmosférica diferencial.

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 gaussiano. 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 $H\alpha$. Por tanto, en la práctica, la luz emitida por la región en $H\beta$ 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 gaussiano para una fuente puntual (PSF; del inglés *Point Spread Function*) se dedujeron los excesos de color esperados fuera de la atmósfera y asumiendo el modelo de refracción atmosférica de Filippenko (1982). La diferencias obtenidas entre ambos excesos de color se muestra en la Figura 4.2 en función de la masa de aire. Se aprecia en esta figura que el efecto de la refracción diferencial es despreciable en la mayor parte de los objetos, siendo menor de 0.05^m en $E(B - V)_{\text{gas}}$ 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 (1995a).

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

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.



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).

4.2.5 Valores medios para los colores y $EW(H\alpha)$

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 $[N\text{II}]\lambda 6584/H\alpha$ y una emisión muy débil en $[O\text{III}]\lambda 5007$. Sus luminosidades $H\alpha$ son mayores de $10^8 L_{\odot}$.

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

	n	$\overline{r-J}$	σ	$\overline{J-K}$	σ	$\overline{\text{EW}(\text{H}\alpha)}$	σ
SIN CORREGIR DE EXTINCIÓN							
Total	67	1.79	0.05	1.06	0.04	80	7
Tipo-SB	49	1.88	0.05	1.10	0.05	60	5
(SBN+DANS)							
Tipo-H II	18	1.54	0.09	0.96	0.30	133	16
(H IIH+DH IIH+BCD)							
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

- **DANS** —*Dwarf Amorphous Nuclear Starburst*— Introducido por Salzer, McAlpine y Boroson (1989), estos objetos muestran propiedades espectroscópicas muy similares a los SBN, pero con luminosidades H α menores de $5 \times 10^7 L_{\odot}$.
- **H IIH** —*H II Hotspot*— Las galaxias de tipo H IIH (véase Gallego et al. 1996) muestran luminosidades H α similares a las SBN, pero con valores mucho mayores del cociente $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, es decir, con mayor ionización.
- **DH IIH** —*Dwarf H II Hotspot*— Esta es una subclase de las galaxias H IIH formada por objetos con idénticas propiedades espectroscópicas pero luminosidades H α menores de $5 \times 10^7 L_{\odot}$.
- **BCD** —*Blue Compact Dwarf*— Finalmente, los objetos de menor luminosidad y mayor ionización se clasificaron como Galaxias Compactas Azules. Estas galaxias muestran todas ellas luminosidades H α menores de $5 \times 10^7 L_{\odot}$. Así mismo, muestran altos cocientes $[\text{O II}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ y $\text{H}\alpha/[\text{N II}]\lambda 6584$ e intensa emisión $[\text{O II}]\lambda 3727$.

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 1995a). A fin de determinar las propiedades observacionales de cada

una de estas clases asumiremos distribuciones gaussianas de probabilidad para los colores y $EW(H\alpha)$ 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^m mas azules en $r - J$ y 0.1^m en $J - K$ que las galaxias tipo SB. Puesto que el exceso de color medio de la población SB ($\overline{E(B - V)}=0.7^m$) es 0.2^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^m en $r - J$ y 0.15^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 $H\alpha$ no corregidas de extinción mayores de 120 \AA , únicamente un 3 por ciento de galaxias SB muestran valores tan altos. El bajo límite de detección en $EW(H\alpha)$ estimado para la exploración UCM ($\sim 20 \text{ \AA}$; Gallego 1995a) garantiza que la diferencia entre las anchuras equivalentes de $H\alpha$ 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 $EW(H\alpha)$ 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 (véanse 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 (1995a).

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 de $H\alpha$ mayor de 20 \AA . 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.

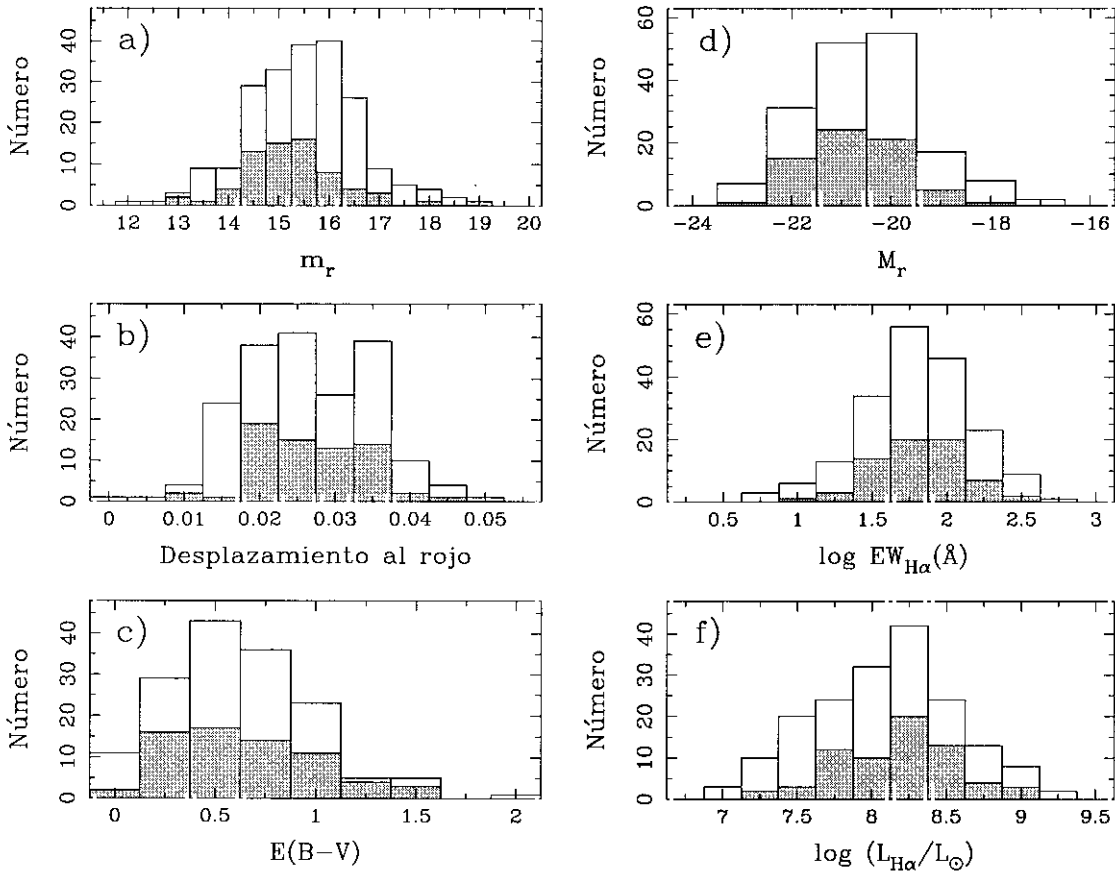
Sin embargo, más allá de estos efectos de selección, pueden existir sesgos importantes debido a lo limitado de nuestra muestra (~ 35 por ciento) en comparación con la muestra completa de galaxias UCM. En la Figura 4.3 se presentan los histogramas de frecuencia en magnitud aparente (r de Gunn), magnitud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

En primer lugar se compararon (véase la Figura 4.3a) la distribuciones de 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 (~ 19 por ciento) respecto al de la muestra UCM (~ 30 por ciento).

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, $E(B - V)_{\text{gas}}$; y anchura equivalente de $H\alpha$.

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 $H\alpha$. En el caso de las distribuciones en magnitud absoluta en banda Gunn- r y luminosidad $H\alpha$ 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

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



formación estelar. Sin embargo, esta muestra es algo deficiente en objetos de baja luminosidad y baja anchura equivalente, es decir, galaxias BCD y espirales normales [$0 < EW(H\alpha + [N II]) < 40 \text{ \AA}$, Kennicutt 1983a].

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 (1983a, véase también Kennicutt y Kent 1983b) 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) se dispone de medidas de colores óptico-infrarrojos, incluyendo la medida de colores $U - R$, $B - R$, $R - J$, $J - K$ para bulbos y discos en un total 20 galaxias. Los colores dados por estos autores están medidos en zonas bastante libres de polvo por lo que se espera que el efecto de la extinción interna sea despreciable. Estos autores 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 $1 M_{\odot}/L_{\odot,K}$ 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 Heraudeau 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, que se muestran en la misma imagen, esta se encuentra centrada en la componente Norte.

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

NGC	$(R - K)_{\text{Bulbos}}$	$(R - K)_{\text{Discos}}$	$(J - K)_{\text{Bulbos}}$	$(J - K)_{\text{Discos}}$
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*.

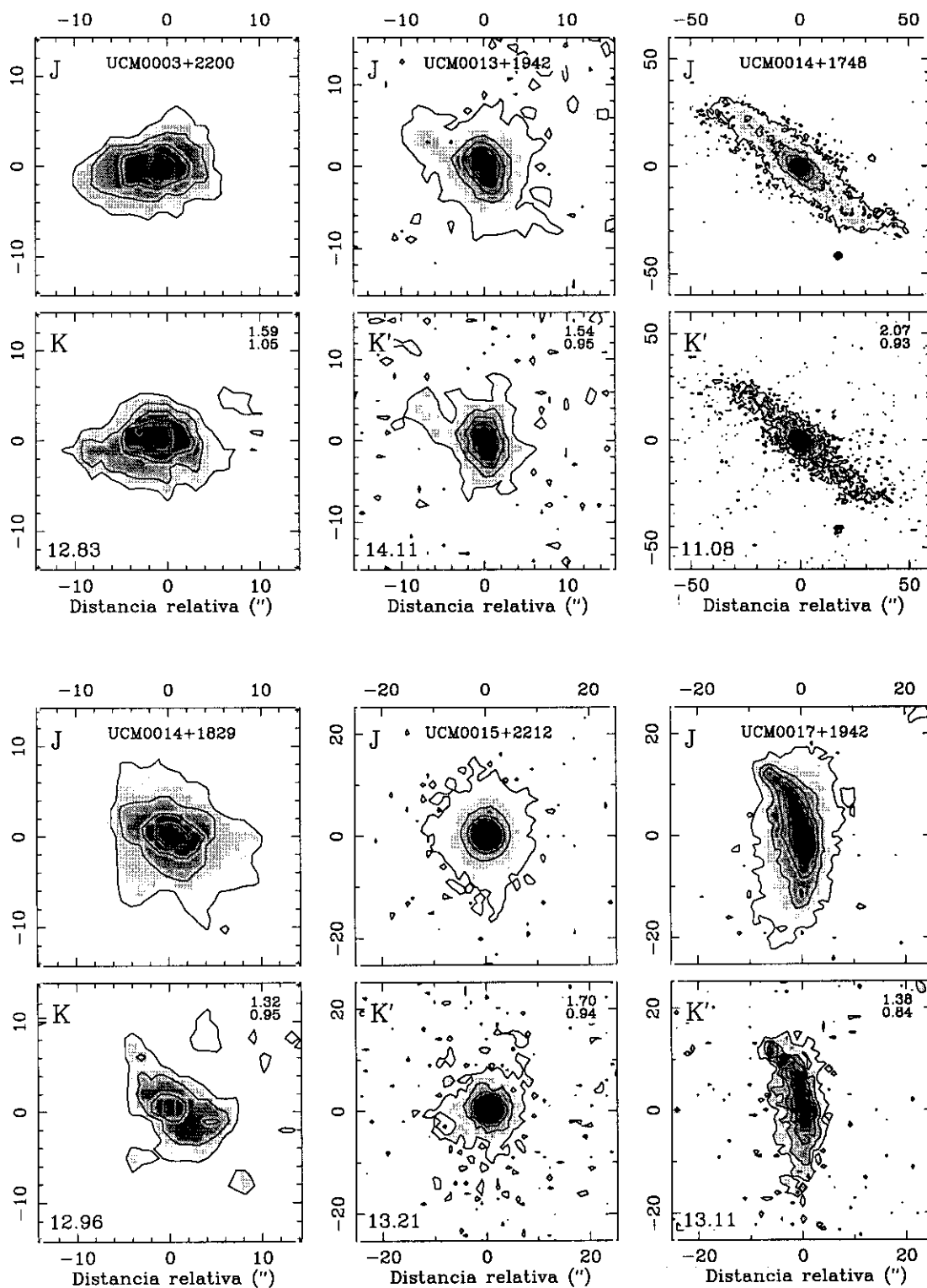


Figura 4.4: (cont.)

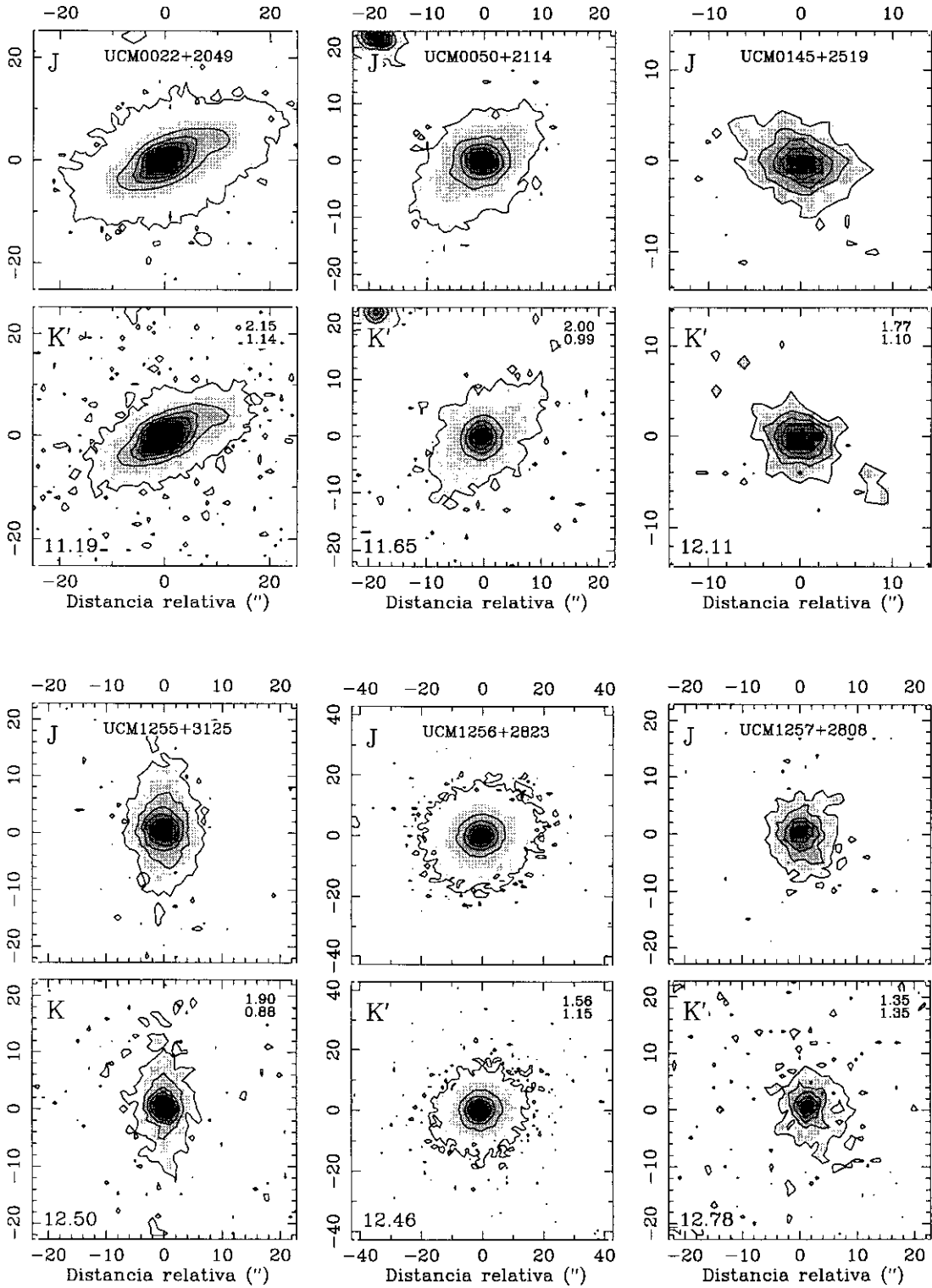


Figura 4.4: (cont.)

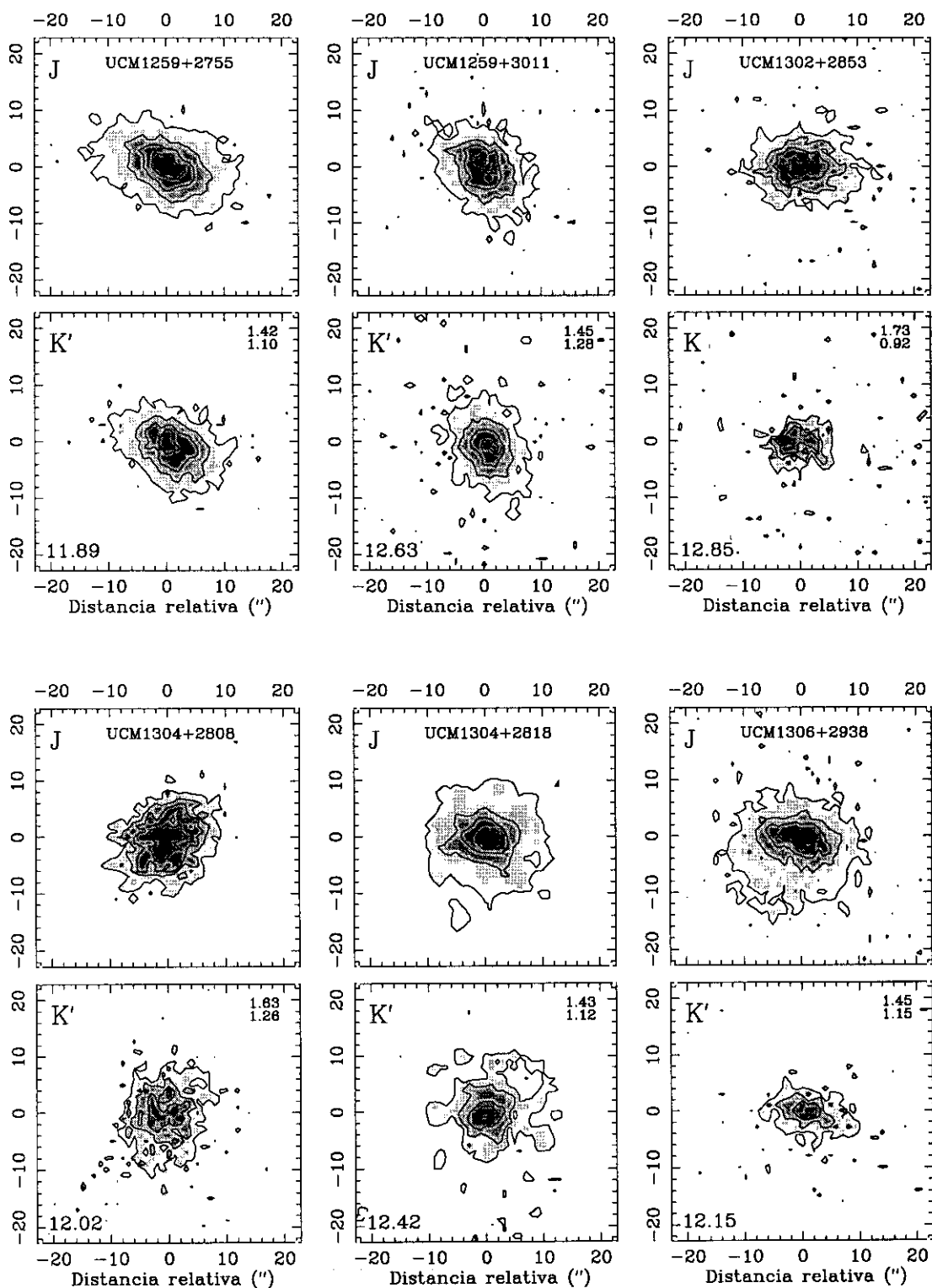


Figura 4.4: (cont.)

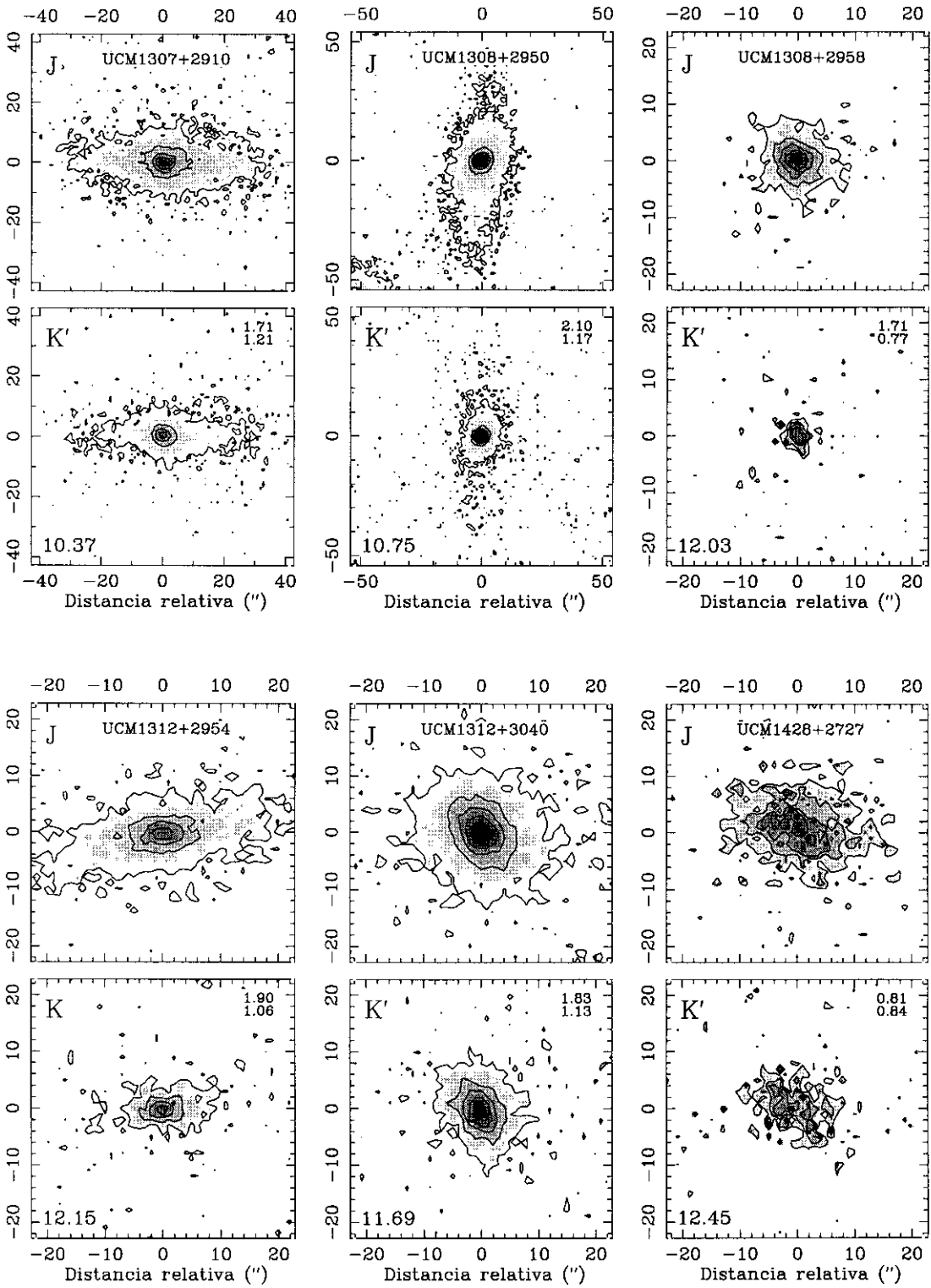


Figura 4.4: (cont.)

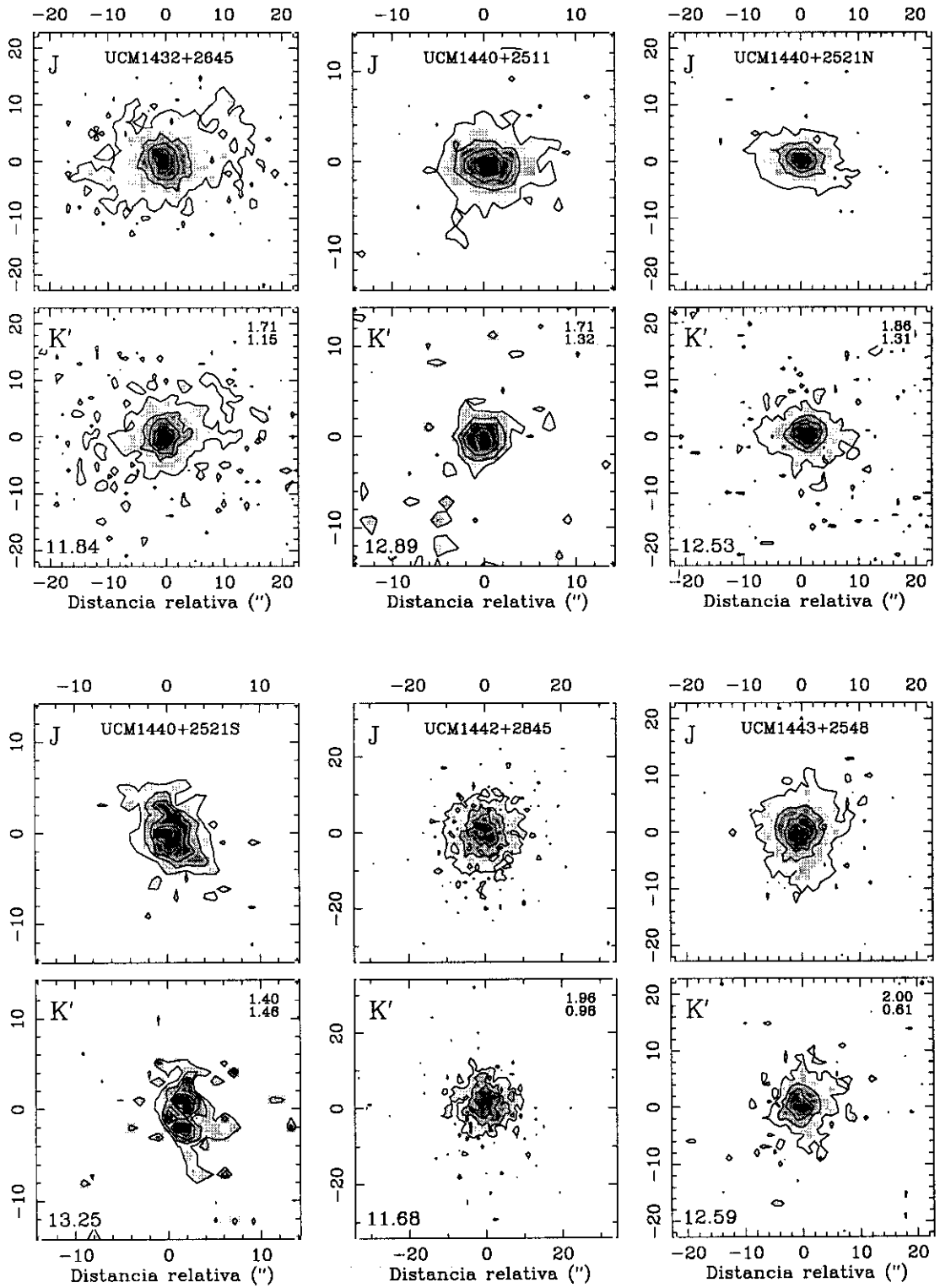


Figura 4.4: (cont.)

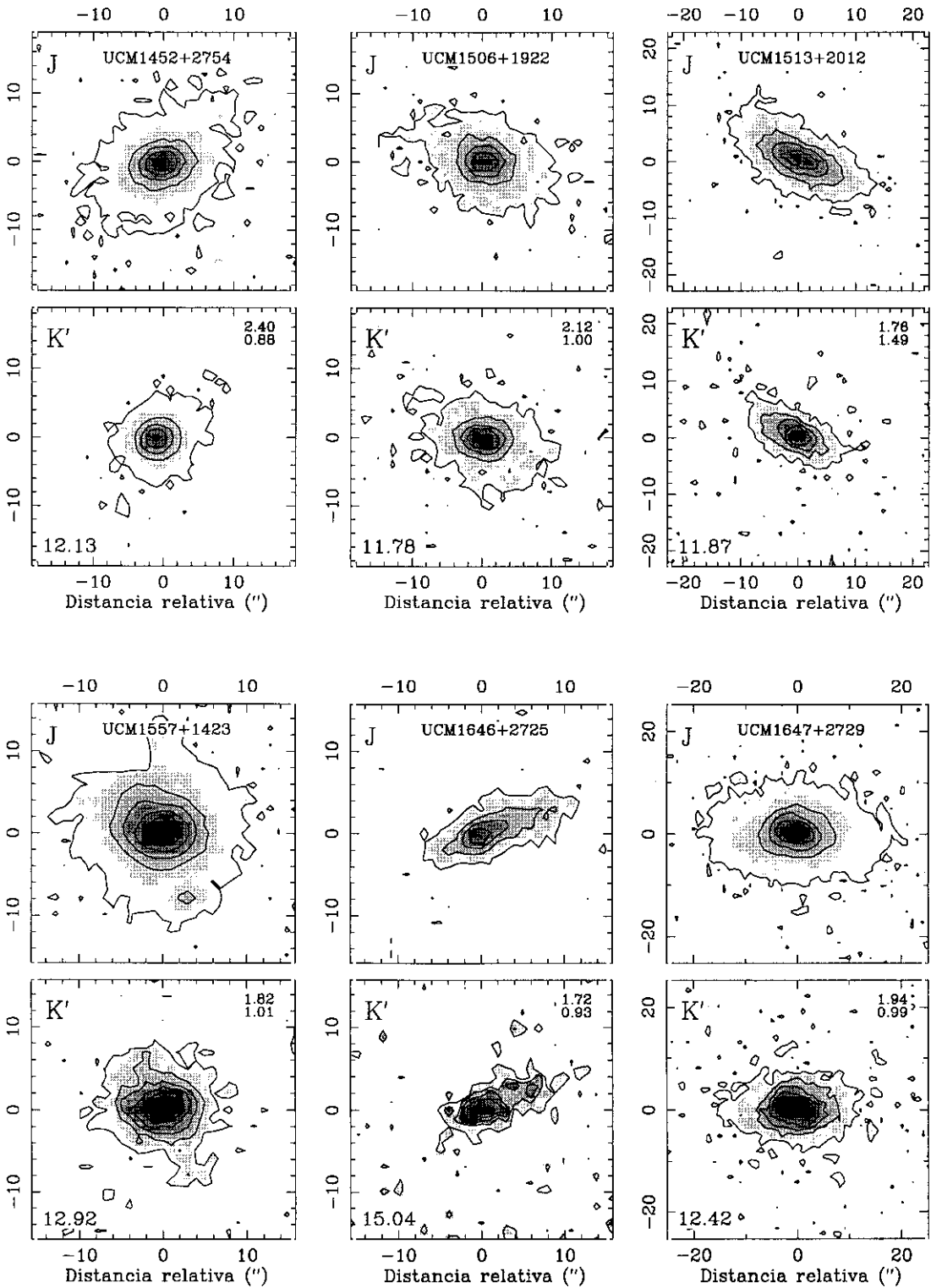


Figura 4.4: (cont.)

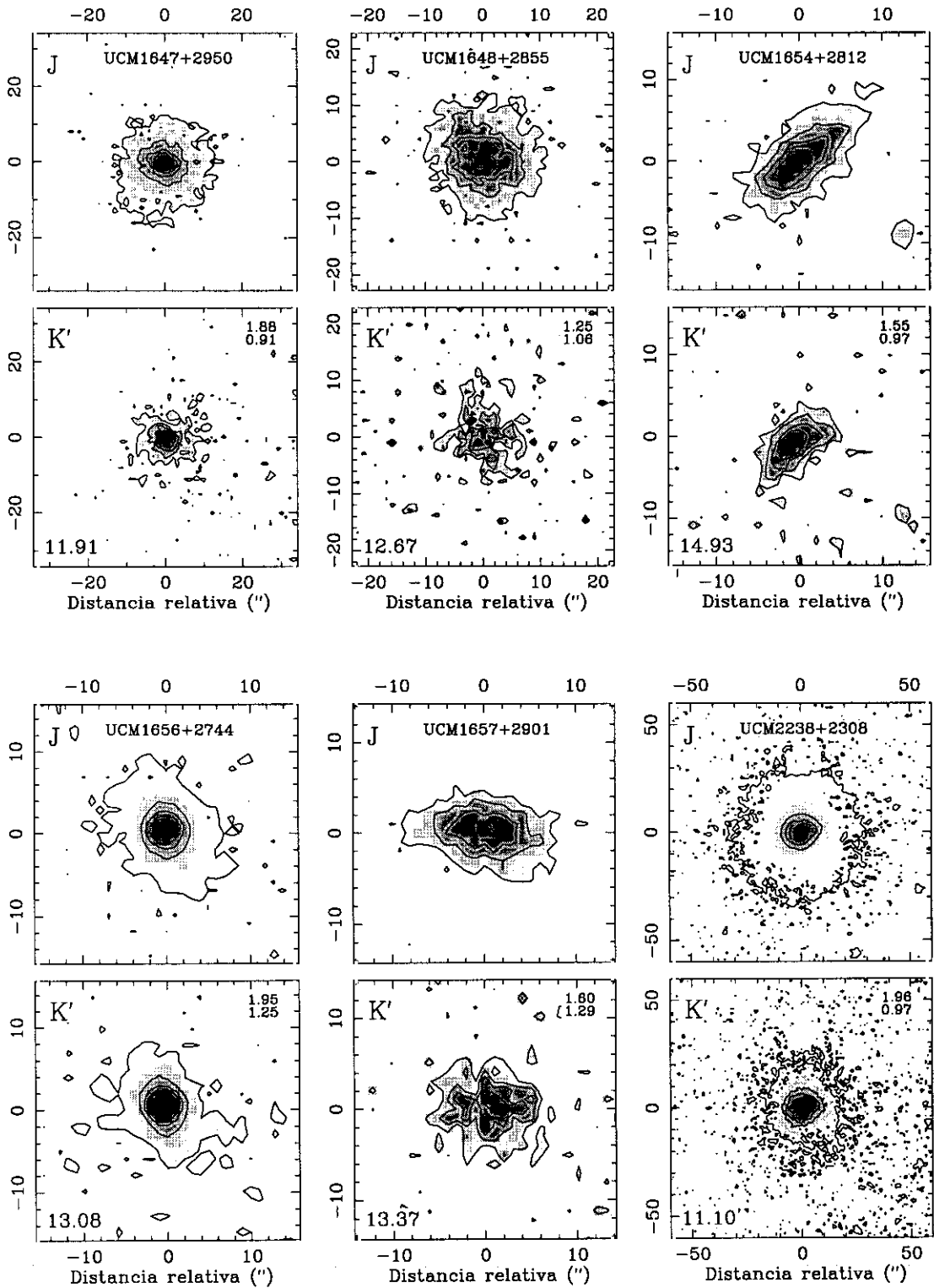


Figura 4.4: (cont.)

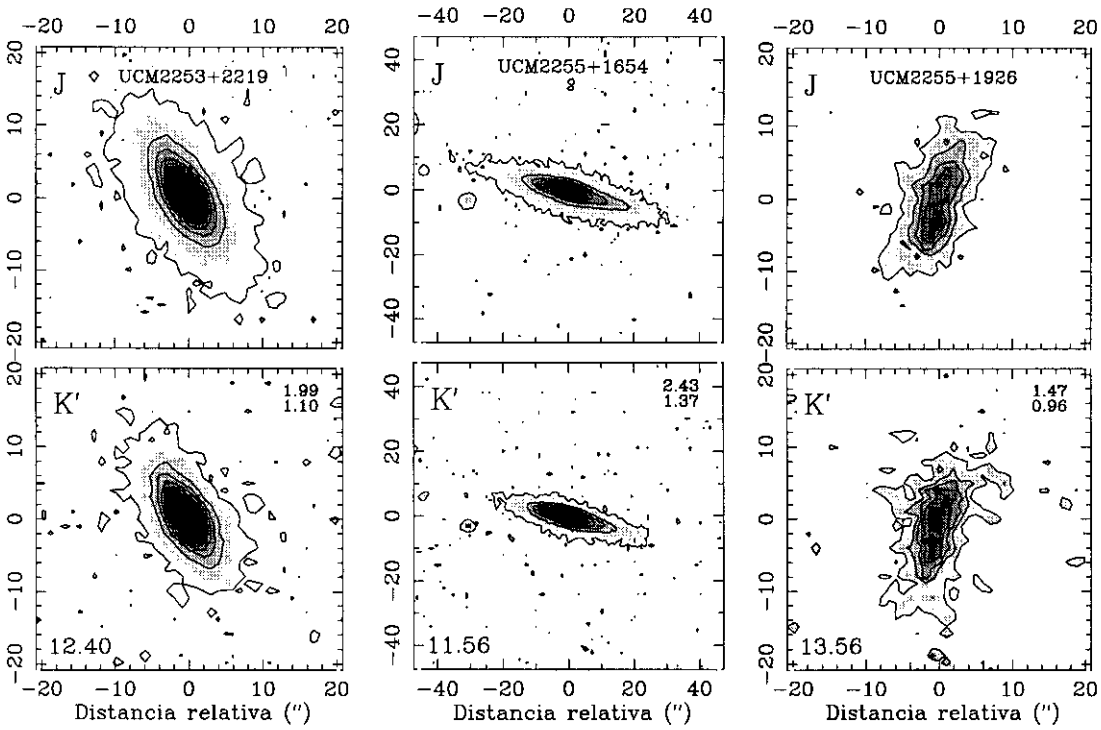
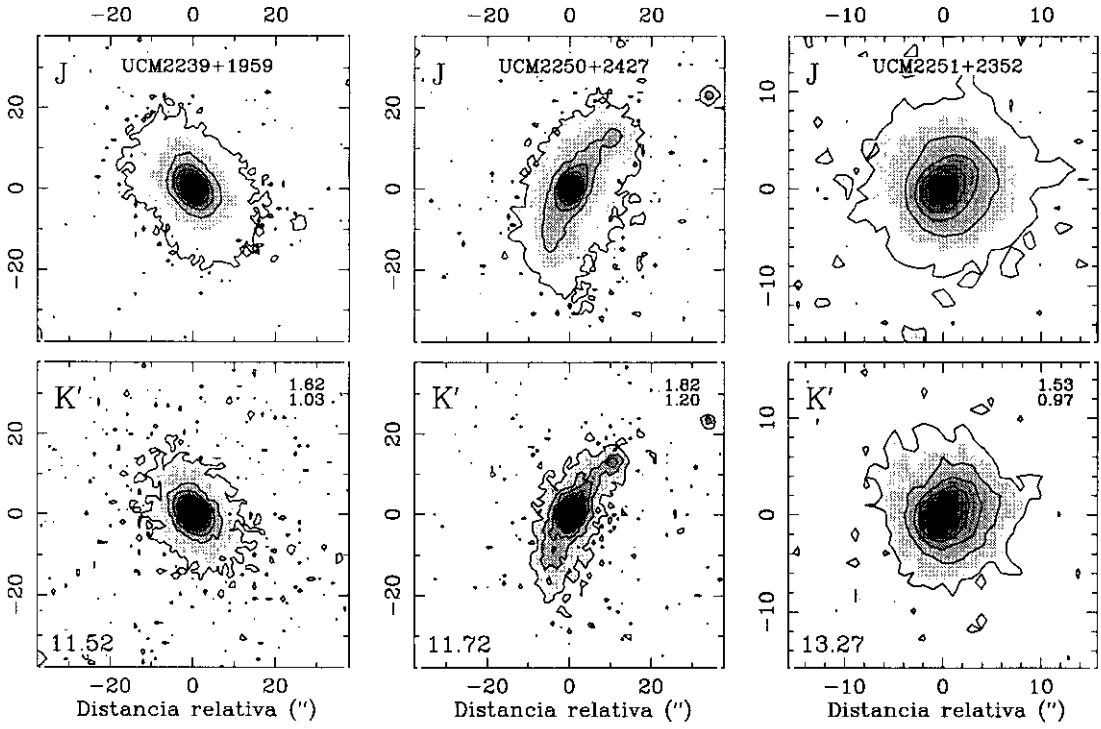


Figura 4.4: (cont.)

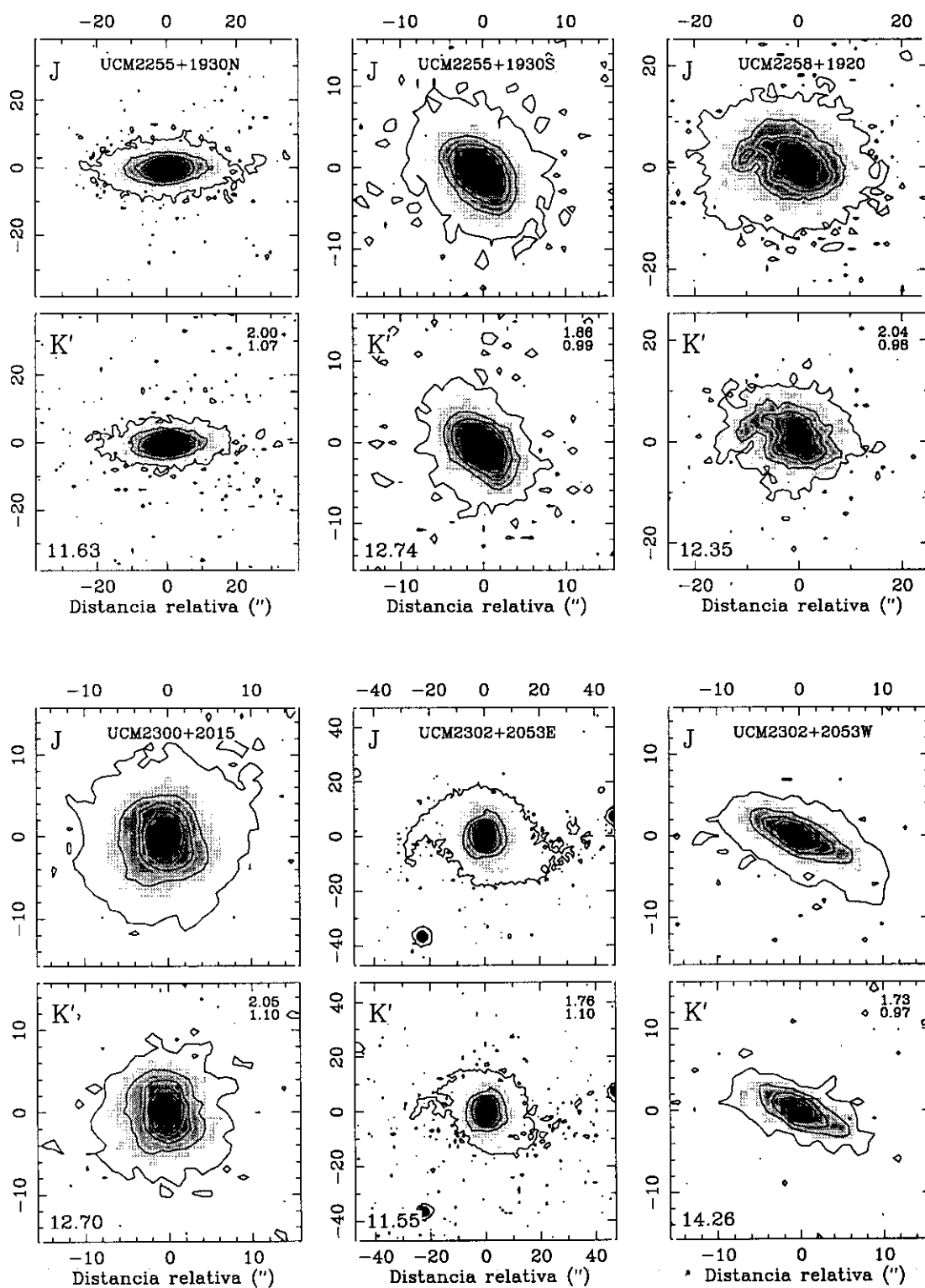


Figura 4.4: (cont.)

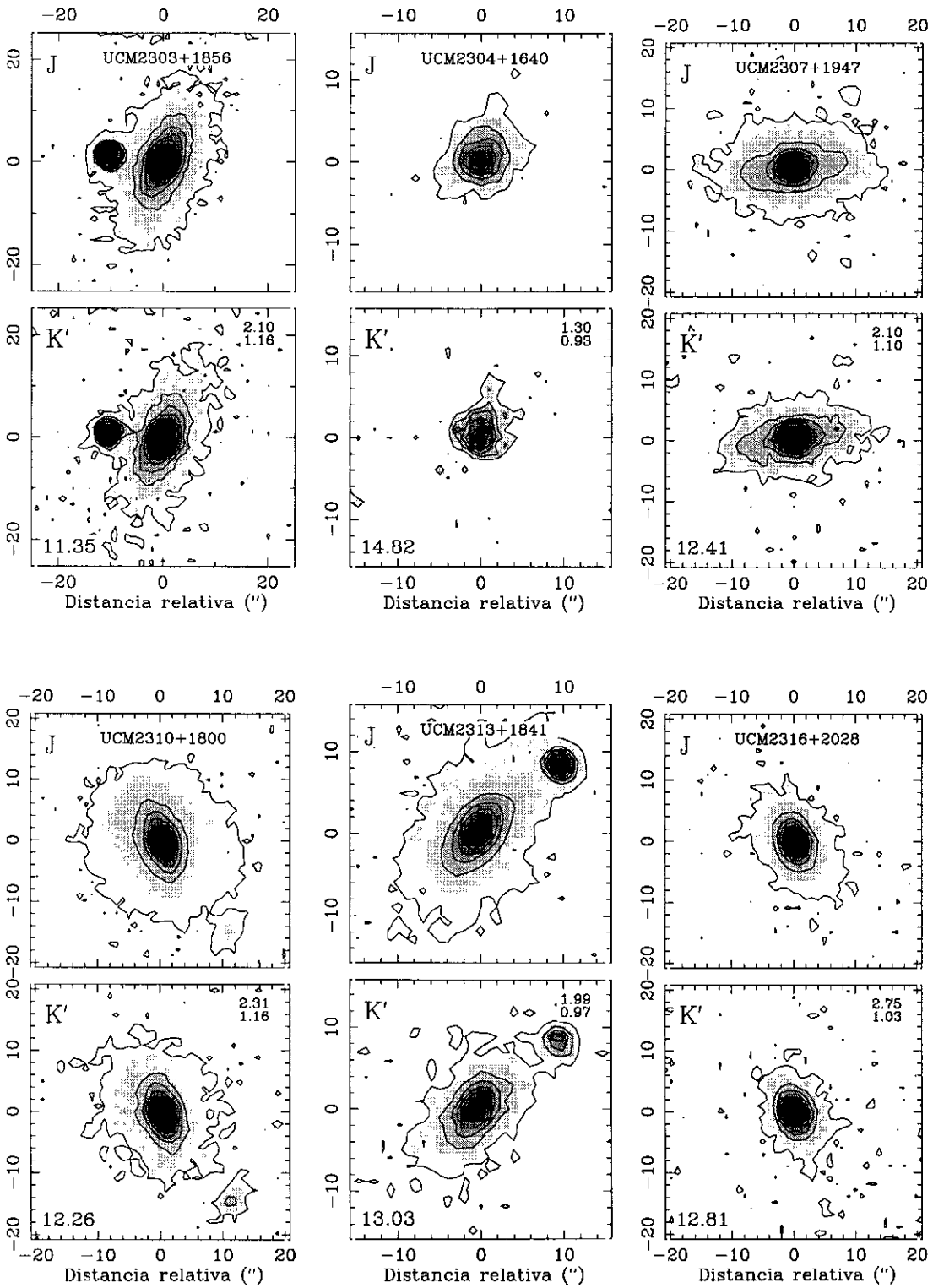
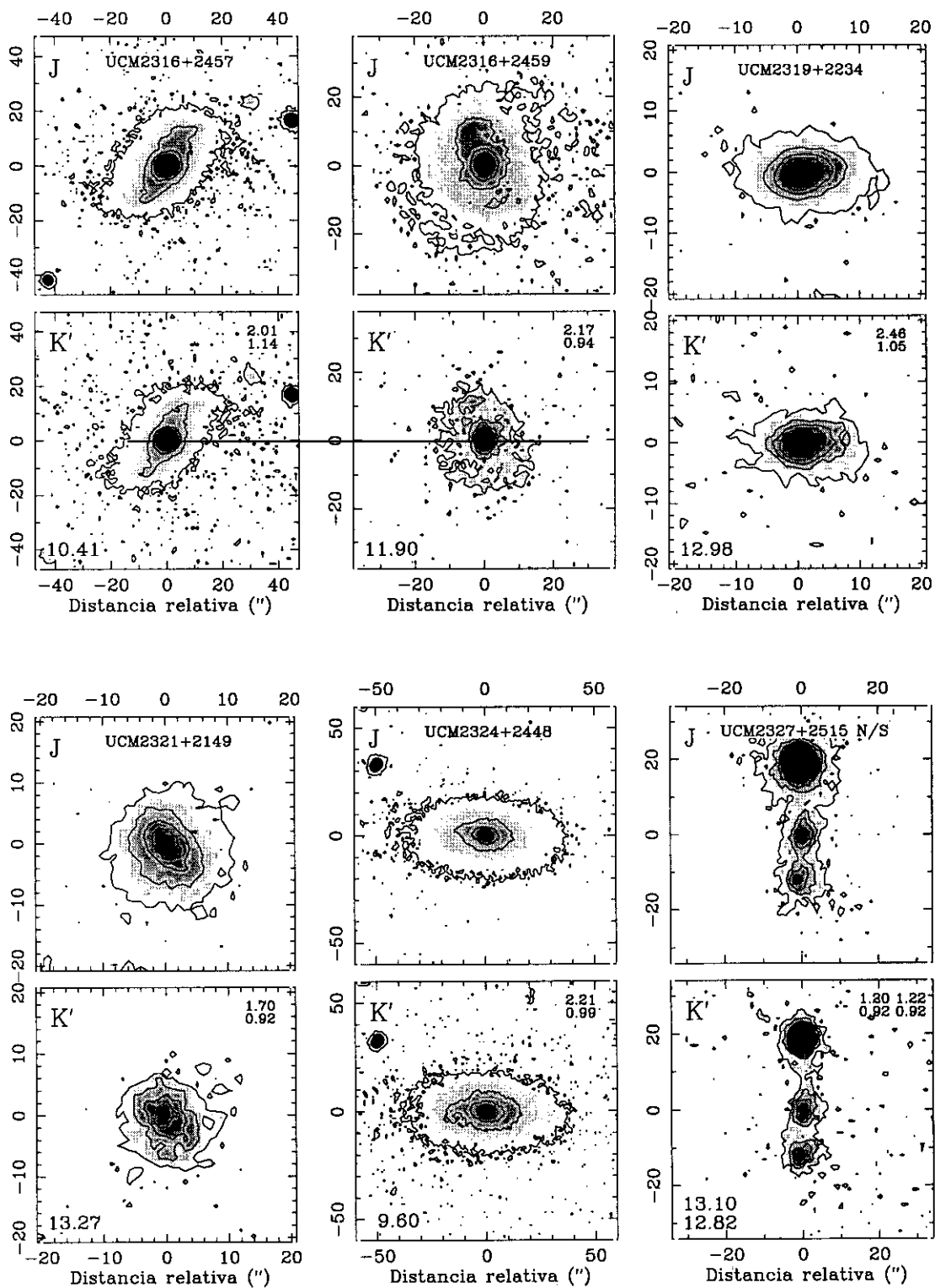


Figura 4.4: (cont.)



4.6 Comparación entre datos y modelos

4.6.1 Diagramas color-color y color-EW(H α)

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 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(H α) para las galaxias estudiadas. Las anchuras equivalente de H α mostradas están corregidas de la contribución de las líneas de [N II] λ 6548,6583 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, $E(B - V)_{\text{continuo}}$, y las líneas de emisión, $E(B - V)_{\text{gas}}$, las anchuras equivalentes de H α han de ser corregidas de extinción, siguiendo la expresión

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

donde 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(H α) se aprecia que las 67 galaxias seleccionadas muestran colores y EW(H α) correspondientes a los de una galaxia espiral normal que presenta un brote de formación estelar instantáneo de

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

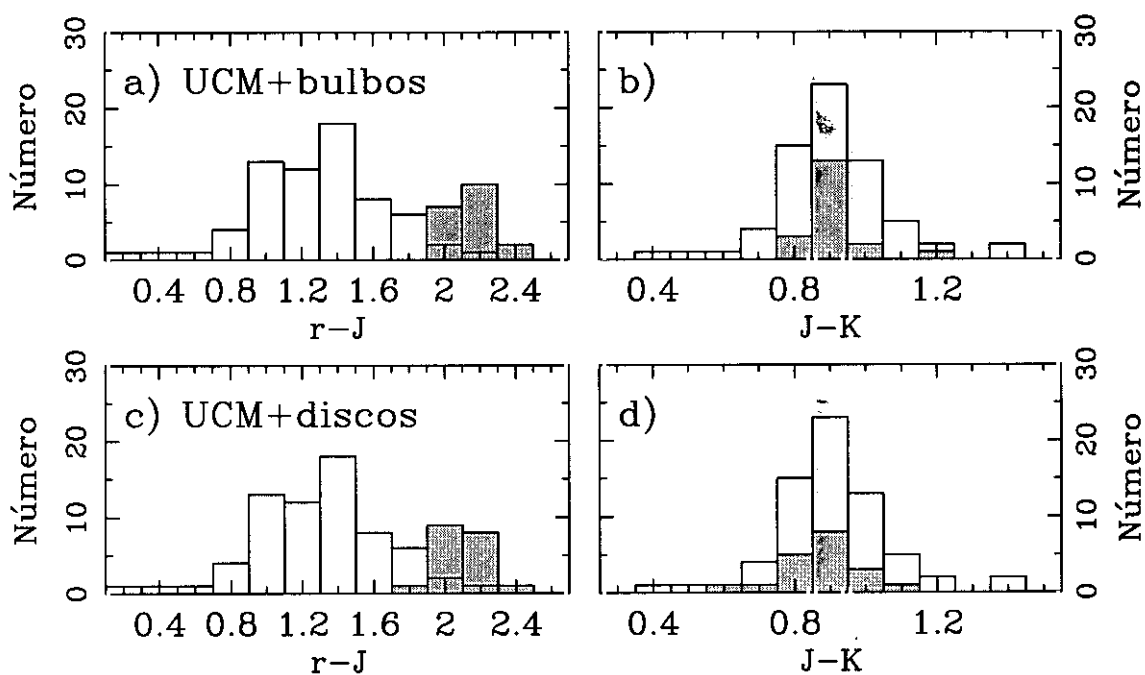
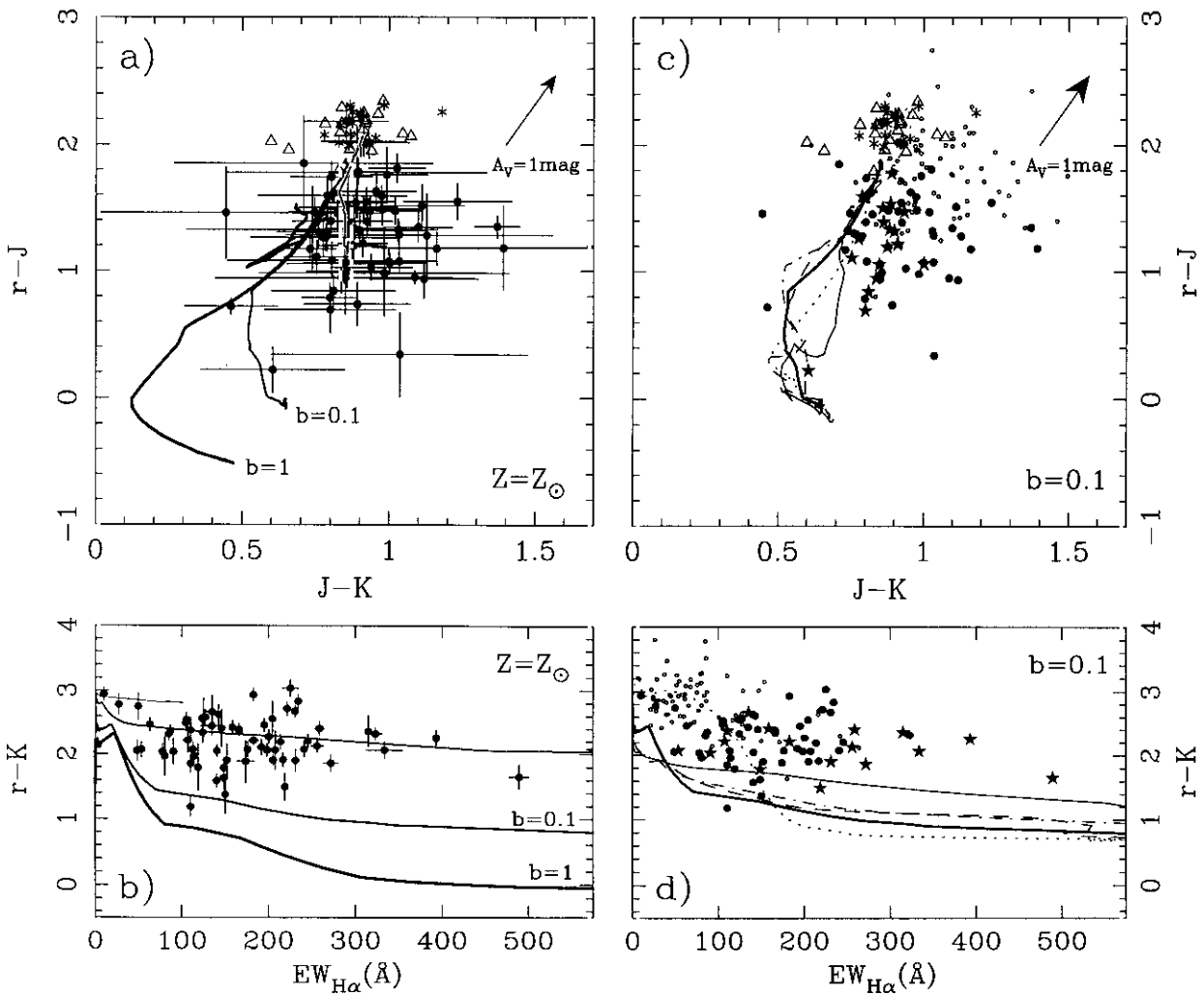


Figura 4.6: Diagramas color-color y color-anchura equivalente de la muestra de 67 galaxias seleccionadas. a) Colores $r - J$ y $J - K$ corregidos de extinción y modelos de diferente fuerza de brote y metalicidad solar. b) Color $r - K$ y $EW(H\alpha)$. Se representan los valores corregidos de extinción 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*, HII) y sin corregir (*círculos pequeños*) de extinción y modelos de fuerza de brote 10 por ciento y diferentes metalicidades. d) Color $r - K$ y $EW(H\alpha)$ 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*).



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 $EW(H\alpha)$ 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.

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 $2.5 \times \log [EW(H\alpha)]$.

El estimador a maximizar se definió entonces como

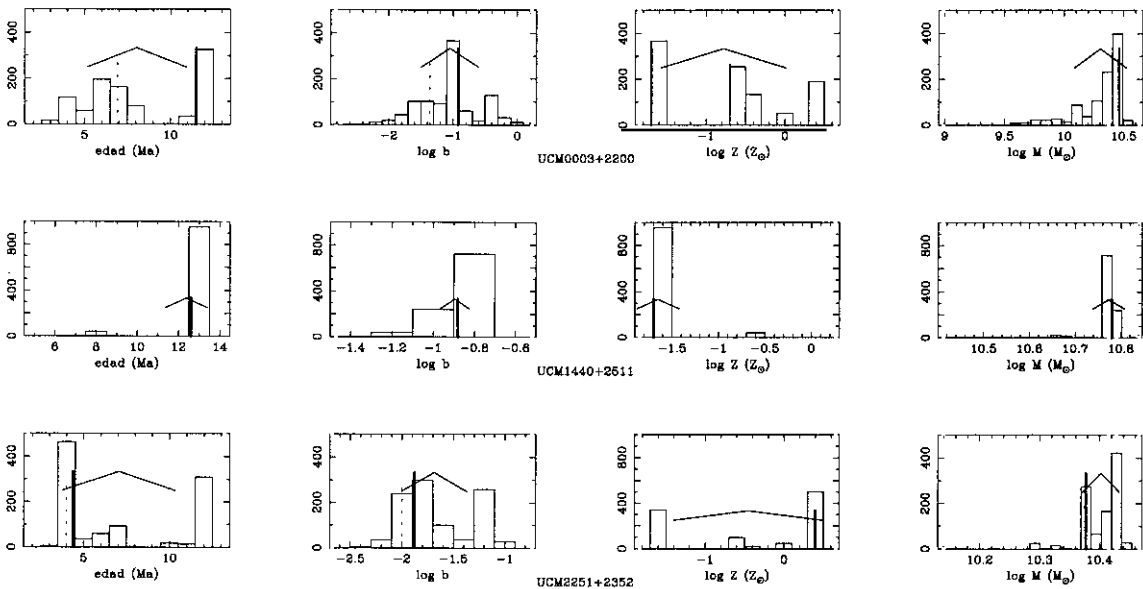
$$\mathcal{L}(t, b, Z) = \prod_{n=1}^3 \frac{1}{\sqrt{2\pi}\Delta C_n} \exp\left(-\frac{(c_n - C_n)^2}{2\Delta C_n^2}\right) \quad (4.10)$$

donde C_1 , C_2 y C_3 son los colores $r - J$ y $J - K$ y $2.5 \times \log [EW(H\alpha)]$, 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 ($\Delta(r - J)=0.11^m$; $\Delta(J - K)=0.08^m$; $\Delta[EW(H\alpha)]=1 \text{ \AA}$) 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 $(r - J, J - K, 2.5 \times \log [EW(H\alpha)])$ que en la zona ocupada por UCM1440+2511.

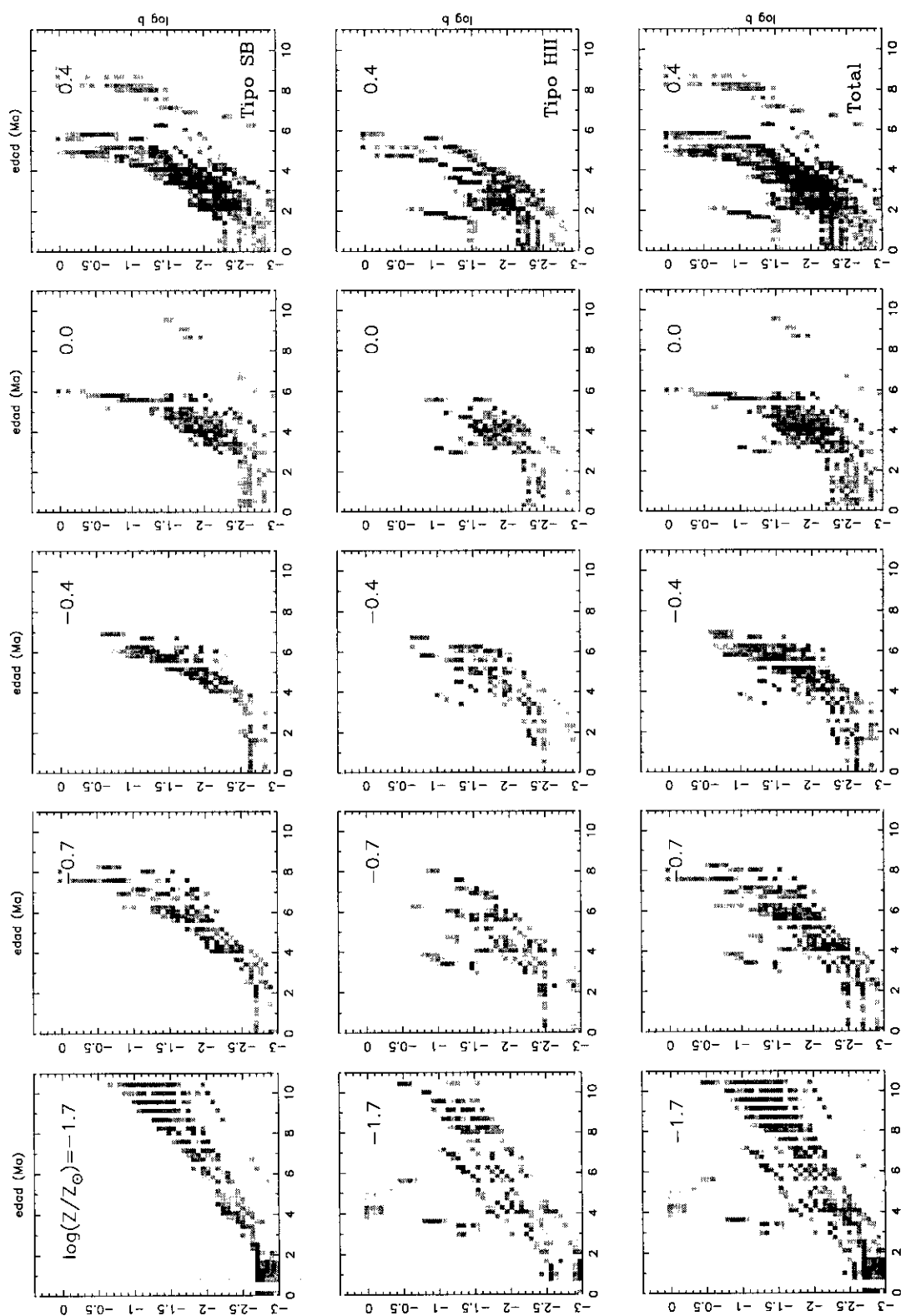
Tal y como se indicó en el Capítulo 3, la distribución de las soluciones en el espacio (t, b, Z) sugiere la presencia de degeneraciones importantes entre la edad la

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 ($r - J, J - K, 2.5 \times \log \text{EW}[\text{H}\alpha]$). 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.



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 $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ 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 ≥ 2 Ma en el caso de 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.

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



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 para cada galaxia de la muestra. En la Tabla 4.9 se muestran los valores medios y desviaciones típicas para cada uno de estos conjuntos siempre que su probabilidad sea superior al 20 por ciento. En aquellos casos donde todas las soluciones dentro de un mismo conjunto muestran 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 $\mathcal{L}_{\max} < 10.0$. Este resultado indica que el rango cubierto por las predicciones de los modelos cubre razonablemente bien las propiedades observadas de las galaxias. El valor $\mathcal{L}_{\max} = 10.0$ 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^m en $r - J$ y $J - K$ y un 10 por ciento en $\text{EW}(\text{H}\alpha)$. En las Figura 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 $(r - J, J - K, 2.5 \times \log[\text{EW}(\text{H}\alpha)])$.

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 deber ser un hecho generalizado, pues el uso

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 ($u_{\ell}, u_{\log b}, u_{\log Z}$)	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
	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
0013+1942	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
	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
	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
0050+2114	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
	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
1255+3125	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
	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
1256+2823	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
	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
1257+2808	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)
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)	66.7
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)	65.3
	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)
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)
	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)
	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)
	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)
	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	Varianza (%)
						$(u_{1,\log b}, u_{1,\log Z})$	
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
1646+2725	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
	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
1647+2729	30.6	1.78±0.91	-2.179±0.187	+0.28±0.18	9.94±0.01(0.05)	(+0.720,+0.661,-0.133)	59.1
	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
1648+2855	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
	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	67.4	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
2253+2219	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
	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
2255+1654	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
	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
2255+1926	30.3	9.26±0.22	-1.401±0.062	-1.70	11.52 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	66.6
	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
2258+1920	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
	67.8	1.32±0.92	-2.692±0.102	-1.70	10.65 (0.02)	(+0.707,+0.707,+0.000)	61.1
2300+2015	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
	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
2303+1856	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
	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
2304+1640	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
	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
2307+1947	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
2310+1800	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
2313+1841	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
2316+2028	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+2457	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	Varianza (%)
						($u_t, u_{\log b}, u_{\log Z}$)	
2316+2457	35.5	2.96 ± 0.89	-2.167 ± 0.232	$+0.24 \pm 0.20$	$11.63 \pm 0.01(0.04)$	(+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	$+0.36 \pm 0.12$	$10.37 \pm 0.50(0.04)$	(+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	$+0.33 \pm 0.15$	$10.62 \pm 0.15(0.04)$	(+0.715, +0.488, -0.500)	64.7
	30.6	6.40 ± 0.36	-1.553 ± 0.226	-0.56 ± 0.15	$10.65 \pm 0.09(0.04)$	(+0.733, +0.152, -0.663)	57.7
2324+2448	57.3	6.96 ± 2.30	-1.717 ± 1.105	$+0.33 \pm 0.16$	$10.77 \pm 0.43(0.04)$	(+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	$10.25 \pm 0.01(0.07)$	(+0.707, +0.707, +0.000)	66.1
	33.1	2.28 ± 0.30	-1.602 ± 0.125	+0.40	$10.24 \pm 0.01(0.07)$	(+0.707, +0.707, +0.000)	60.6
	31.2	3.94 ± 0.43	-1.548 ± 0.179	-0.42 ± 0.29	$10.22 \pm 0.02(0.07)$	(+0.741, +0.473, -0.476)	58.6
2327+2515S	81.9	4.25 ± 0.46	-1.253 ± 0.370	0.37 ± 0.11	$10.15 \pm 0.29(0.06)$	(+0.711, +0.494, -0.501)	65.5

sistemático de mayores correcciones por extinción da lugar a un peor acuerdo entre las magnitudes medidas y la predicciones 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 por el número y tamaño de los conjuntos de soluciones estadísticamente significativos, depende básicamente de la posición del objeto en el espacio de observables ($r - J, J - K, 2.5 \times \log [\text{EW}(\text{H}\alpha)]$) 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

Figura 4.9: Diferencias entre los colores $r - J$ y $J - K$ y anchuras equivalentes de $H\alpha$ medidas y predichas por el mejor modelo. Los colores y $EW(H\alpha)$ utilizados son los correspondientes a los valores centrales de las distribuciones. Aquellas galaxias con $\mathcal{L}_{\max} < 10$ se muestran como puntos grises. En los paneles a y b se usó $E(B - V)_{\text{continuo}} = 0.44 \times E(B - V)_{\text{gas}}$, 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.

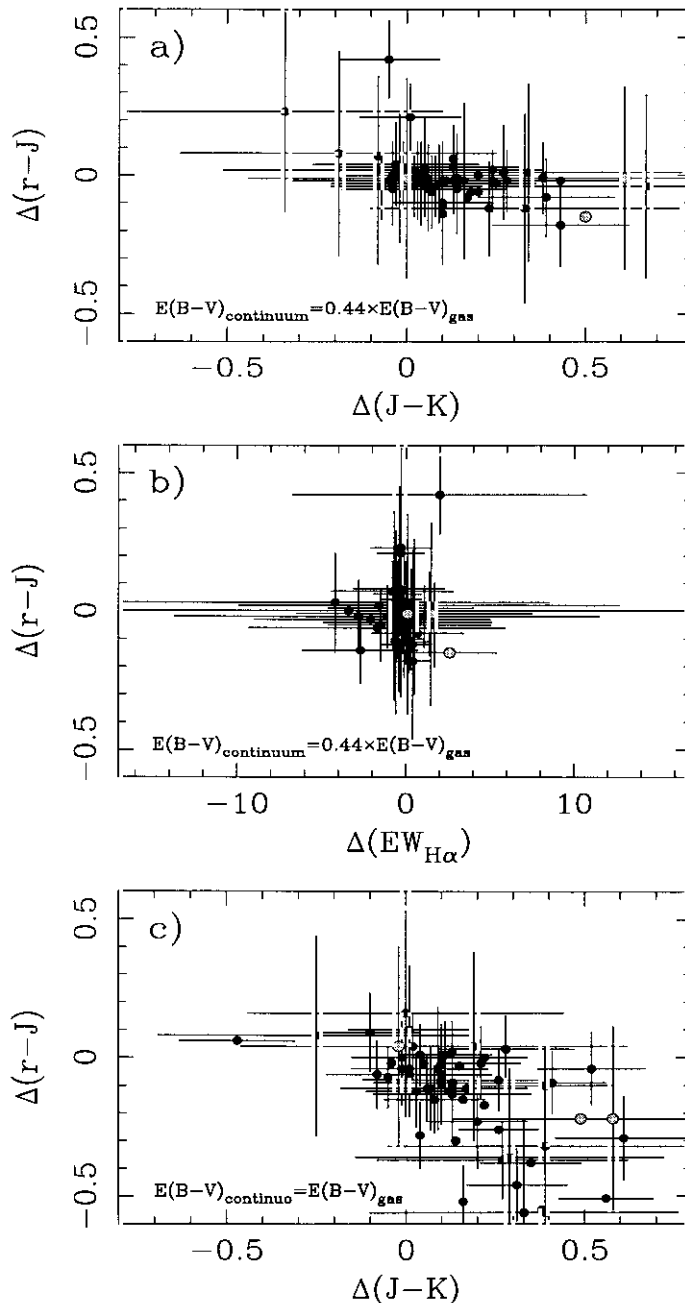


tabla representan la desviación típica de las soluciones dentro de cada grupo. Para el caso de la masa estelar, el error relacionado con la incertidumbre en la luminosidad en banda K de la galaxia se indica entre paréntesis. Usando estas distribuciones de probabilidad se obtuvieron los histogramas de edad, fuerza de brote, metalicidad, masa estelar, de toda la muestra y para los subtipos espectroscópicos SB y H II (véanse 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 de soluciones más probable. En el caso de la Figura 4.10f 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 2×10^{-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 instantáneo 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 $EW(H\alpha)$ 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 $EW(H\alpha)$ (García-Dabó et al. 1999a) 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

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 relenos*) y en los inferiores los histogramas para los objetos de tipo H II (*histogramas negros relenos*).

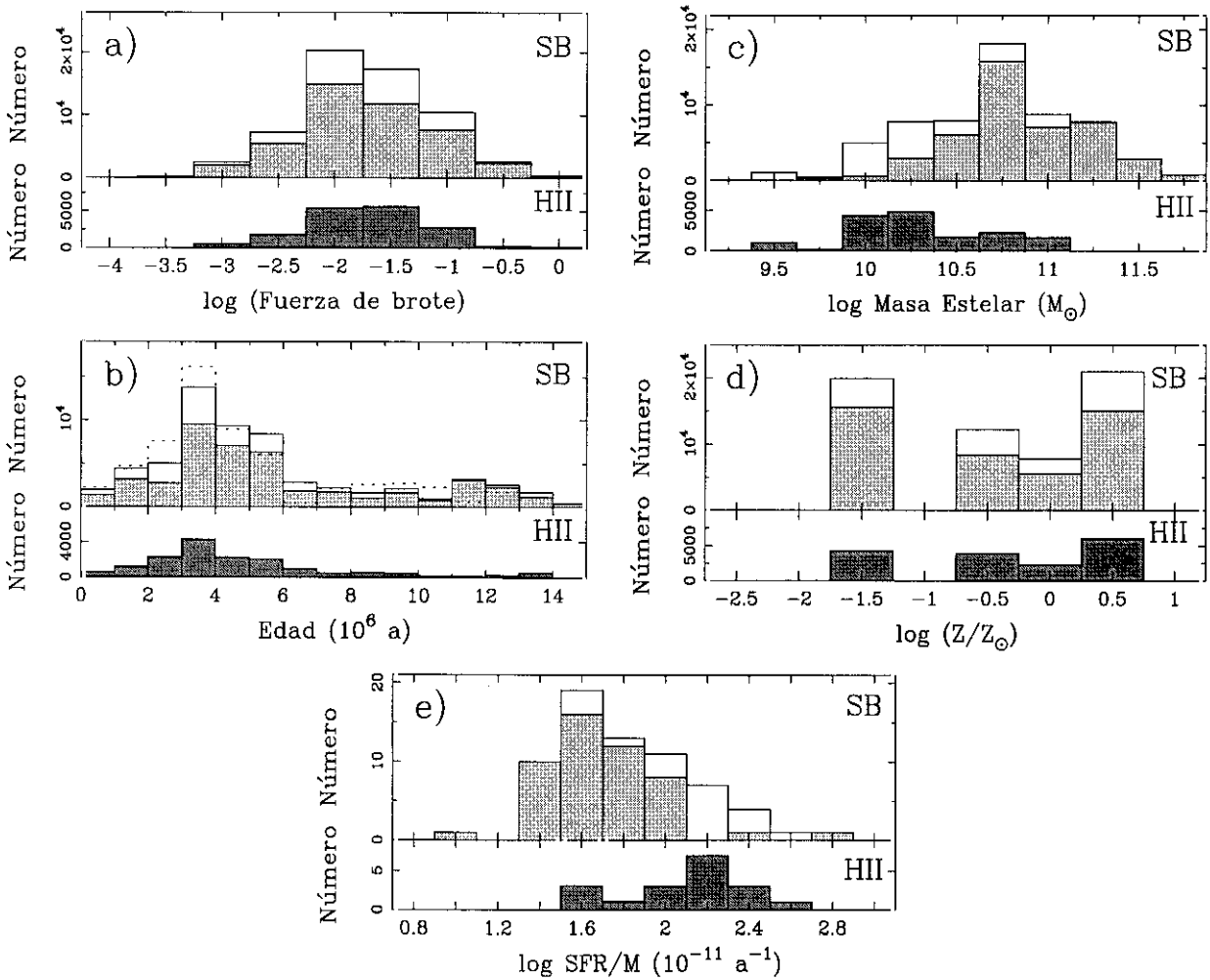


Figura 4.11: Histograma de frecuencia de la relación masa-luminosidad obtenida. En el panel superior se muestra el histograma para la muestra completa (*histograma hueco*) y para el tipo SB (*histograma gris relleno*) y en el inferior el histograma para los objetos de tipo H II (*histograma negro relleno*).

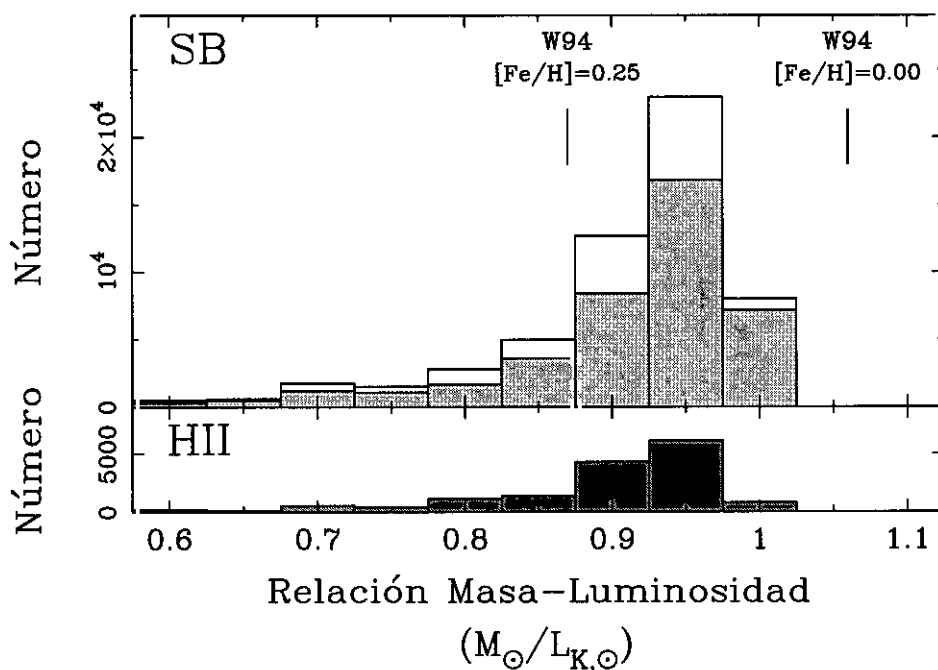


Tabla 4.10: Propiedades medias y desviación típica de la media para la muestra completa y los diferentes tipos espectroscópicos. El término *enanas* engloba a los tipos espectroscópicos DH IIH y BCD.

CON $E(B - V)_{\text{continuo}} = 0.44 \times E(B - V)_{\text{gas}}$									
	n	\bar{t}	σ	$\overline{\log b}$	σ	$\overline{\log Z}$	σ	$\overline{\log M}$	σ
		(Ma)				(Z_{\odot})		(M_{\odot})	
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
<i>Enanas</i>	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 $E(B - V)_{\text{continuo}} = E(B - V)_{\text{gas}}$									
	n	\bar{t}	σ	$\overline{\log b}$	σ	$\overline{\log Z}$	σ	$\overline{\log M}$	σ
		(Ma)				(Z_{\odot})		(M_{\odot})	
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

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 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 instantánea, 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 $H\alpha$ 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 son representativas de las propiedades integradas de las galaxias. Así, usando la 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 es de ~ 20 para $t=4$ Ma y 4 para $t=8$ Ma y 7 para $t=15$ Ma (para $Z=Z_{\odot}$). 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 generalmente 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 $5 \times 10^{10} M_{\odot}$. Este valor es ligeramente inferior al valor esperado para una galaxia L^* local. Asumiendo $M_K^* = -25.1$ (para $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$; Mobasher, Sharples y Ellis 1993) y una relación masa-luminosidad de $1 M_{\odot}/L_{K,\odot}$ en banda K (Héraudeau y Simien 1997), la masa estelar total inferida para una galaxia L^* sería aproximadamente $2 \times 10^{11} M_{\odot}$. 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 $2 \times 10^{10} M_{\odot}$. 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 $E(B-V)_{\text{continuo}} = E(B-V)_{\text{gas}}$. 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 $H\alpha$ importantes y es comúnmente aceptado que la luminosidad $H\alpha$ es una buena medida de la SFR actual. En la tesis de A. Alonso-Herrero (1995) se definió la tasa de formación es-

telar 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 $H\alpha$. 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 $H\alpha$ esperada para una determinada SFR *efectiva* serán significativamente diferentes. Así, para el 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 el predicho en el caso de los modelos con IMF tipo Salpeter (1955).

No es extraño, por tanto, que la relación entre la $L_{H\alpha}$ 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 $H\alpha$ 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 $H\alpha$ integrada fuera de 20 Å. Este valor es precisamente el límite de detección de la exploración UCM en $EW(H\alpha)$ (Gallego et al. 1996). Los resultados obtenidos para el cociente $L_{H\alpha}/SFR$ se muestran en la Figura 4.12 para diferentes metalicidades y para la muestra de galaxias total. 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 ~ 1 dex, muy próxima a la diferencia media entre el número de fotones ionizantes predicho por los modelos de

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

Metalicidad	$\log(L_{H\alpha}/\text{SFR})$			
	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

BC93 (con IMF tipo Salpeter) y los de BC96 (con IMF tipo Scalo).

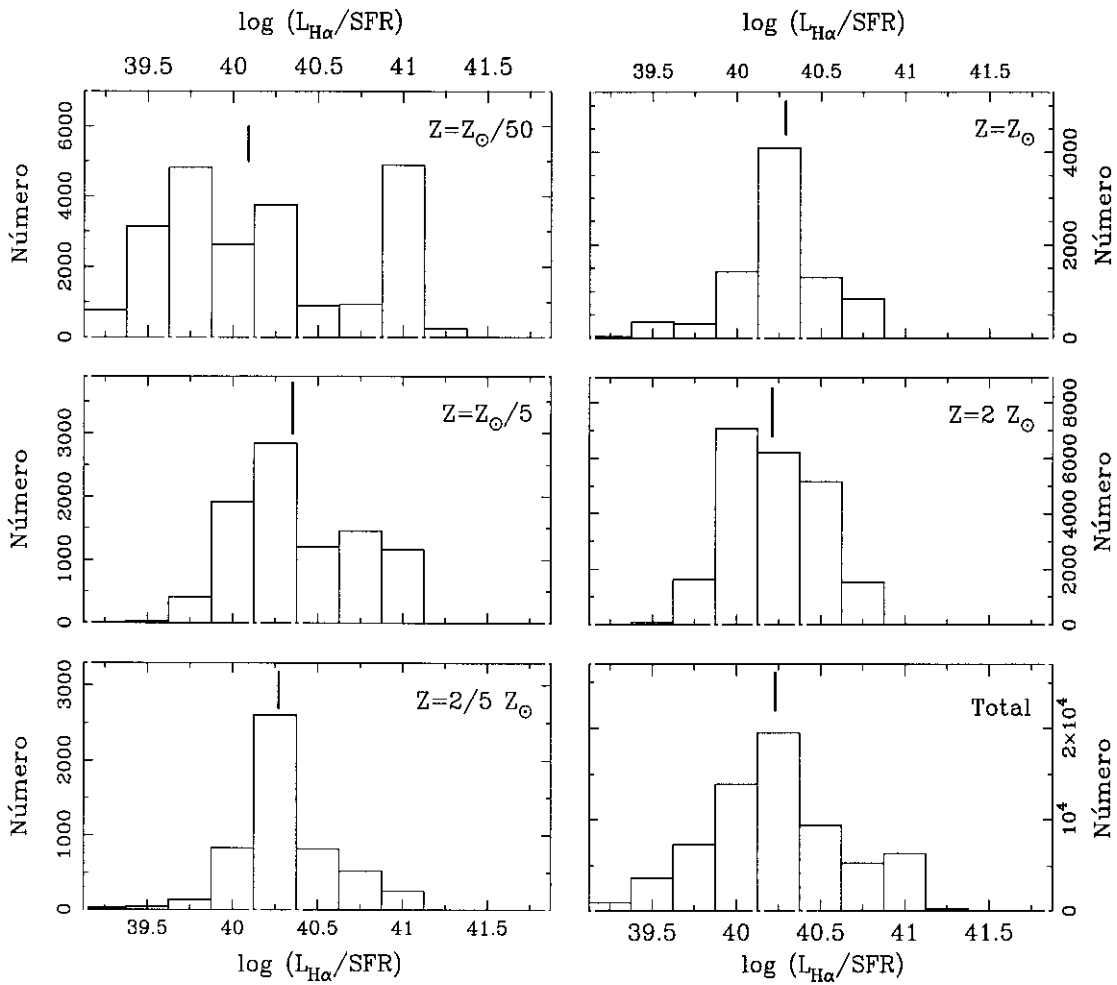
Por tanto, la tasa de formación estelar *efectiva* se pudo obtener a partir de la luminosidad $H\alpha$ de las galaxias de la muestra aplicando la relación

$$\text{SFR} (M_{\odot} \text{ a}^{-1}) = \frac{L_{H\alpha} (\text{erg s}^{-1})}{1.7 \times 10^{40}} \quad (4.11)$$

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. En la Tabla 4.10 se dan los valores medios de la SFR y SFR *específica* para las galaxias tipo SB, HII y para la muestra completa (véase también la Figura 4.10d). 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 (1983a), tomando las luminosidades $H\alpha$ 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

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



utilizando una corrección de 0.7 dex (Gallego et al. 2000b, 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 Br γ proporcionadas por Calzetti (1997b) asumiendo $L_{H\alpha}=102.8\times L_{Br\gamma}$ (Osterbrock 1989, para $T_e=10^4$ K y $n_e=10^2$ cm $^{-3}$). Finalmente, se incluyó la galaxia enana irregular GR8 (Reaves 1956). En este caso, la luminosidad H α se obtuvo a partir de la luminosidad H β dada por Gallagher, Hunter y Bushouse (1989), asumiendo $L_{H\alpha}/L_{H\beta}=2.86$, y la masa estelar, $3.2\times 10^6 M_{\odot}$, del trabajo de Carignan, Beaulieu y Freeman (1990). Los límites en la función de luminosidad determinada por Gallego (1995a), $10^{40.4}-10^{42.8}$ 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 \rightarrow tipo-SB \rightarrow tipo-H II \rightarrow 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, DHIIH 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 (1983a). 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 a la presencia de un brote de formación estelar nuclear.

El rango en SFR *específica* cubierto por las galaxias de nuestra muestra es $(10-10^3)\times 10^{-11}$ años $^{-1}$, desde las 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 DHIIH y BCD, respecto a la muestra UCM completa.

Figura 4.13: Masa estelar (expresada en M_{\odot}) frente a SFR *específica* (en 10^{-11} a^{-1}). a) Las masas dinámicas obtenidas por Telles (1995) han sido corregidas asumiendo un factor de 0.7 dex entre las masas viriales y las masas estelares correspondientes (*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 (1983a). Las líneas continuas dibujadas indican los límites de la función de luminosidad en $H\alpha$ obtenida por Gallego et al. (1995b).

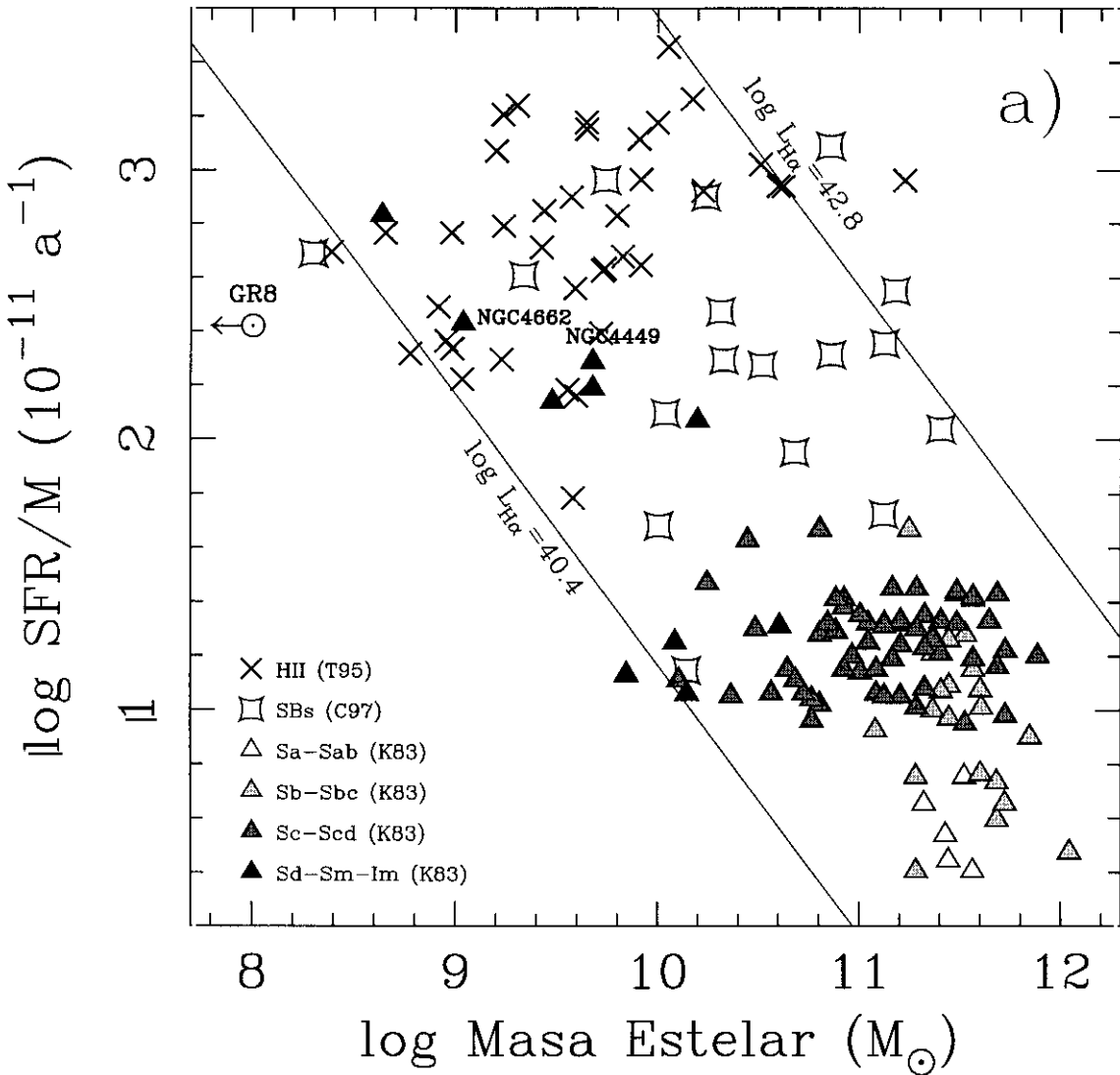


Figura 4.13: (cont.) Masa estelar (expresada en M_{\odot}) frente a SFR *específica* (en 10^{-11} a^{-1}). b) Se representan en este panel los resultados correspondientes a las galaxias UCM de tipos SBN, DANS, H II, DHIIH y BCD. Las líneas continuas dibujadas indican los límites de la función de luminosidad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

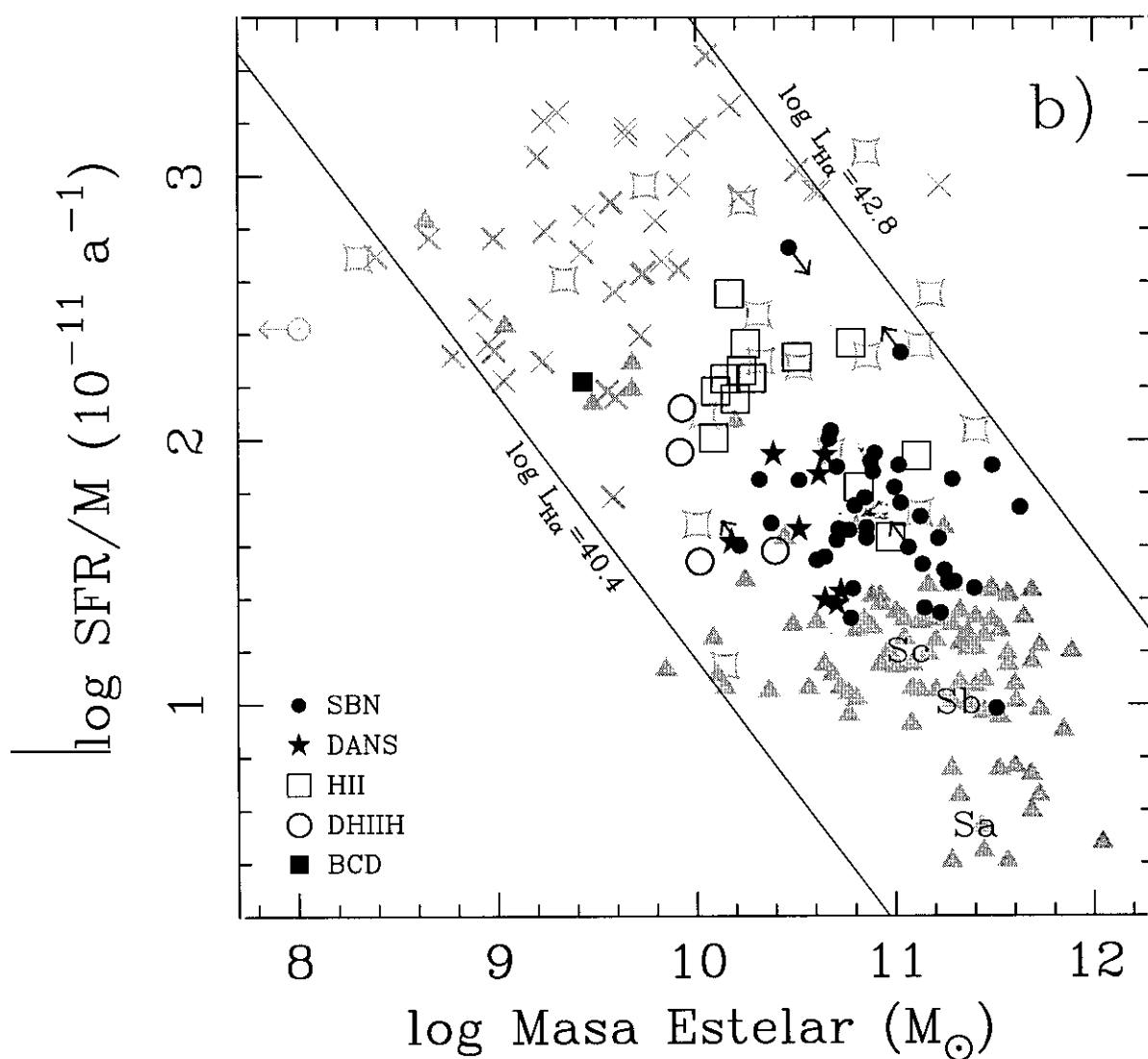
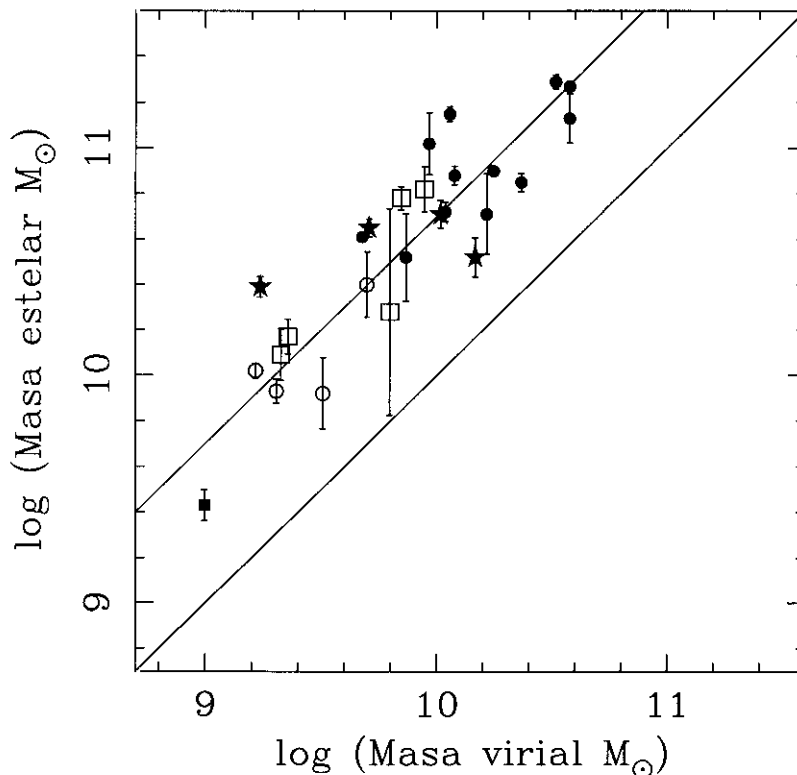


Figura 4.14: Comparación entre masa estelar y masa virial. La diagonal representa la posición $M_{\text{virial}}=M_{\text{estelar}}$. Se ha dibujado también el mejor ajuste a la recta $\log M_{\text{masa estelar}}=\log M_{\text{masa virial}}+\text{cte}$. El código de símbolos es el mismo que el utilizado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



4.11 Masa estelar vs. masa dinámica

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 una muy intensa formación estelar ($b \geq 0.1$; 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 a alto desplazamiento al rojo se han usado otros estimadores de masa, principalmente la medida de la anchura de las líneas de emisión del gas más intensas ($[\text{O II}] \lambda 3727, \text{H}\beta, [\text{O III}] \lambda 5007, \text{H}\alpha$). Sin 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, derivar 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

$$\frac{M_{\text{total}}}{M_{\text{virial}}} = 1.3 \pm 0.1. \quad (4.12)$$

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. (2000b). 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 del perfil de la línea $H\alpha$ 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, σ_{gas} , a partir de la anchura de la línea $H\alpha$ corregida de ensanchamiento instrumental, se aplicó la siguiente expresión (véase Guzmán et al. 1996),

$$M_{\text{virial}}(M_{\odot}) = 1.184 \times 10^6 r_e(\text{kpc}) \sigma^2(\text{km/s})^2 \quad (4.13)$$

donde r_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

$$\log M_{\text{estelar}} = (0.81 \pm 0.12) \times \log M_{\text{virial}} + (2.7 \pm 1.2) \quad (4.14)$$

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

$$\log M_{\text{estelar}} = \log M_{\text{virial}} + (0.73 \pm 0.24). \quad (4.15)$$

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 de 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 NED³ (del inglés *Nasa Extragalactic Database*). En esta tabla se muestra también el contenido en hidrógeno molecular, en contenido total en gas ($M_{\text{HI}}+M_{\text{He}}+M_{\text{H}_2}$) 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 $M_{\text{H}_2}/M_{\text{HI}}$ 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 $M_{\text{He}}\simeq 0.34\times M_{\text{HI}}$. Finalmente, se muestra también en esta tabla el valor de la fracción de gas para cada galaxia, que se definió como el cociente entre la masa de gas ($M_{\text{HI}}+M_{\text{He}}+M_{\text{H}_2}$) 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

³<http://nedwww.ipac.caltech.edu>

Tabla 4.12: Masa de hidrógeno neutro, estelar, de gas ($M_{\text{HI}+\text{He}+\text{H}_2}$) 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})	$f_{\text{gas},*}$	$\log b$	Tipo	
						(1)	(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).

ninguna correlación significativa. Por otro lado, en la Figura 4.15b se ha representado la fracción de gas, $f_{\text{gas},*}$, frente al logaritmo 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 4.15b. 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 correspondientes a diferentes eficiencias en la conversión de gas en estrellas entre el 1 y el 50 por ciento ($\epsilon=0.01-0.50$). Teniendo en cuenta las siguientes definiciones

$$f = \frac{M_{\text{gas presente}}}{M_{\text{estelar total}}} \quad (4.16)$$

$$b = \frac{M_{\text{estelar brote}}}{M_{\text{estelar total}}} \quad (4.17)$$

$$\epsilon = \frac{M_{\text{estelar brote}}}{M_{\text{gas pasada}}} \quad (4.18)$$

$$M_{\text{gas pasada}} \simeq M_{\text{gas presente}} + M_{\text{estelar brote}} \quad (4.19)$$

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

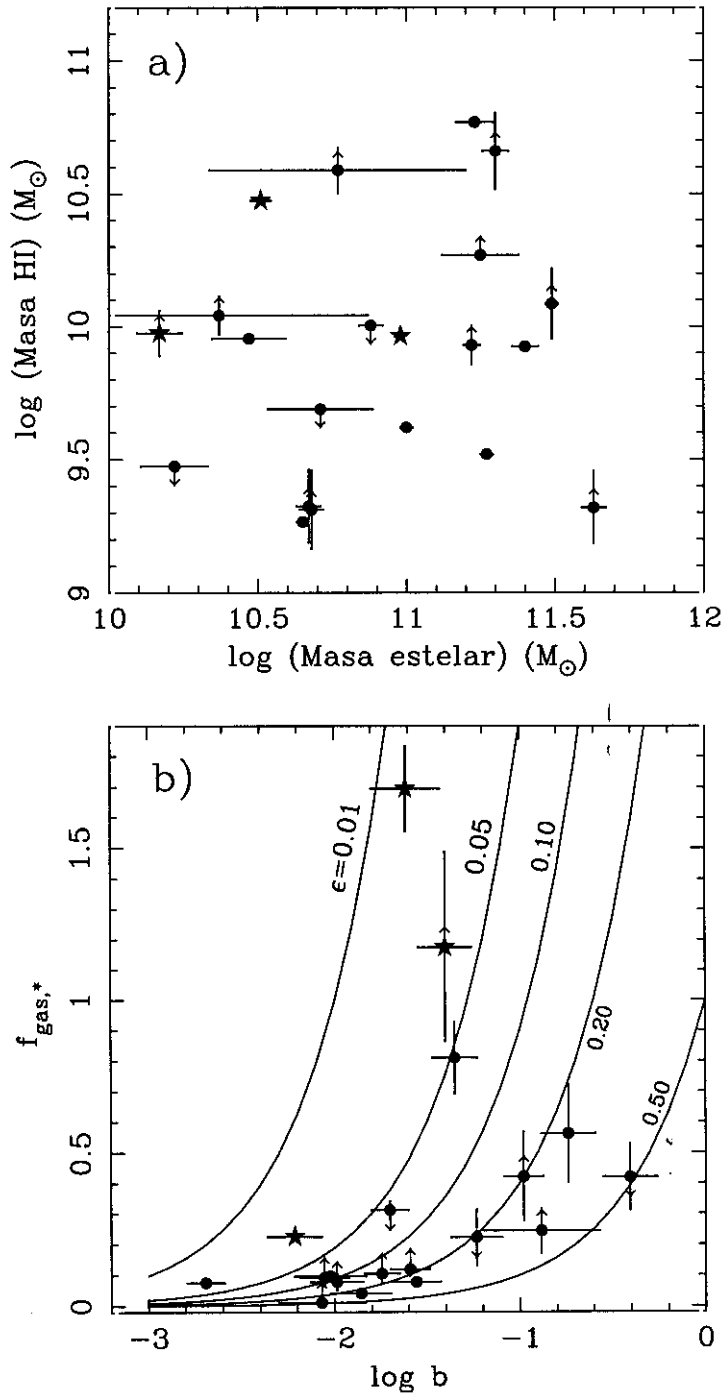
$$f = b \left(\frac{1}{\epsilon} - 1 \right). \quad (4.20)$$

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 observaciones 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 obtenido las principales propiedades asociadas a la reciente formación estelar presente en estos objetos. El buen ajuste entre las predicciones de nuestros modelos y los observables pone de manifiesto que el procedimiento de comparación

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. $M_{\text{HI}+\text{He}+\text{H}_2}/M_{\text{estelar}}$, 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.



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 $H\alpha$ 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 $EW(H\alpha)$ 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 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 en torno a $5 \times 10^{10} M_{\odot}$. 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 lo 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 (~ 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 $\log(\text{SFR}) \simeq 1.5$, estando la SFR expresada en $M_{\odot} \text{ a}^{-1}$. 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 extremas (Telles 1995). El rango en SFR específica cubierto por las galaxias del Universo Local, $(10-10^3) \times 10^{-11} \text{ año}^{-1}$, 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.

Capítulo 5

La galaxia compacta azul Mrk 86: Poblaciones estelares

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 ~ 1.6 kpc. Los parámetros de esta componente medidos a partir de la imagen en banda R de Johnson fueron

$$\alpha = 1.14 \pm 0.02 \text{ kpc} \quad (5.1)$$

$$\mu_{E,0} = 21.50 \pm 0.06^m \text{ arcsec}^{-2}. \quad (5.2)$$

Estos valores son significativamente diferentes de los medidos por Papaderos et al. (1996a), $\alpha=0.72\pm 0.01$ kpc y $\mu_{E,0}=19.42\pm 0.03^m \text{ arcsec}^{-2}$. 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, metalicidad 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,

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

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^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^m y de 0.20^m en la banda B que corresponde aproximadamente a dos veces la extinción que tendría un disco tipo Galáctico con una inclinación de 50° 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 $A_{B,interna}=0.0^m$ y 0.20^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, metalicidad y relación masa luminosidad para la población estelar subyacente. El mejor modelo para todas estas soluciones posee una metalicidad de $2/5 Z_{\odot}$.

d (kpc)	$A_{B,interna}=0.0^m$		$A_{B,interna}=0.20^m$	
	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 $0.87 M_{\odot}/L_{K,\odot}$ 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

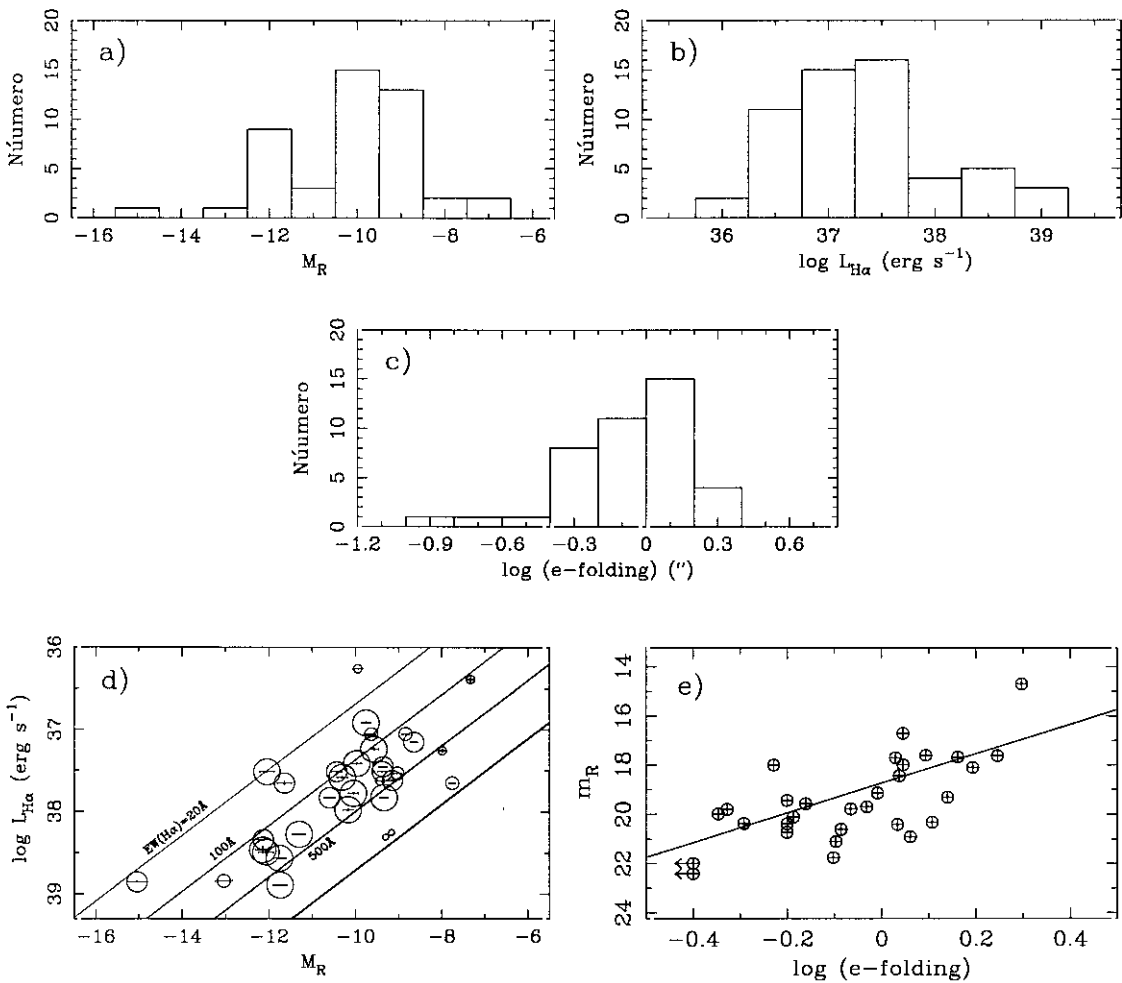
5.2.1 Tamaños y luminosidades

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 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^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 $H\alpha$ para los tipos S, E. c) Distribución de tamaños para las regiones S, E y N. d) Comparación entre luminosidad $H\alpha$ y luminosidad en la banda R junto con líneas para diferente $EW(H\alpha)$. e) Comparación entre magnitud aparente en banda R y radio.



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 $M_R \simeq -9.5^m$ 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 $H\alpha$ 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 $E(B - V)_{\text{gas}} = 0.34^m$. 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 ~ 50 pc, no parece razón suficiente (véase Kennicutt et al. 1989b).

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 $H\alpha$ substraídas ambas de emisión subyacente junto con las predicciones para diferentes anchuras equivalentes de la línea $H\alpha$. El tamaño de los símbolos utilizados en esta figura es proporcional al color $B - V$ de las regiones, siendo mayores los símbolos en el caso de 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, ambos medidos sobre la imagen en banda R con el programa COBRA. Si todas estas regiones fueran ópticamente delgadas 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 $H\alpha$ 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 $H\alpha$, se incluyó un nuevo término en este estimador, definido como $m_R + 2.5 \times \log F_{H\alpha}$ que es equivalente al término en anchura equivalente de $H\alpha$ 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 $H\alpha$, 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 $H\alpha$ directamente sobre las aperturas. Sin embargo, puesto que la emisión $H\alpha$ es comúnmente más extensa que la correspondiente al continuo, este procedimiento subestimaría sistemáticamente el flujo $H\alpha$ (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 $H\alpha$ totales de cada región mediante el programa COBRA. Entonces, se calculó la fracción de la emisión $H\alpha$, 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 gaussianos, 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 $H\alpha$ (véase la Tabla 2.4) se obtuvieron los flujos $H\alpha$ debidos al continuo estelar emitido

dentro de las mismas aperturas donde se midieron los colores óptico-infrarrojos.

Estos flujos $H\alpha$ se corrigieron de extinción usando los excesos de color $E(B - V)_{\text{gas}}$ dados por los decrementos Balmer $H\beta-H\alpha$ y $H\gamma-H\beta$ 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)

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

En aquellas regiones donde no se pudieron medir los decrementos Balmer se asumió una extinción media para el gas de $E(B - V)_{\text{gas}}=0.34^m$. Este valor corresponde a la media de los excesos de color que se derivan de los flujos dados 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 $m_R+2.5 \times \log(F_{H\alpha})$. Cada uno de estas regiones tendrá asociada un punto en el espacio de seis dimensiones $(B-V, V-R, V-J, J-H, J-K, m_R+2.5 \times \log[F_{H\alpha}])$. 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.

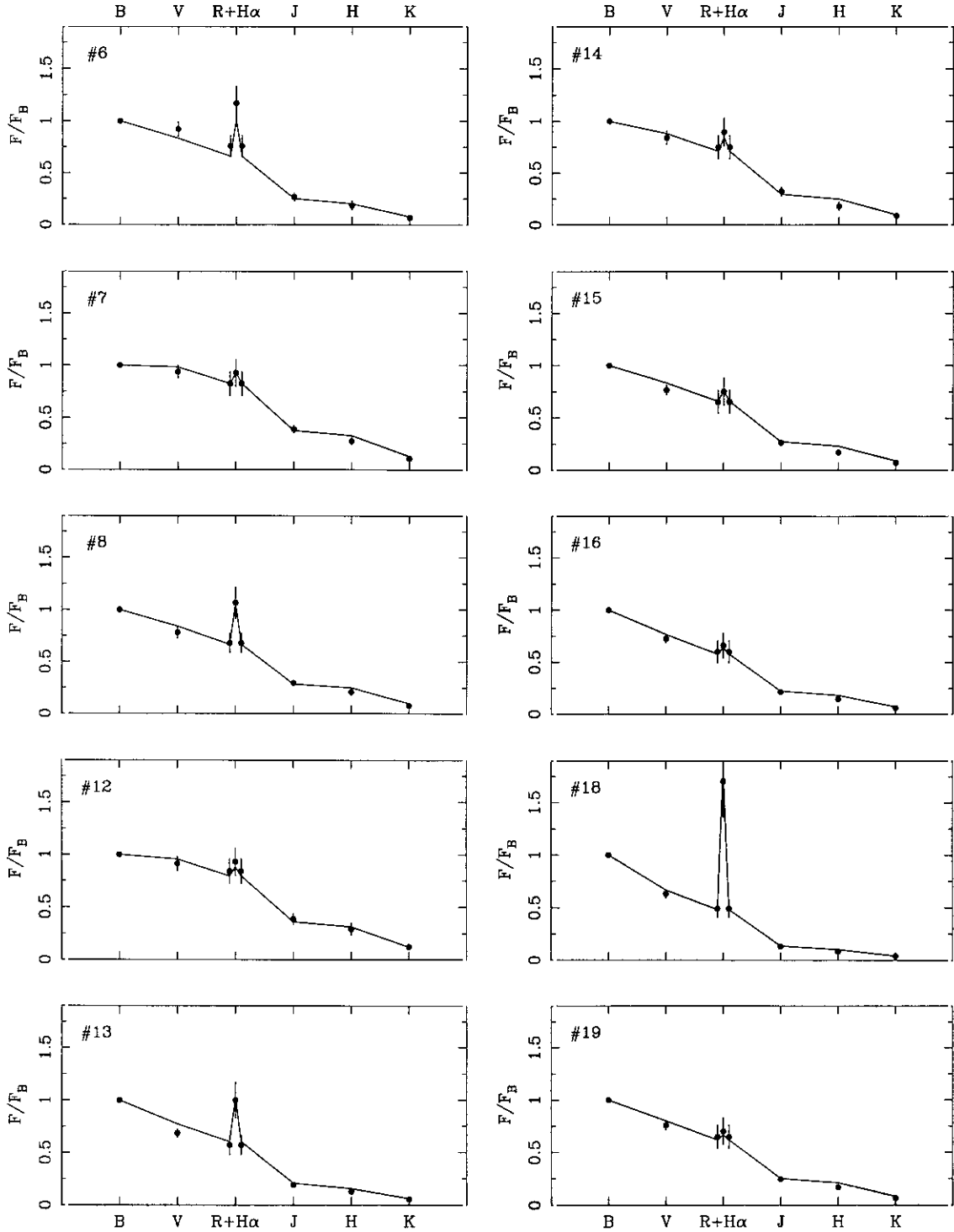


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.

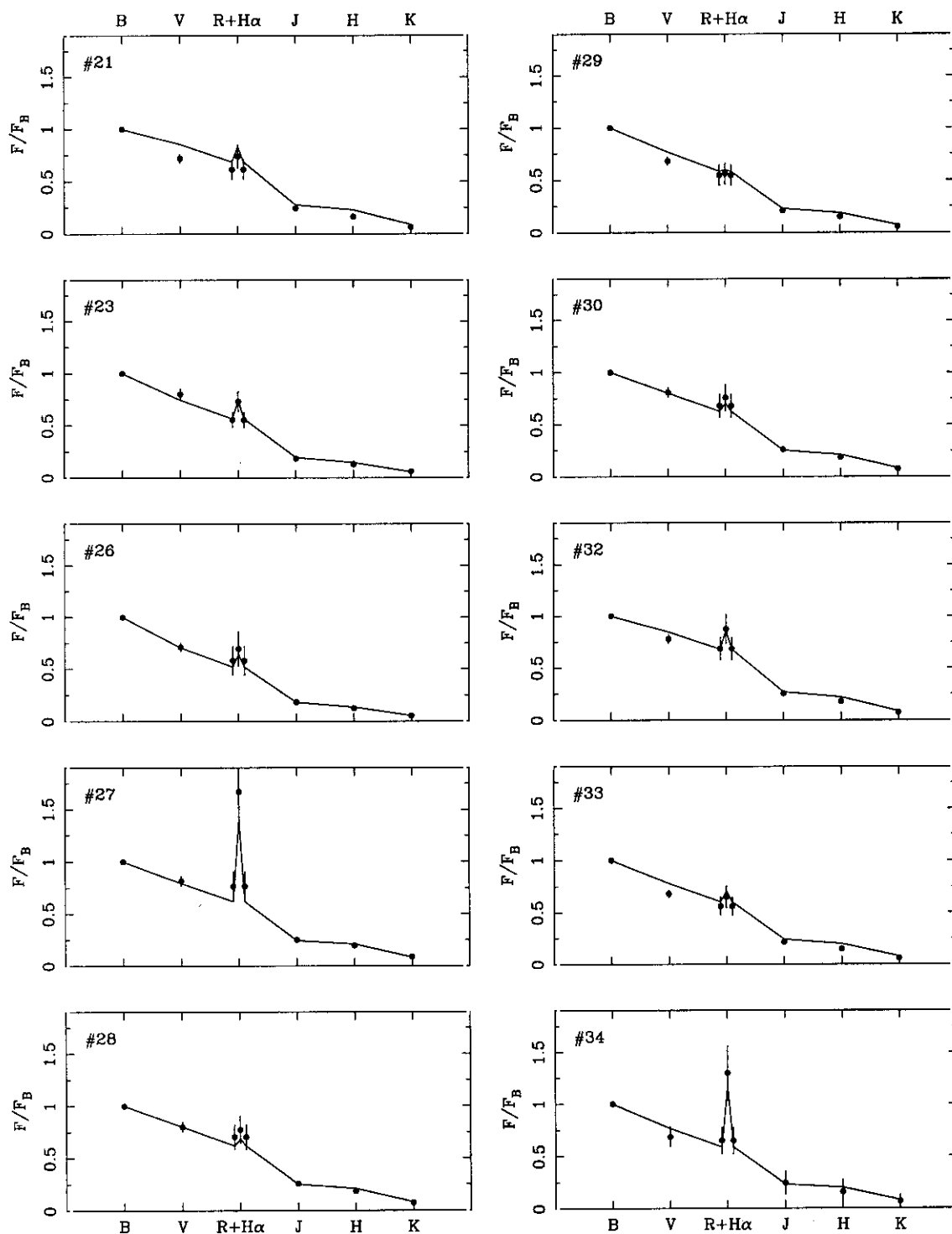


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.

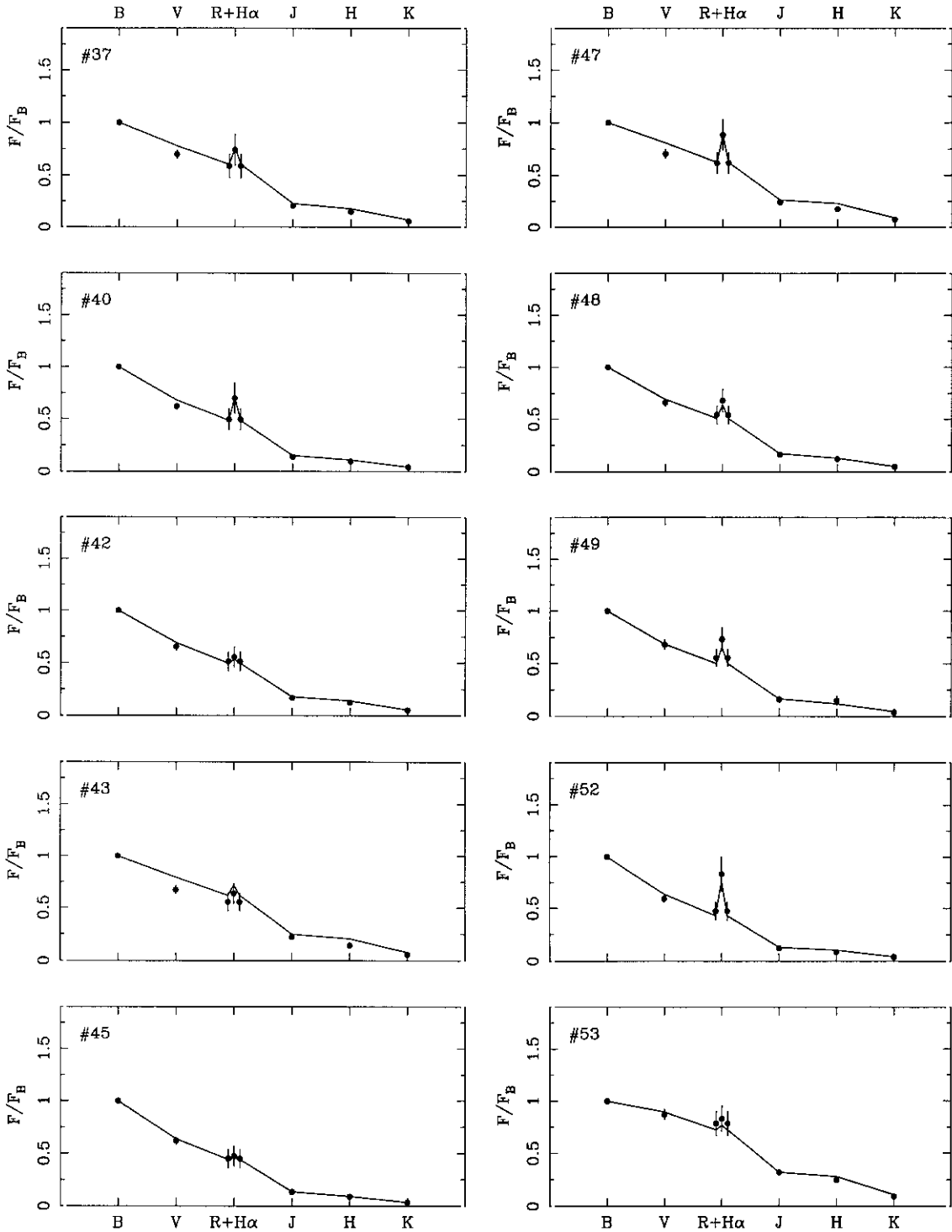


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.

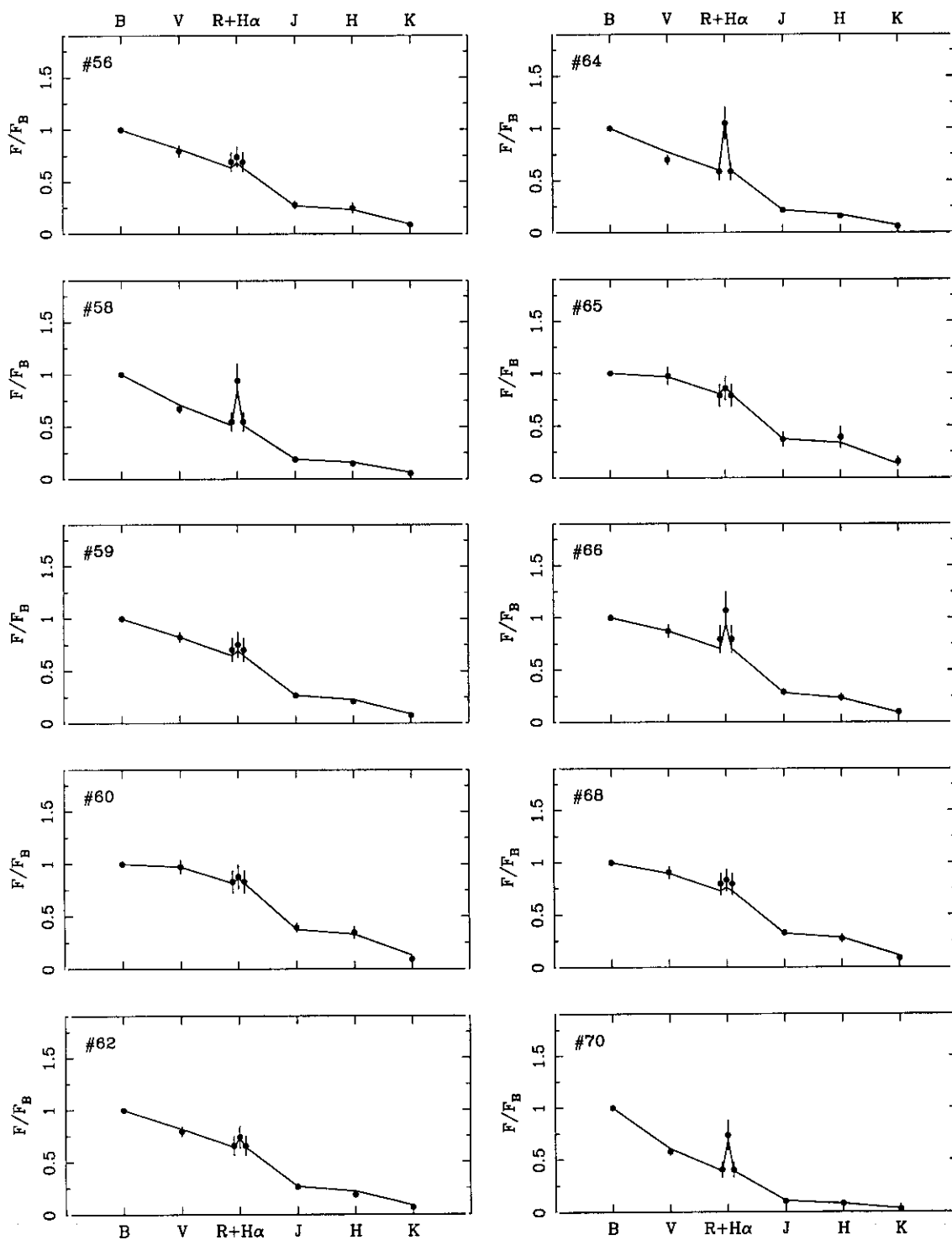
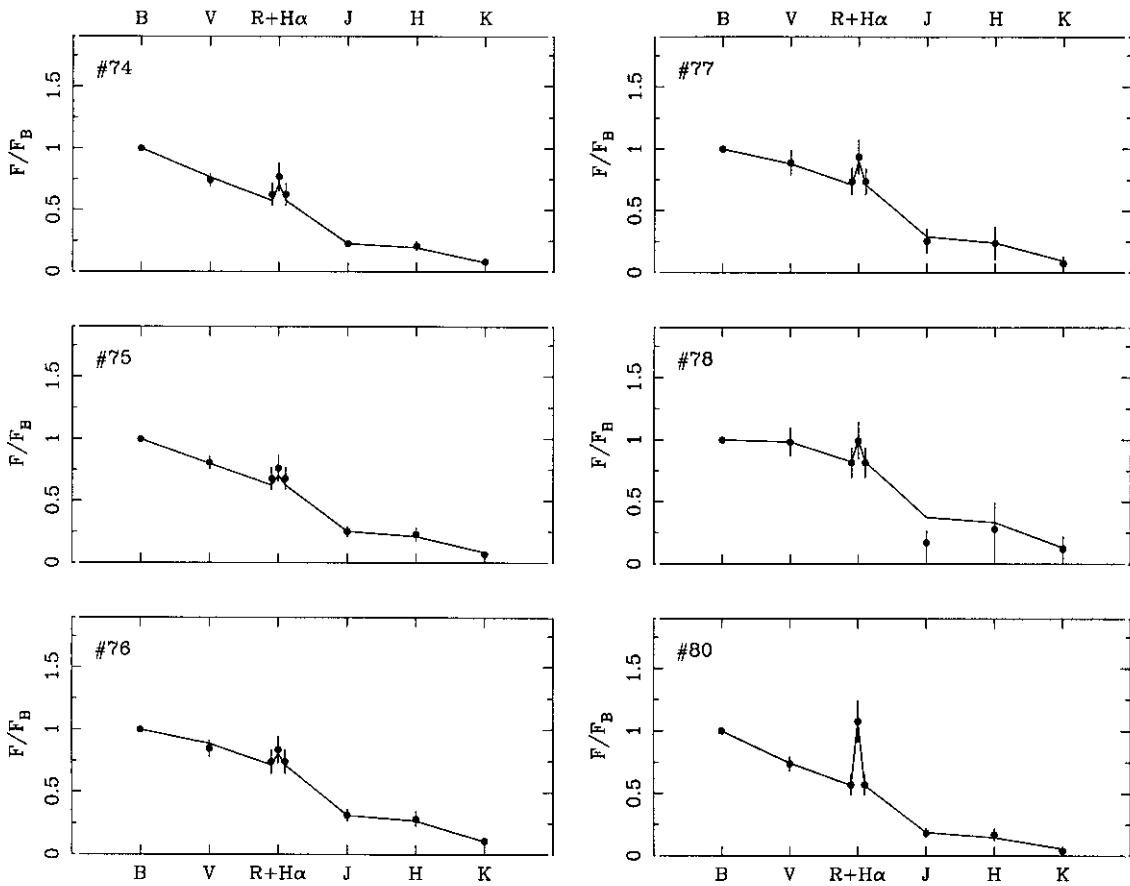


Figura 5.2: (cont.) Distribuciones espectrales de energía de las diferentes regiones de formación estelar incluidas en la Tabla 5.2.



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 (véanse 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 $H\alpha$ 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 $H\alpha$ de la galaxia.

Puesto que a lo largo de este análisis se ha asumido que los colores y flujos $H\alpha$ de estas regiones se pueden reproducir mediante la combinación de una población subyacente a la que se superpone un brote, en aquellos 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 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 $4''.30 \times 2''.65$ centrados en el máximo de emisión de la región cubierta por la rendija correspondiente.

A partir de la medida del cociente de las líneas $[S\ II]\lambda 6716/[S\ II]\lambda 6731$ se obtuvo 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 cm^{-3} . Representaremos los cocientes de intensidad de líneas como el cociente en los nombres de ambas líneas, es decir, $[S\ II]\lambda 6716/[S\ II]\lambda 6731$ indicará $I([S\ II]\lambda 6716)/I([S\ II]\lambda 6731)$.

Por otro lado, en aquellas regiones donde fue posible determinar el valor del cociente $([O\ III]\lambda 4959+[O\ III]\lambda 5007)/[O\ III]\lambda 4363$ se estimó la temperatura electrónica siguiendo un procedimiento similar al utilizado por Gallego (1995a) 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.

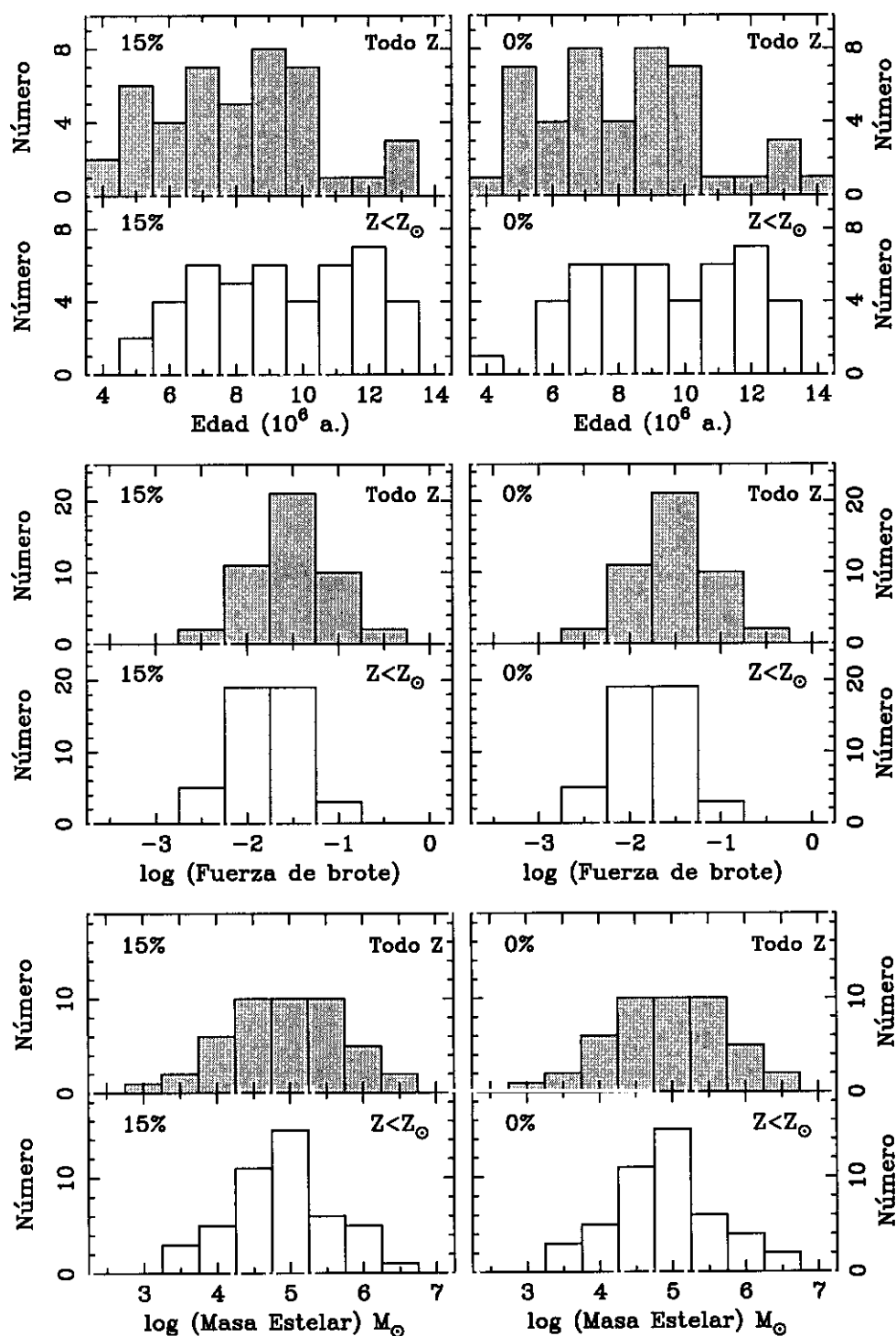


Figura 5.4: Distribución espacial de la edad de las regiones de formación estelar empleando un código de símbolos de diferente tamaño sobre la imagen $H\alpha$ de la galaxia. Los círculos de mayor tamaño indican regiones más jóvenes.

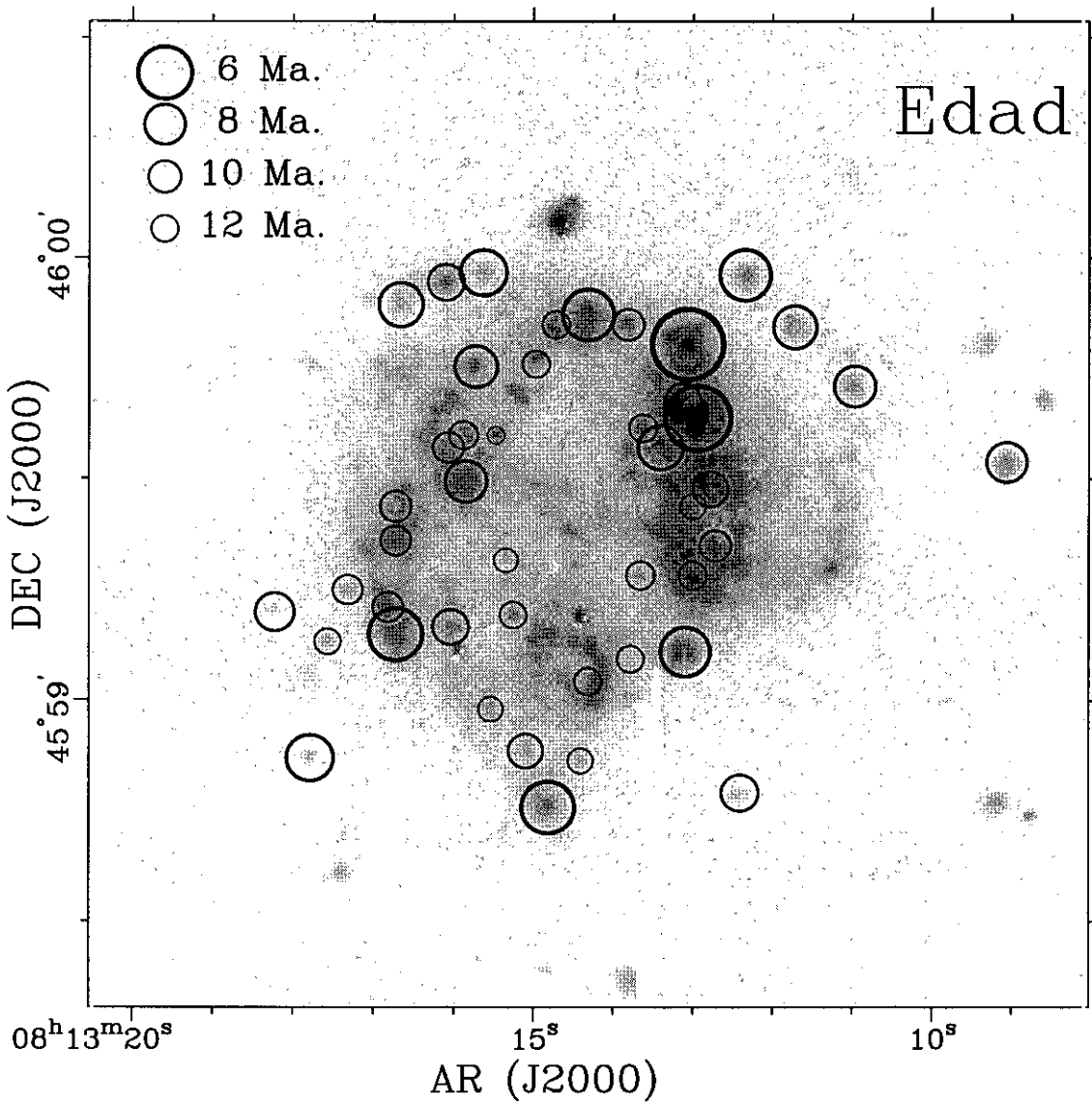


Figura 5.5: Distribución espacial de la fuerza de brote de las regiones de formación estelar empleando un código de símbolos de diferente tamaño sobre la imagen $H\alpha$ de la galaxia. Los círculos de mayor tamaño indican regiones con mayor fuerza de brote.

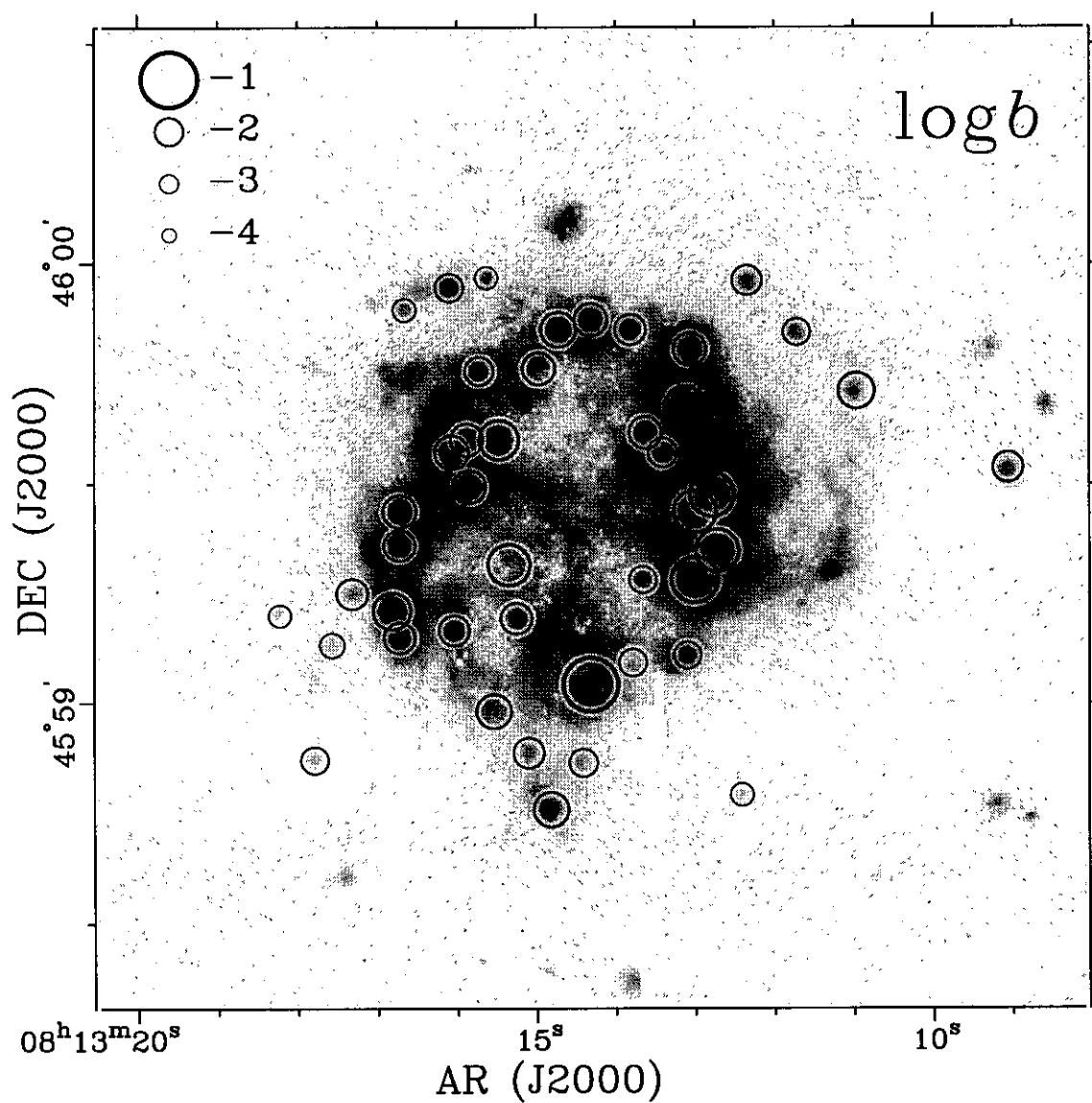
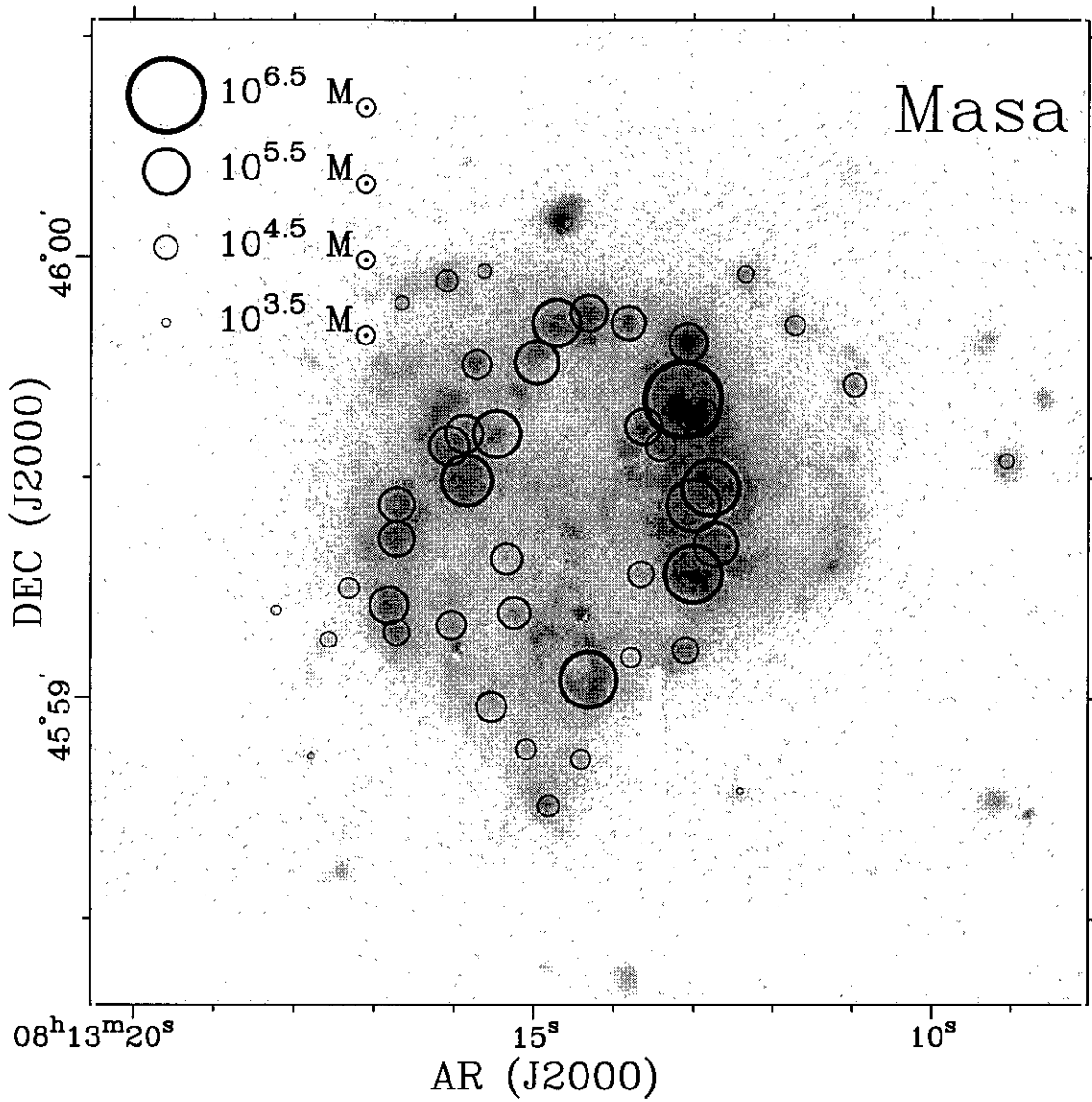


Figura 5.6: Distribución espacial de la masa estelar de las regiones de formación estelar empleando un código de símbolos de diferente tamaño sobre la imagen $H\alpha$ de la galaxia. Los círculos de mayor tamaño indican regiones más masivas.



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

$$x = 10^{-4} n_e t_2^{-1/2}, \quad (5.5)$$

se obtiene

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

donde

$$R = \frac{[\text{OIII}]\lambda 4959 + [\text{OIII}]\lambda 5007}{[\text{OIII}]\lambda 4363} \quad (5.7)$$

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

Por otra parte, las abundancias químicas de los diferentes iones se obtienen aplicando las siguientes expresiones (ecuaciones 7.9-7.13)

$$12 + \log \frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^+} = \log \frac{[\text{OIII}]\lambda 4959 + [\text{OIII}]\lambda 5007}{\text{H}\beta} + 6.174 + \frac{1.251}{t} - 0.55 \log t$$

$$12 + \log \frac{\text{O}^+}{\text{H}^+} = \log \frac{[\text{OII}]\lambda 3727}{\text{H}\beta} + 5.890 + \frac{1.676}{t_2} - 0.40 \log t_2 + \log(1 + 1.35 x)$$

$$12 + \log \frac{\text{O}^+}{\text{N}^+} = \log \frac{[\text{OII}]\lambda 3727}{[\text{NII}]\lambda 6548 + [\text{NII}]\lambda 6584} - 0.307 + \frac{0.726}{t_2} + 0.02 \log t_2 + \log \frac{1 + 1.35 x}{1 + 0.116 x}$$

$$12 + \log \frac{\text{O}^{++}}{\text{Ne}^{++}} = \log \frac{[\text{OIII}]\lambda 4959 + [\text{OIII}]\lambda 5007}{\text{NeIII}\lambda 3869} - 0.215 - \frac{0.355}{t} - 0.13 \log t$$

$$12 + \log \frac{\text{S}^+}{\text{H}^+} = \log \frac{[\text{SII}]\lambda 6716 + [\text{SII}]\lambda 6731}{\text{H}\beta} + 5.423 + \frac{0.929}{t_2} - 0.28 \log t_2 + \log(1 + 1.39 x).$$

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 $\text{H}\beta$, aplicando las siguientes relaciones

$$y^+ = 2.040 t^{0.13} \frac{\text{HeI}\lambda 4471}{\text{H}\beta} \quad (5.14)$$

$$y^+ = 0.738 t^{0.23} \frac{\text{HeI}\lambda 5876}{\text{H}\beta} \quad (5.15)$$

$$y^+ = 2.580 t^{0.25} \frac{\text{HeI}\lambda 6678}{\text{H}\beta} \quad (5.16)$$

$$y^{++} = 0.084 t^{0.14} \frac{\text{HeII}\lambda 4686}{\text{H}\beta}. \quad (5.17)$$

Sin embargo, debido a la naturaleza metaestable del nivel de He I 2^3S es necesario corregir las abundancias iónicas anteriores. De este modo, la fracción total en masa de Helio viene dada por

$$Y = 4y \frac{1 - 20(\text{O}/\text{H})}{1 + 4y} \quad (5.18)$$

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 $\log(\text{N}/\text{O}) = -1.5$. 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 $0.2(\text{O}/\text{H})_{\odot}$.

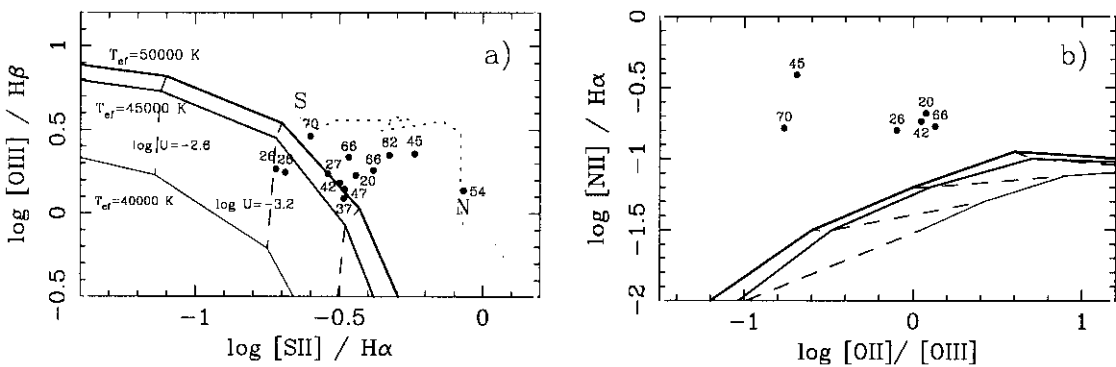
En la Figura 5.6 se representan diferentes cocientes de líneas de emisión, $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007$, $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$ y $[\text{S II}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$, corregidos de extinción, 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 4.7 en U, empleándose líneas progresivamente más gruesas para mayores temperaturas. Por su parte, las 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 fotoionización 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

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]	$12+\log[\text{O}/\text{H}]$	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)	$\geq 6.236(-6)$	$\geq 6.185(-6)$	$\geq 6.210(-6)$	$\geq 2.36(-5)$	≥ 7.37	$\geq 1/28$
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.



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 este 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 el caso de la región #54 la discrepancia puede ser 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 $H\alpha$, siendo prácticamente indetectables en las bandas de continuo.

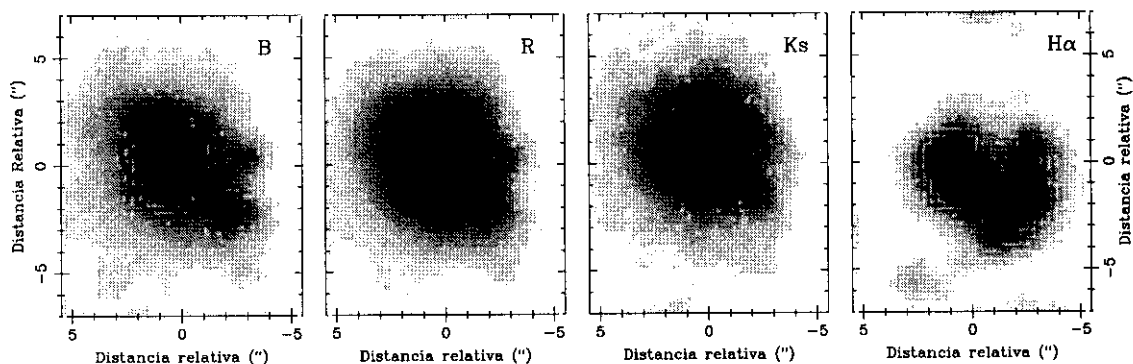
En algunos casos (#9, #10, #12, #22, #55 y #57) estas regiones podrían ser pequeñas nubes de gas de alta densidad que están siendo fotoionizadas por cúmulos estelares distantes. En ese caso dichas regiones deberían estar situadas en regiones

de emisión $H\alpha$ difusa.

Por otro lado, en las primeras etapas de la evolución de un brote de formación estelar las anchuras equivalentes en $H\alpha$ pueden llegar a ser del orden de 1000 \AA . 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 $H\alpha$ u $[\text{O III}]\lambda 5007$. 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 $H\alpha$ medidos en la región #26 corresponde a una edad de $\sim 10 \text{ Ma}$ y una elevada fuerza de brote. Por otra parte, la región #27 aparenta ser un brote más joven ($\sim 5 \text{ Ma}$) 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 $H\alpha$ observada proviene de la fotoionización del cúmulo estelar #26, #27 o de ambos. Para este trabajo hemos asumido que los flujos $H\alpha$ de estas regiones corresponden a las emisiones observadas al nordeste (región #26) y sudoeste (región #27; véase la Figura 2.12).

Figura 5.7: Regiones de formación estelar #26 y #27 en las bandas B , R , Ks y $H\alpha$. El Norte en esta imagen se sitúa arriba y el Este a la izquierda. La escala de la imágenes es $0''.333 \text{ pixel}^{-1}$. La sección mostrada representa aproximadamente una región de $0.5 \text{ kpc} \times 0.6 \text{ kpc}$.



#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.

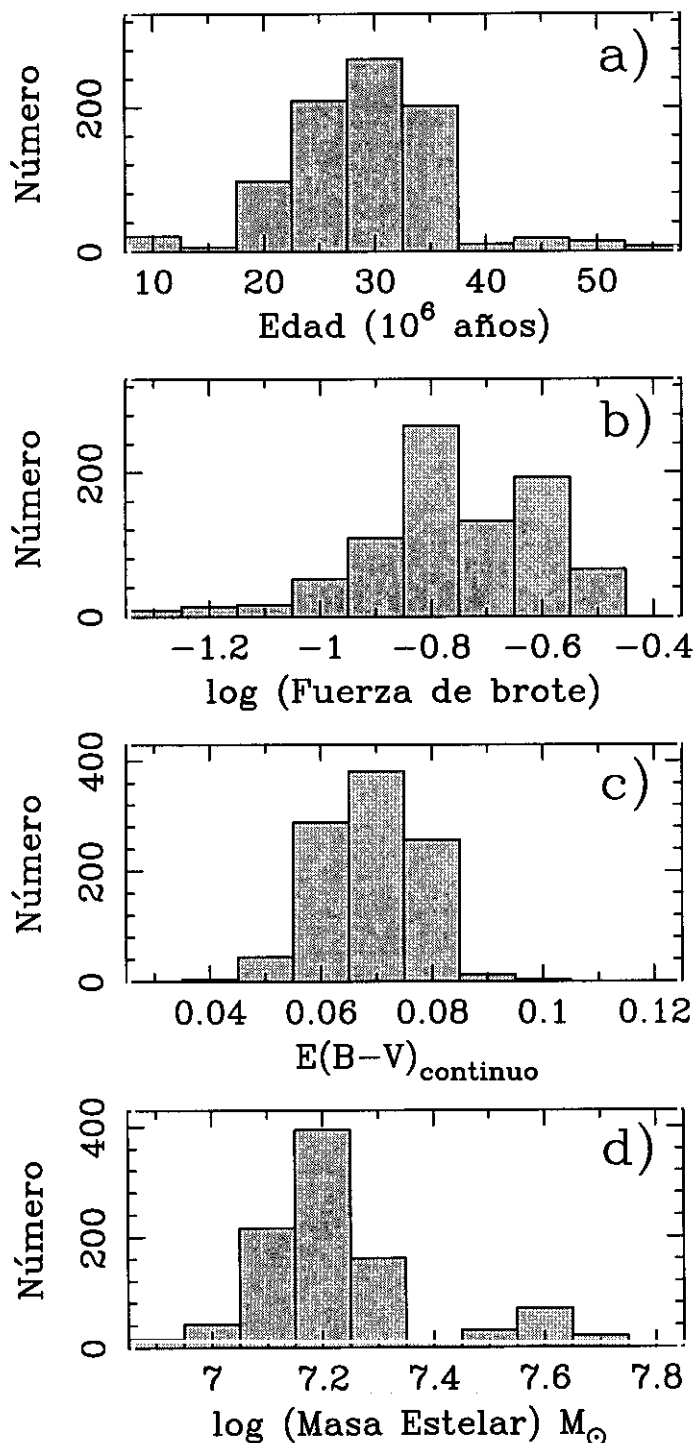
5.3 Componente *starburst*

Finalmente, se estudió la región clasificada por Papaderos et al. (1996a) como la componente *starburst* (véase la Figura 2.12). En la imágenes de continuo *BVRJKs* esta componente aparece como una región brillante y extensa situada de coordenadas $AR(J2000)=8^h13^m14^s.69$ y $DEC(J2000)=+45^\circ59'21''.9$. 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 sobrepuesta 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 a 1 *e-folding* del máximo de emisión de esta región según se determinó por medio del 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 que se indican 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 presenta prácticamente emisión $H\alpha$, el término de anchura equivalente de $H\alpha$ no fue incluido en la expresión del estimador de máxima verosimilitud.

Sin embargo, a causa de esta prácticamente nula emisión del gas ionizado, no se pudo determinar su extinción interna, por lo que el proceso de maximización llevado a cabo incluyó el cálculo del exceso de color del continuo estelar. Se muestrearon excesos de color en el intervalo $0.0-1.0^m$, siendo la extinción Galáctica para este objeto

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.



del orden de 0.05^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. La 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^m (panel **c**). La edad deducida concuerda perfectamente con la evidente ausencia de emisión $H\alpha$ en esta región. En efecto, la anchura equivalente de $H\alpha$ predicha por los modelos de síntesis evolutiva para una región con estas propiedades sería inferior a 2 \AA para cualquier metalicidad estelar.

A fin de confirmar los valores determinados a partir del análisis de los colores óptico-infrarrojos, se compararon, así mismo, los valores obtenidos para los índices D_{4000} , Mg_2 , anchura equivalente de $H\delta$, 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 REDUCE^{UC} (Cardiel et al. 1998), tal y como se explicó en la Secc. 2.3.3 (véanse 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

$$Mg_2 = Mg_{2,s} - 2.5 \log \frac{1 + \frac{1-b}{b} \frac{MLR_s}{MLR_u} 10^{-0.4(Mg_{2,u} - Mg_{2,s})}}{1 + \frac{1-b}{b} \frac{MLR_s}{MLR_u}}, \quad (5.19)$$

donde $Mg_{2,u}$ y $Mg_{2,s}$ 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 H δ , Fe5270, Fe5406), el índice compuesto se puede escribir

$$EW(H\delta) = \frac{(1-b)MLR_s EW(H\delta)_u + b MLR_u EW(H\delta)_s}{(1-b)MLR_s + b MLR_u} \quad (5.20)$$

donde $EW(H\delta)_u$ y $EW(H\delta)_s$ son, respectivamente, las anchuras equivalentes de la población subyacente y de la componente *starburst*.

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

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

	Subyacente	<i>starburst</i>	Compuesta		Observada
			b=0.2	b=0.1	
Mg ₂	0.186	0.042	0.054	0.066	0.06
EW(H δ)(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	<i>starburst</i>	Compuesta		Observada
			b=0.2	b=0.1	
Mg ₂	0.186	0.035	0.048	0.062	0.06
EW(H δ)(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

Finalmente, el índice D₄₀₀₀ (Bruzual 1983; Gorgas et al. 1999), definido como

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

y tras asumir que

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

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

$$D_{4000} = \frac{(1-b)MLR_s + b MLR_u}{(1-b)MLR_s\left(\frac{1}{D_{4000,u}}\right) + b MLR_u\left(\frac{1}{D_{4000,s}}\right)}. \quad (5.23)$$

Las relaciones masa-luminosidad en el continuo utilizadas en el caso del índice Mg_2 , $EW(H\delta)$ 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 $M_{\odot}/L_{B,\odot}$ (BC96 para $Z=2/5 Z_{\odot}$), 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 , $MLR_{u,V}=2.80 M_{\odot}/L_{V,\odot}$ y $MLR_{s,V}=0.0147 M_{\odot}/L_{V,\odot}$ para $Z=2/5 Z_{\odot}$ 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 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 tener en cuenta, además, que posibles diferencias en la normalización de estos índices en los modelos de BC96 respecto a los medidos para este trabajo pueden introducir pequeños errores sistemáticos, que nos permiten únicamente sacar conclusiones cualitativas de los mismos.

Es claro, sin embargo, tanto a partir de análisis de los colores óptico-infrarrojos como los índices espectroscópicos, que este análisis confirma la hipótesis de que la componente *starburst* representa 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 $1.5 \times 10^7 M_{\odot}$. 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 $1.5 \times 10^7 M_{\odot}$.

La galaxia compacta azul Mrk 86: Cinemática

6.1 Campo de velocidad global

6.1.1 Espectroscopía de rendija

A lo largo de esta sección se analizará la cinemática del gas ionizado en Mrk 86 a partir de la medida de los desplazamientos Doppler de las principales líneas de emisión del gas observadas en los espectros de rendija (véase la Secc. 2.1.3). Con el fin de determinar los desplazamientos y las correspondientes velocidades radiales se empleó la tarea RVIDLINES de IRAF sobre cada uno de los espectros de rendija obtenidos. En el caso de los espectros en el rango azul (*b*) se midieron las posiciones de las líneas [O II] λ 3727, H β , [O III] λ 4959, [O III] λ 5007, y para los espectros en el rango rojo (*r*) las líneas [O III] λ 5007, [N II] λ 6548, H α , [N II] λ 6584, [S II] λ 6717 y [S II] λ 6731. Tras realizar este análisis, empleando separadamente líneas prohibidas y de recombinación y comprobarse que en ambos casos se obtenían resultados consistentes, se utilizaron conjuntamente los dos grupos de líneas de emisión. El valor medio de la velocidad radial del gas en cada punto se obtuvo pesando las velocidades medidas

para cada una de estas líneas con su intensidad relativa. El error en la velocidad radial se estimó como la desviación cuadrática media de las velocidades obtenidas en las diferentes líneas.

A partir de estas velocidades y las posiciones de las rendijas mostradas en la Figura 2.1 se reconstruyó el mapa en velocidad radial bidimensional mediante el uso de la tarea XYZTOIM de IRAF. Esta tarea permite obtener, a partir de una lista de posiciones y velocidades, una imagen interpolada del mapa de velocidad radial de la galaxia. En nuestro caso utilizamos una interpolación por polinomios de Chebyshev de segundo orden que incluyó términos cruzados. El análisis posterior de este mapa mostró un campo de velocidad radial característico de un sólido rígido con una velocidad angular central de $\Omega=34 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ con ángulo de posición para el eje de rotación de $AP \simeq 78^\circ$.

En la Figura 6.1 (paneles **a-f**) se muestran los perfiles de velocidad radial obtenidos a lo largo de las rendijas situadas más próximas al ecuador galáctico ($AP \simeq 12^\circ$), estas son, #9R, #7R, #2b, #2r, #4b, #4r. Estos seis paneles han sido ordenados de modo que el panel **a** corresponde a la rendija situada más al Oeste y el panel **f** a la situada más al Este. La rendija #4b es la situada más cerca del centro galáctico, definido como el centro de las isofotas externas en banda *R* (véase la Secc. 2.3.1). El Norte en la dirección espacial de cada rendija se sitúa en el extremo izquierdo del correspondiente panel.

Los paneles **a** y **b** (rendijas #9R y #7R) muestran dos componentes de velocidad claramente diferenciadas, un gradiente muy pronunciado superpuesto a un gradiente del mismo signo pero más suave (véase también la Secc. 6.1.2). El gradiente más pronunciado parece estar asociado a las regiones #26 y #27, caracterizadas por una intensa luminosidad en banda *K* y alta actividad de formación estelar [$EW(H\alpha) \sim 100 \text{ \AA}$]. El incremento en el gradiente de velocidad observado en estas regiones puede ser causado por un aumento en la densidad local de masa, debido, por ejemplo, a la presencia de la nube molecular densa donde estaría teniendo lugar la formación estelar observada en las regiones #26 y #27. Sin embargo, este tipo de perfil también podría estar causado por una galaxia de pequeña masa que se hubiera fusionado con Mrk 86 y que mostraría un campo de velocidad independiente. En particular, este escenario fue propuesto para I Zw 18 (Skillman y Kennicutt 1993) y II Zw 40 (van Zee, Skillman y Salzer 1998). En este caso, la fusión podría ser responsable de la activación de la formación estelar en las regiones #26 y #27.

Figura 6.1: Perfiles de velocidad radial heliocéntrica comparados con los perfiles en luminosidad en banda K y anchura equivalente de $H\alpha$. a) Rendija #9R. b) Rendija #7R. c) Rendija #2b. d) Rendija #2r. e) Rendija #4b. f) Rendija #4r. En el caso de los paneles e y f se marcaron con símbolos especiales las posiciones correspondientes a la burbuja Mrk 86-B que se muestran en la Figura 6.17. Aquellos puntos representados con un círculo abierto indican que la velocidad se dedujo a partir de la posición de una única línea de emisión. El máximo en la anchura equivalente de $H\alpha$ se ha tomado como referencia de distancias en el caso de los paneles a, b, c y d. En el primer caso este máximo se corresponde con la región #26 y en el resto con la región #27. Las distancias en el caso de los paneles e y f están referidas a la estrella de campo próxima. Los paneles inferiores de cada figura representan los residuos respecto al gradiente ajustado.

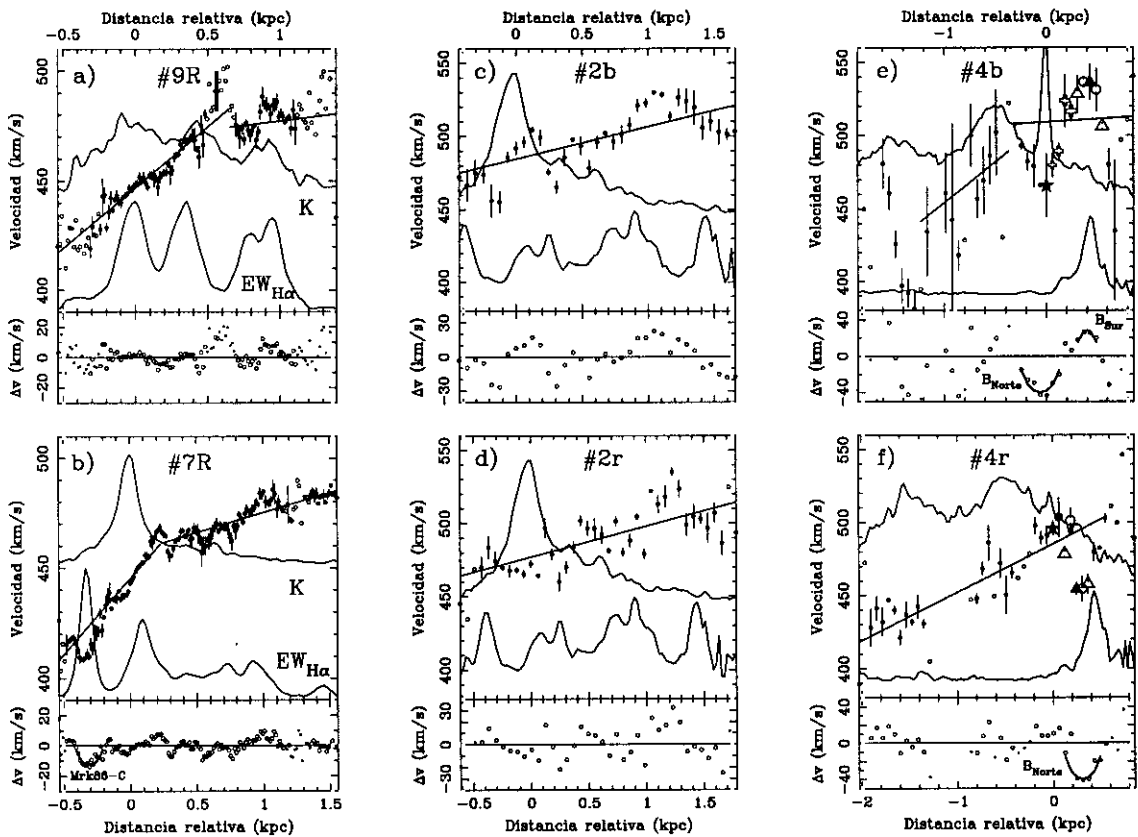


Tabla 6.1: Gradientes de velocidad ω_0 (medidos a lo largo de la posición de las rendijas) y ω (proyectados a lo largo del ecuador galáctico). Las distancias a lo largo del eje de rotación, d , se midieron respecto a la posición del centro de las isofotas externas en banda R . El valor central fue obtenido a partir del mapa de velocidad radial interpolado.

d (kpc)	ω_0 ($\text{km s}^{-1} \text{kpc}^{-1}$)	ω ($\text{km s}^{-1} \text{kpc}^{-1}$)	Rendija
	Comp. plana/pronunciada	Comp. plana/pronunciada	
1.03	$55 \pm 4 / 8 \pm 3$	$56 \pm 5 / 8 \pm 3$	#9R
0.85	$69 \pm 5 / 18 \pm 2$	$70 \pm 5 / 19 \pm 2$	#7R
0.73	21 ± 4	21 ± 4	#2r
0.73	22 ± 5	22 ± 5	#2b
0.00		34 ± 5	
-0.12	33 ± 4	33 ± 4	#4r

Por otro lado, las componente plana observada en los espectros #9R y #7R, junto con los perfiles obtenidos a lo largo de las rendijas #2b, #2r y #4r, estarían relacionados con el campo de velocidad global de la galaxia. En la Tabla 6.1 se dan los valores medidos de los gradientes sobre las rendijas, ω_0 , y los gradientes proyectados sobre el ecuador galáctico, ω , a partir del ángulo de posición deducido anteriormente para el mismo, $\omega_0 = \omega \times \cos(\text{AP} - 12^\circ)$. Aquellas regiones afectadas por movimientos locales del gas (véase la Secc. 6.2), no se incluyeron en el cálculo de los gradientes de velocidad. En la Tabla 6.1 se aprecia que la componente más suave del gradiente de velocidad radial crece de $10 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ en las regiones más externas a aproximadamente $34 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ cerca del ecuador galáctico. En la Secc. 6.1.4 compararemos este cambio en el gradiente de velocidad radial con el esperado en el caso de que el gas ionizado de esta galaxia estuviera distribuido en un disco plano.

6.1.2 Observaciones Fabry-Pérot

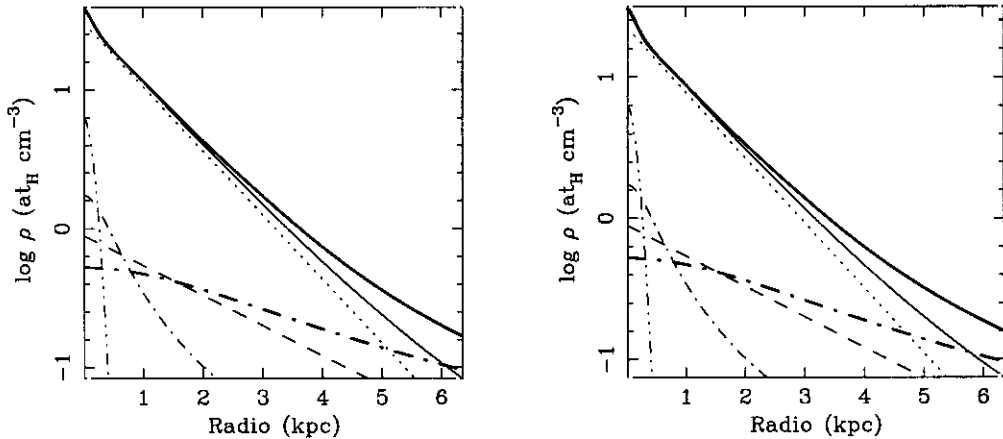
Los resultados descritos en la sección anterior son muy similares a los obtenidos a partir de la imagen Fabry-Pérot de la galaxia. Siguiendo el procedimiento descrito en la Secc. 2.2.4 se obtuvieron los mapas de velocidad radial, dispersión de velocidades, intensidad de línea y de continuo, con sus correspondientes errores (véase la Figura 2.9). El mapa de velocidad radial obtenido indica de nuevo claramente que esta galaxia posee en sus regiones centrales un campo de velocidad propio de un sólido-

do rígido con una velocidad angular central aproximada de $34 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$. El ángulo de posición obtenido para el ecuador galáctico ($5\text{-}10^\circ$) es, sin embargo, ligeramente menor al obtenido a partir de las observaciones de espectroscopía de rendija.

A fin de obtener información cuantitativa tanto de este mapa de velocidad radial como de los gradientes de velocidad medidos en la Secc. 6.1.1 se procedió a modelizar la distribución de masa de la galaxia.

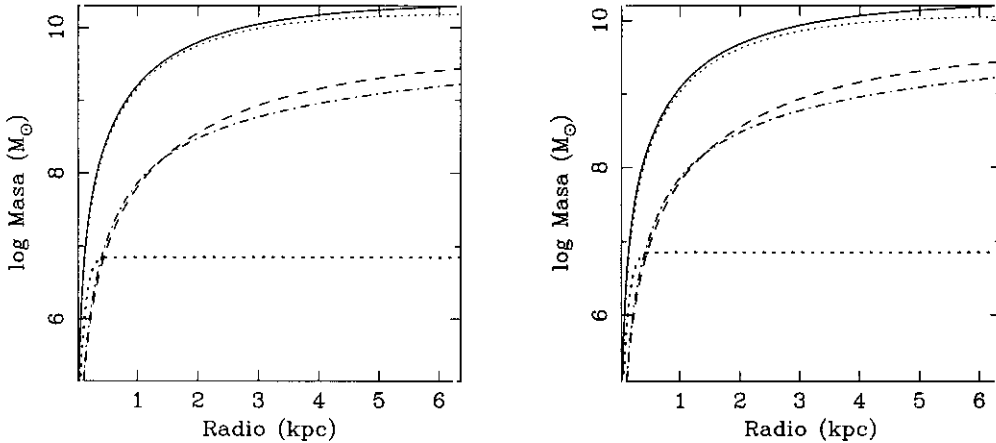
6.1.3 Perfil de densidad de masa de la galaxia

Figura 6.2: Perfiles de densidad de masa para el caso de $A_{B,\text{interna}}=0.0^m$ (izquierda) y $A_{B,\text{interna}}=0.0^m$ (derecha). Se han representado el perfil de masa total (línea continua), la contribución de la masa estelar asociada a la componente subyacente (línea punteada), al *starburst* (3 puntos-rayas), el gas (línea discontinua; incluyendo hidrógeno neutro y helio neutro) y materia oscura (punto-rayas). En el caso de la materia oscura se han mostrado las predicciones para una escala espacial, R_{DM} , de 0.5 kpc (línea delgada) y 3 kpc (línea gruesa).



En primer lugar se consideró que la masa total de la galaxia está constituida por cuatro componentes básicas, la masa estelar, el gas neutro, el gas molecular y la materia oscura. A continuación estudiaremos por separado cada una de estas componentes. En las Figuras 6.2 y 6.3 se muestran, respectivamente, los perfiles de densidad de masa y masa integrada correspondiente a cada una de estas componentes.

Figura 6.3: Masa integrada para el caso de $A_{B,interna}=0.0^m$ (izquierda) y $A_{B,interna}=0.20^m$ (derecha) y escala espacial del perfil de materia oscura $R_{DM}=1$ kpc. El significado de las líneas es el mismo que en la Figura 6.2.



Componente estelar

Del análisis de los perfiles de brillo superficial en bandas B y R de un total de 14 galaxias BCD, entre ellas Mrk 86, Papaderos et al. (1996a) encontraron que estos perfiles podían ser ajustados mediante tres componentes distintas, subyacente, *plateau* y *starburst*. Usando un procedimiento numérico de desproyección estos autores obtuvieron las densidades de luminosidad central y las escalas espaciales para cada una de estas componentes. Dichas componentes, tal y como se puso de manifiesto en el Capítulo 5, están relacionadas con tres poblaciones estelares distintas. En este apartado analizaremos únicamente la población subyacente y la componente *starburst* puesto que la contribución a la masa total de la galaxia de la componente *plateau* –formada por regiones de edad menor que 10 Ma– se puede considerar despreciable.

Siguiendo los resultados de Papaderos et al. (1996a) podemos asumir que las componentes subyacente y *starburst* poseen, respectivamente, perfiles de masa de tipo exponencial y gaussiano, de modo que

$$\rho_E(r) = \rho_{E,0} \exp(-r/\alpha) \quad (6.1)$$

$$\rho_S(r) = \rho_{S,0} \exp(-r/\gamma)^2 \quad (6.2)$$

donde $\alpha=1.0$ kpc (Papaderos et al. 1996a) y $\gamma=0.2$ kpc. El valor de la constante γ

corresponde al radio a 1 *e-folding* de la componente *starburst* dado en la Tabla 2.6.

Haciendo uso de las luminosidades centrales medidas por Papaderos et al. (1996a) para la componente exponencial y el *starburst*,

$$l_{E,0} = 0.28L_{\odot,B} \text{ pc}^{-3} \quad (\text{para } d = 7.0 \text{ kpc}) \quad (6.3)$$

$$l_{S,0} = 2.27L_{\odot,B} \text{ pc}^{-3} \quad (\text{para } d = 7.0 \text{ kpc}) \quad (6.4)$$

y teniendo en cuenta que la distancia adoptada por Papaderos et al. (1996a) fue de 7.0 Mpc, frente a los 8.9 kpc adoptados para este trabajo, obtenemos

$$l_{E,0} = 0.22L_{\odot,B} \text{ pc}^{-3} \quad (\text{para } d = 8.9 \text{ kpc}) \quad (6.5)$$

$$l_{S,0} = 1.79L_{\odot,B} \text{ pc}^{-3} \quad (\text{para } d = 8.9 \text{ kpc}) \quad (6.6)$$

Puesto que no conocemos la extinción del continuo estelar en el caso de la componente subyacente, al igual que se hizo en la Secc. 5.1, se estudiaron por separado los casos de $A_{\text{interna},B} = 0.0^m$ y 0.20^m . De este modo, a partir de estos valores, del valor medio de $A_{\text{interna},B} \simeq 0.07^m$ estimado para la componente *starburst* y las correspondientes relaciones masa-luminosidad (véase la Secc. 5.1.2), se dedujo

$$\rho_{E,0} = 22.70 \text{ at}_H \text{ cm}^{-3} \quad (\text{para } A_{\text{interna},B} = 0.20^m) \quad (6.7)$$

$$\rho_{E,0} = 30.58 \text{ at}_H \text{ cm}^{-3} \quad (\text{para } A_{\text{interna},B} = 0.00^m) \quad (6.8)$$

$$\rho_{S,0} = 6.45 \text{ at}_H \text{ cm}^{-3} \quad (6.9)$$

Hidrógeno neutro

De acuerdo a los resultados de la exploración WHISP¹ se asumió que la distribución del hidrógeno neutro en Mrk 86 sigue un perfil exponencial. De este modo, utilizando el procedimiento de desproyección desarrollado por Papaderos et al. (1996a) para el óptico

$$\rho_{\text{HI}}(r) = \rho_{\text{HI},0} \exp(-r/R_{\text{HI}}) \quad (6.10)$$

donde $\rho_{\text{HI},0} \simeq 0.7 \text{ at}_H \text{ cm}^{-3}$ y $R_{\text{HI}} \simeq 2.0 \text{ kpc}$. Este procedimiento de desproyección presupone que el medio es ópticamente delgado, lo que se cumple con toda seguridad en el caso de la emisión en la línea de 21 cm. Finalmente, a fin de tener en cuenta la contribución del Helio neutro asumimos $M_{\text{gas}} = M_{\text{HI}+\text{HeI}} = 1.34 \times M_{\text{HI}}$.

¹<http://www.thales.astro.rug.nl/~whisp/Database/>

Hidrógeno molecular

Sage et al. (1992) obtuvieron un cociente $M(\text{H}_2)/M(\text{HI})$ para Mrk 86 de 0.03. Por lo tanto, podemos asumir que el efecto de la componente de gas molecular en el potencial de la galaxia es despreciable.

Materia oscura

Finalmente, se consideró el efecto de la materia oscura sobre el campo de velocidad global. Siguiendo los trabajos observacionales más recientes (Salucci y Persic 1997; Flores y Primack 1994; Moore 1994), asumimos que el perfil de materia oscura de la galaxia poseía una región central de densidad aproximadamente constante denominada *core*. El trabajo teórico de Navarro, Eke y Frenk (1996) sugiere que la formación de este *core* pudo ser debida al efecto de los vientos de supernova sobre los perfiles de materia oscura fría (CDM, del inglés *Cold Dark Matter*).

Tanto el perfil de densidad de esfera isoterma modificado (véase, e.g. Binney y Tremain 1987) como el perfil empírico definido por Burkert (1995) incluyen dicho *core* y reproducen razonablemente bien las observaciones. En nuestro trabajo utilizamos el primer perfil

$$\rho_{\text{DM}}(r) = \frac{\rho_{\text{DM},0}}{1 + (r/R_{\text{DM}})^2}. \quad (6.11)$$

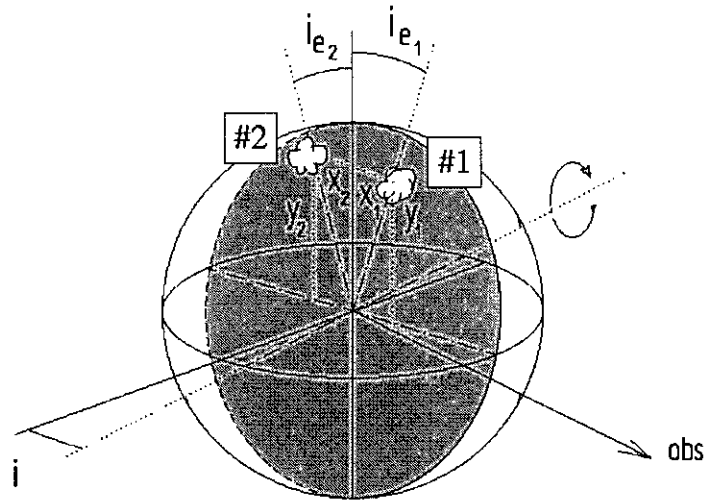
Así mismo, Burkert (1995; véase también MacLow y Ferrara 1999) demostró que la densidad central $\rho_{\text{DM},0}$ de este perfil está relacionada con la escala R_{DM} según la expresión

$$\rho_{\text{DM},0} = 2.7 \times 10^7 \left(\frac{R_{\text{DM}}}{\text{kpc}} \right)^{-2/3} M_{\odot} \text{ kpc}^{-3}, \quad (6.12)$$

por lo que este perfil posee un único parámetro libre. En la Figura 6.2 se muestran los perfiles de masa para dos valores extremos de la escala del perfil de materia oscura, $R_{\text{DM}}=0.5$ y 3 kpc.

Los perfiles de densidad de masa mostrados en la Figura 6.2 evidencian que tanto para $R_{\text{DM}}=0.5$ kpc como para 3 kpc el perfil de masa está dominado por la población estelar subyacente hasta distancias de aproximadamente 4 kpc. Por su parte, en la Figura 6.3 se aprecia que la masa integrada de la galaxia viene dominada por la

Figura 6.4: Ángulos de posición i e i_e y coordenadas x e y de dos regiones H II situadas en el ecuador de la galaxia (#1 y #2). El plano relleno en color gris representa la posición del ecuador galáctico.



componente estelar incluso para distancias de 6 kpc. Esta afirmación, sin embargo, está basada en la suposición de que la componente estelar presenta la misma distribución espacial hasta distancias tan alejadas.

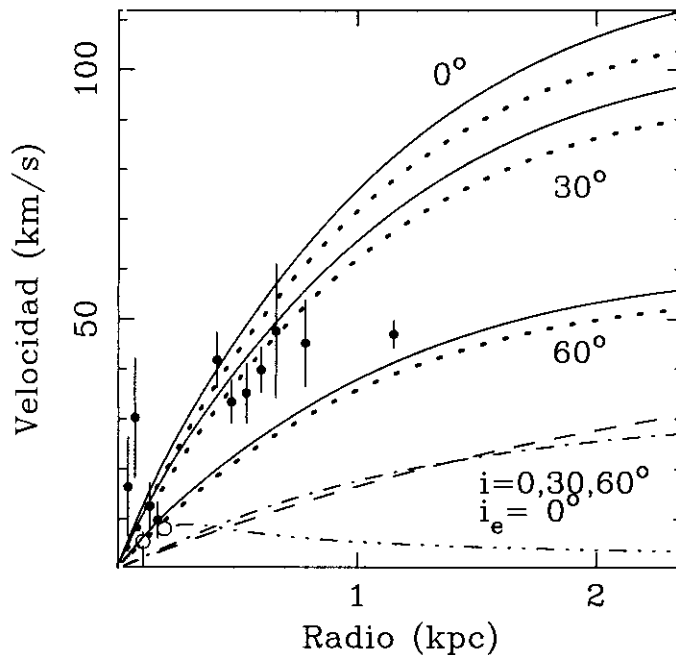
Curva de velocidad radial

La obtención del perfil de masa de la galaxia nos permitió derivar la curva de velocidad circular de la galaxia, y asumiendo diferentes distribuciones para el gas ionizado, la correspondiente curva de velocidad radial. Finalmente, esta curva de velocidad radial se comparó con el perfil de velocidad medido a lo largo de la rendija #4r, situada muy próxima ($\sim 3''$) y a lo largo del ecuador galáctico.

Para poder llevar a cabo dicha comparación fue necesario suponer que el movimiento del gas ionizado asociado a las regiones H II de esta galaxia está soportado por rotación y que el centro dinámico de la galaxia coincidía con el centro fotométrico, definido como el centro de las isofotas externas medidas en la imagen R .

Puesto que la emisión del gas ionizado se produce en regiones H II individuales, la componente proyectada de la velocidad circular dependerá de la posición de la

Figura 6.5: Curva de velocidad radial para una densidad central de la componente subyacente de $\rho_{E,0}=25 \text{ at}_H \text{ cm}^{-3}$ y una escala para la componente de materia oscura de $R_{DM}=1 \text{ kpc}$. El significado de las líneas es el mismo que en la Figura 6.2. Se han representado las predicciones para diferentes inclinaciones del disco de gas ionizado. Las velocidades radiales representadas corresponden a aquellas medidas a lo largo de la rendija #4r.

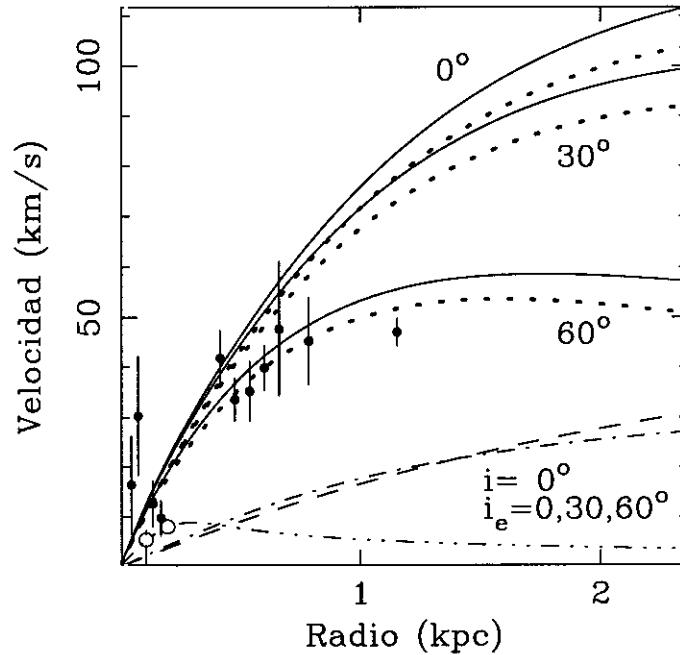


región H II correspondiente, es decir, de la distribución del gas ionizado en la galaxia. Se asumió, primeramente, que el gas ionizado está distribuido en un disco delgado de inclinación i . Este ángulo mide la inclinación del eje de rotación respecto al plano del cielo (i.e., $i=0^\circ$ para un disco de canto). En la Figura 6.5 se muestra la curva de velocidad radial para diferentes inclinaciones, $i=30, 45, 60^\circ$.

En la Figura 6.4 se han definido los ángulos i , i_e , y las coordenadas x e y que describen la posición de una determinada región H II en la galaxia. Bajo la hipótesis de disco delgado, si $i \neq 0^\circ$ únicamente aquellas regiones con $i_e \simeq 0^\circ$ podrían observarse a lo largo de la rendija #4r.

Sin embargo, si la galaxia tuviera una inclinación $i=0^\circ$, regiones H II con diferente ángulo i_e podrían haber sido observadas a través de esta rendija. En esta situación podrían observarse regiones con diferente velocidad radial en la misma po-

Figura 6.6: Curva de velocidad radial para una densidad central de la componente subyacente de $\rho_{E,0}=25 \text{ at}_H \text{ cm}^{-3}$ y una escala para la componente de materia oscura de $R_{DM}=1 \text{ kpc}$. El significado de las líneas es el mismo que en la Figura 6.2. Se han representado las predicciones para diferentes ángulos i_e . Las velocidades radiales representadas corresponden a aquellas medidas a lo largo de la rendija #4r.



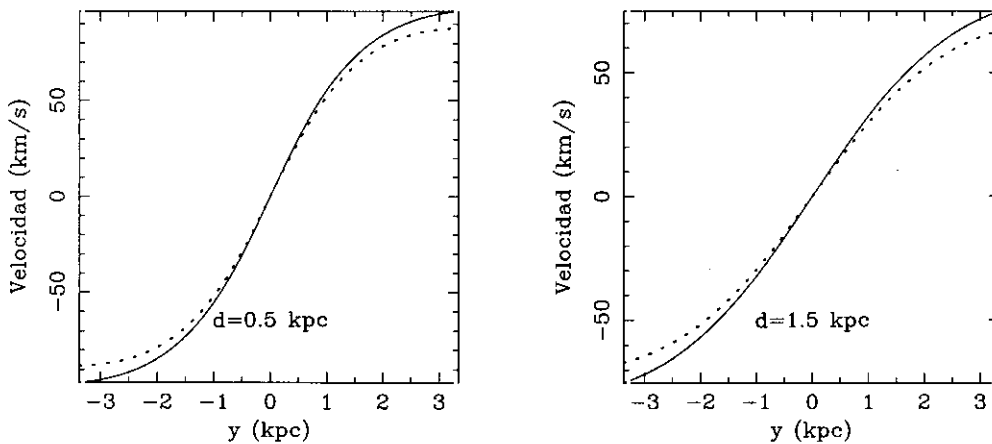
sición aparente (regiones #1 y #2 en la Figura 6.4). Por ejemplo, si consideramos el perfil de densidad de masa descrito en la Secc. 6.1.3 (para $R_{DM}=1 \text{ kpc}$), se podrían medir diferencias en la velocidad radial de 15 km s^{-1} entre dos regiones situadas en $x=0$ y $x=3 \text{ kpc}$ para $y=2.5 \text{ kpc}$. Por lo tanto, la existencia de inhomogeneidades en la distribución del gas ionizado de un disco grueso podría dar lugar a variaciones de pequeña escala en el campo de velocidad radial.

Las regiones emisoras pueden, en principio, tener cualquier ángulo $|i_e| \leq 180^\circ$. De hecho, una región con un valor determinado de i_e , evolucionará en el futuro hacia valores cada vez mayores de i_e . Suponiendo, formalmente, que todas las regiones H II se encuentran sobre planos de i_e constante, se obtienen las curvas de velocidad radial mostradas en la Figura 6.6.

Tal y como se indicó anteriormente la componente de masa estelar domina el

perfil de densidad de masa total hasta distancias de ~ 4 kpc. Sin embargo, la curva de velocidad radial medida lo largo de la rendija #4r puede ajustarse suponiendo diferentes distribuciones para el gas ionizado. En particular, podrían reproducirse las velocidades medidas si $i=0^\circ$ e $30^\circ < i_e < 70^\circ$, o si $i \simeq 40^\circ$ e $i_e=0^\circ$.

Figura 6.7: Perfil de velocidad radial medido perpendicularmente al eje de rotación a una distancia de 0.5 kpc (*izquierda*) y 1.5 kpc (*derecha*) para $\rho_{E,0}=25 \text{ at}_H \text{ cm}^{-3}$ y $R_{DM}=1$ kpc. El significado de las líneas es el mismo que en la Figura 6.2. Se ha representado únicamente el perfil de velocidad debido a la masa total y la contribución de la población estelar subyacente.



6.1.4 Distribución espacial del gas ionizado

Por otro lado, la manera en que el gradiente de velocidad, o velocidad angular ω , disminuye perpendicularmente con la distancia al ecuador recuerda a los campos de velocidad radial observados en galaxias espirales con ángulo de inclinación intermedio (véase, e.g. Giovanelli y Haynes 1988). Utilizando el perfil de masa descrito en la Secc. 6.1.3 y asumiendo que la emisión proviene de un disco delgado con ángulo de inclinación i , se estimaron los gradientes de velocidad radial esperados para diferentes distancias, d , a lo largo del eje de rotación (véase la Tabla 6.1). En la Figura 6.7 se muestran los perfiles de velocidad radial predichos a distancias de 0.5 y 1.5 kpc del centro de la galaxia medidas a lo largo del eje de rotación. Por su parte, en la Figura 6.8 se comparan los gradientes medidos en la diferentes rendijas con las predicciones para el cambio en la velocidad radial en los 2 kpc centrales a ambos

lados del eje de rotación. De esta figura se deduce que aunque las suposiciones realizadas reproducen en parte la disminución en la velocidad angular, no son capaces de predecir de manera precisa los valores medidos. La explicación más razonable para este hecho es que el gas está realmente distribuido en un disco más grueso. Por otro lado, sin embargo, el uso de un perfil de masa con una escala espacial menor para la componente estelar, e.g. $R_{E,0}=0.47$ kpc, es también capaz de reproducir el comportamiento observado.

Simultáneamente, a partir de las predicciones para el perfil de masa descrito en la Secc. 6.1.3, se reprodujo el campo de velocidad radial de la galaxia. En las Figuras 6.10-6.15 se muestran las predicciones para dicho campo en el caso de un disco delgado con diferentes inclinaciones ($i=30, 45$ y 60°) y diferente escala espacial para la componente estelar subyacente (0.47 y 0.94 kpc). En estas figuras se muestran además los residuos obtenidos tras substraer al mapa Fabry-Pérot de velocidad radial (véase la Figura 6.9) las predicciones de los diferentes modelos de masa y distribuciones espaciales del gas ionizado. Los residuos obtenidos, menores en valor absoluto de $30-40$ km s⁻¹, ponen de manifiesto que el gas ionizado está efectivamente distribuido en un disco inclinado aproximadamente 40° ($i=50^\circ$) y que la componente estelar domina el perfil de densidad de masa total dentro de la extensión óptica de la galaxia.

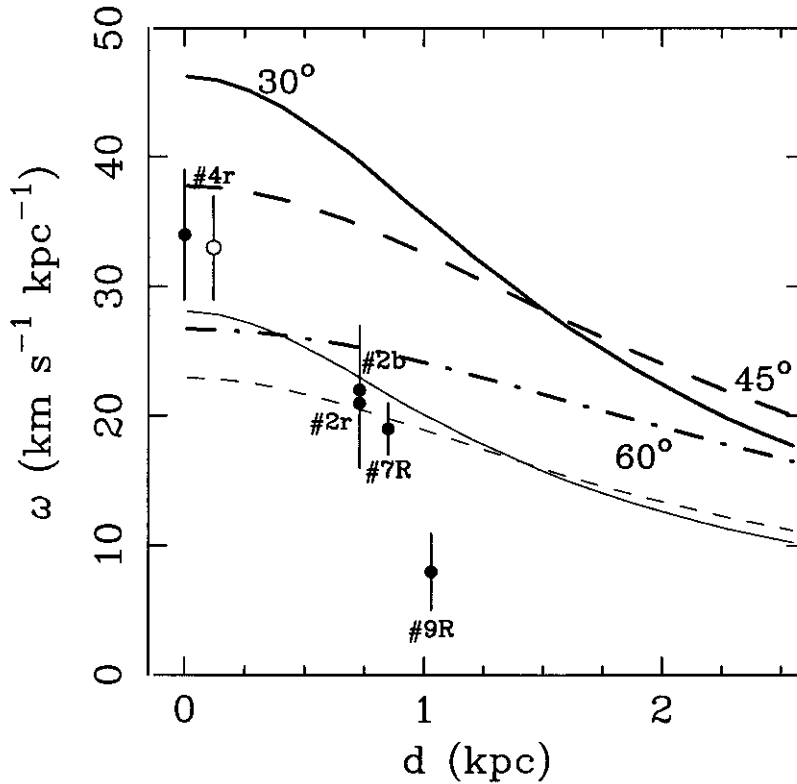
Este mapa de residuos en la velocidad radial muestra además dos regiones donde claramente el modelo no es capaz de reproducir la velocidad observada. Estas regiones corresponden a los nodos de formación estelar #26, #27 y a la burbuja Mrk 86-C. En el primer caso esta diferencia es debida a la presencia de un gradiente de velocidad muy pronunciado (véase la Secc. 6.1.1), mientras que en el segundo la diferencia está causada por los movimientos peculiares del gas asociados a la expansión de la burbuja Mrk 86-C (véase la Secc. 6.2.3).

6.2 Burbujas de gas neutro en expansión

En los perfiles de velocidad radial obtenidos se observaron diferentes regiones en las que el gas presentaba velocidades peculiares respecto al campo de velocidad global de la galaxia. La escala espacial de estos movimientos peculiares es del orden de varios cientos de parsec.

Este tipo de estructuras han sido observadas en el pasado en gran número

Figura 6.8: Cambio en el gradiente de velocidad radial con la distancia a lo largo del eje de rotación. Los datos para esta figura han sido tomados de la Tabla 6.1. Las *líneas gruesas* representan las predicciones para un perfil de densidad con $R_{DM}=1$ kpc e inclinaciones $i=30^\circ$ (*línea continua*), 45° (*línea discontinua*) y 60° (*punto-rama*). Por su parte, las *líneas delgadas* corresponden a un perfil de masa con $R_{DM}=0.5$ kpc e inclinación $i=30^\circ$ (*línea continua*) y 45° (*línea discontinua*).



de galaxias enanas (véase, e.g. Tomita et al. 1997, Petrosian et al. 1997). En dichos trabajos se han sugerido diferentes mecanismos capaces de explicar dichas perturbaciones en el campo de velocidad global, caída de regiones H II hacia el disco de la galaxia (Saitō et al. 1992), vientos colectivos de explosiones de supernova o inhomogeneidades en la distribución de gas ionizado (véase la Secc. 6.1).

Sin embargo, el perfil de velocidad de estas estructuras, con mínimos y máximos pronunciados (véanse las Figuras 6.1b,e,f y 6.19) y perfil de velocidad de la forma $v \propto \sqrt{1-x^2}$, delata la presencia de vientos colectivos de supernova. En este mismo sentido apunta el hecho de que dichas estructuras se localicen en regiones de elevada fuerza de brote (véase la Secc. 5.2.4).

Figura 6.9: Mapa de velocidad radial Fabry-Pérot. Las coordenadas están referidas al centro de las isofotas externas en banda *R* de Johnson.

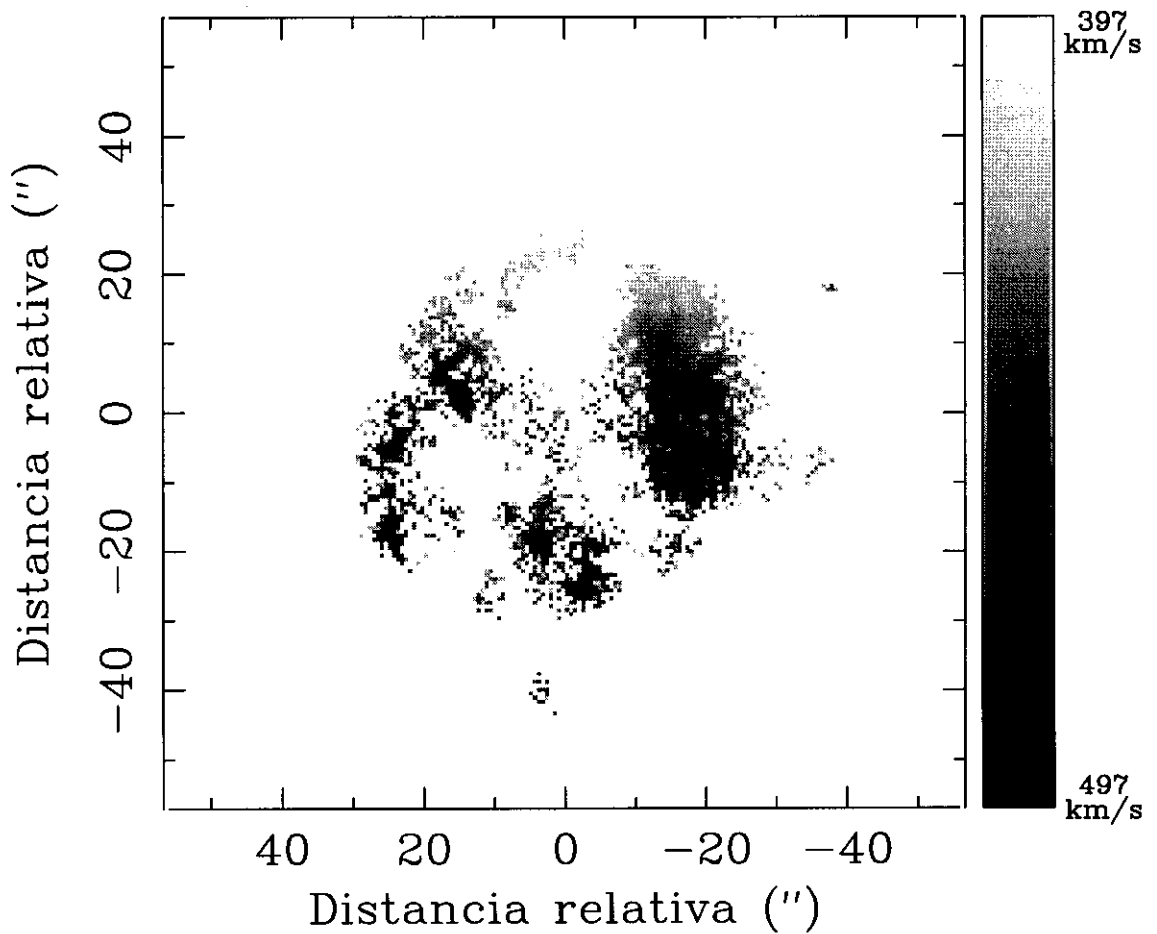


Figura 6.10: Mapa de velocidad radial predicho para $\alpha=1$ kpc e inclinación $i=30^\circ$ (*superior*) y mapa de residuos (*inferior*) obtenido tras sustraer a este mapa el mapa de velocidad radial mostrado en la Figura 6.9. Las coordenadas están referidas al centro de las isofotas externas en banda R de Johnson.

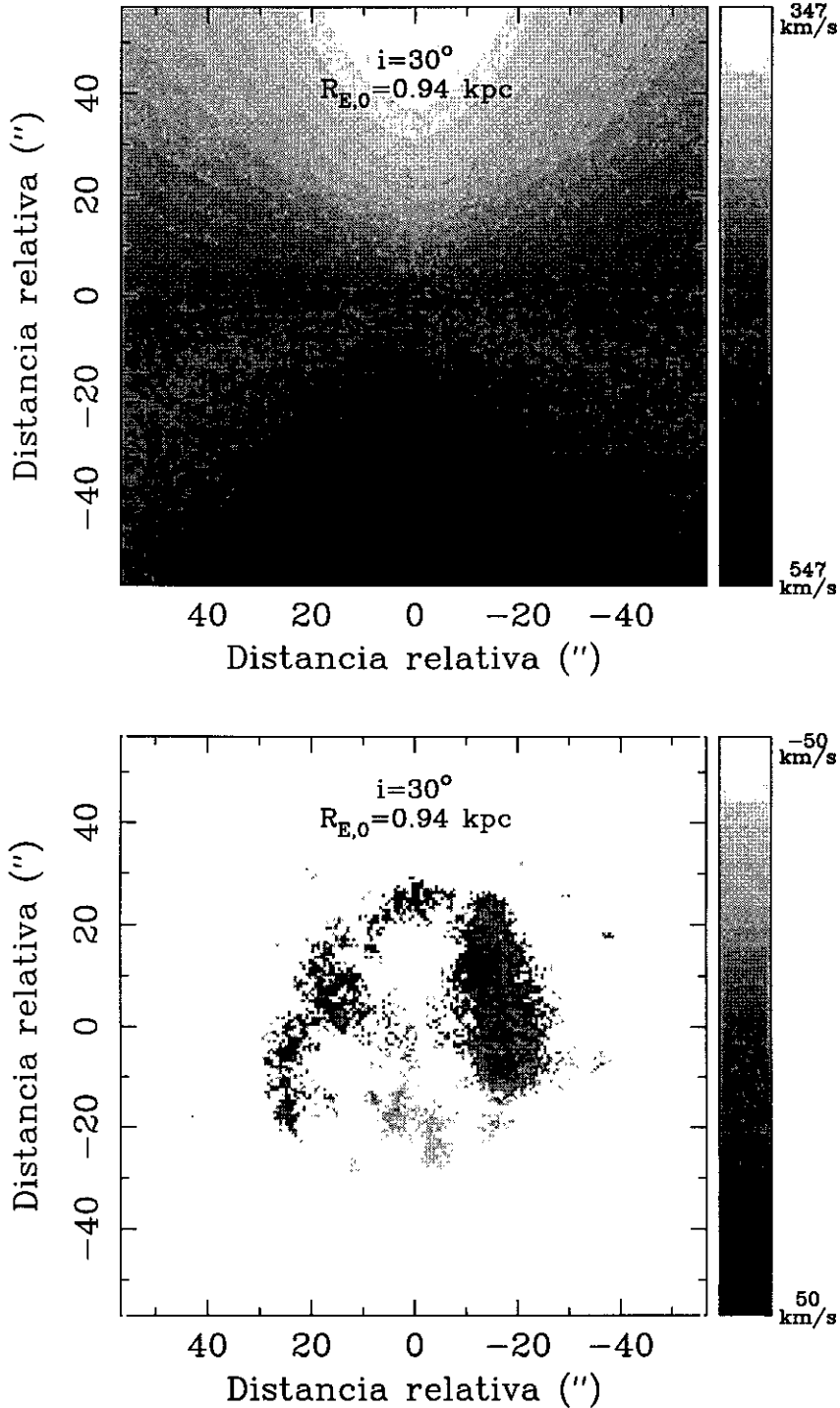


Figura 6.11: Mapa de velocidad radial predicho para $\alpha=1$ kpc e inclinación $i=45^\circ$ (*superior*) y mapa de residuos (*inferior*) obtenido tras substraer a este mapa el mapa de velocidad radial mostrado en la Figura 6.9. Las coordenadas están referidas al centro de las isofotas externas en banda R de Johnson.

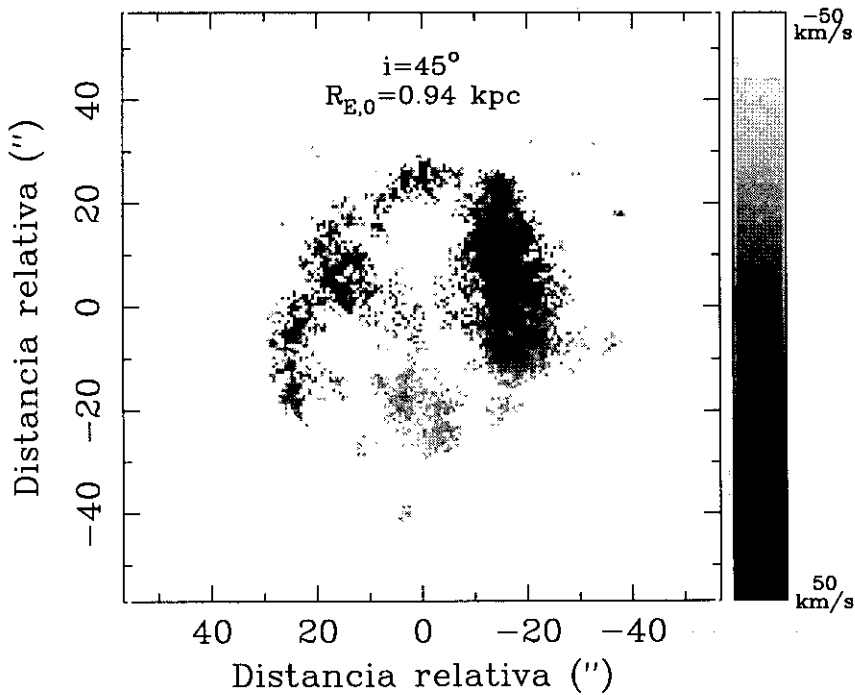
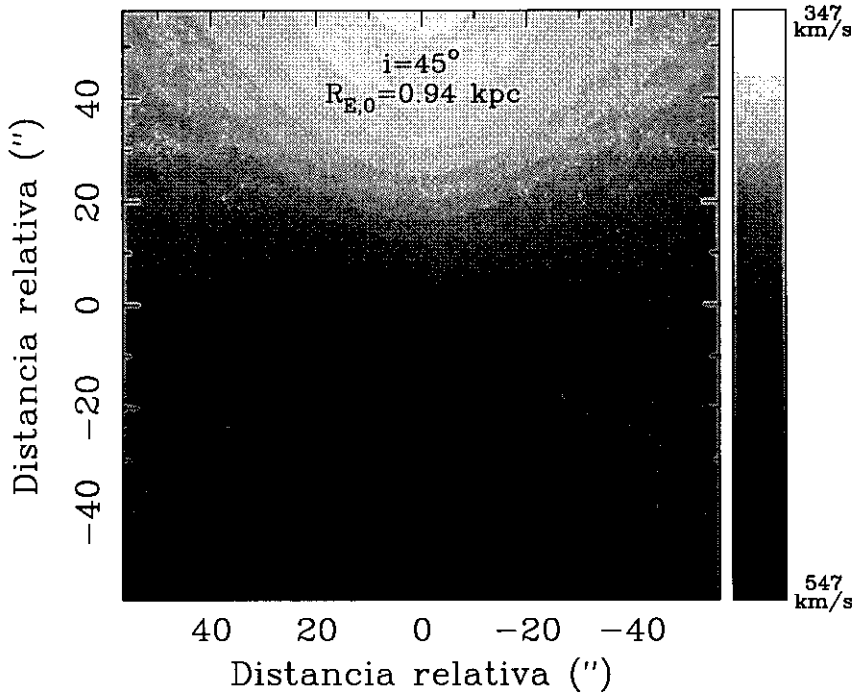


Figura 6.12: Mapa de velocidad radial predicho para $R_{DM}=1$ kpc e inclinación $i=60^\circ$ (*superior*) y mapa de residuos (*inferior*) obtenido tras sustraer a este mapa el mapa de velocidad radial mostrado en la Figura 6.9. Las coordenadas están referidas al centro de las isofotas externas en banda R de Johnson.

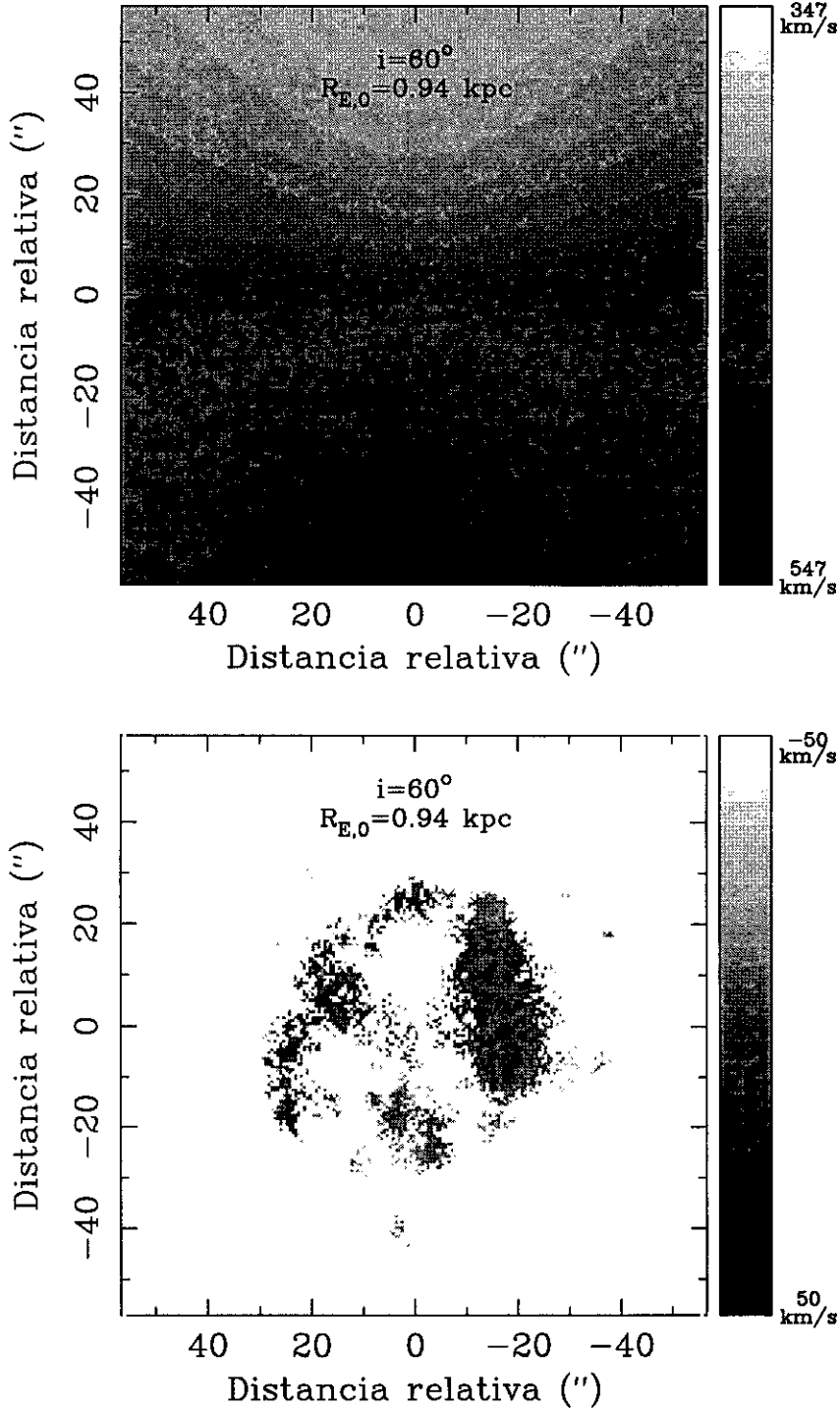


Figura 6.13: Mapa de velocidad radial predicho para $R_{DM}=0.5$ kpc e inclinación $i=30^\circ$ (*superior*) y mapa de residuos (*inferior*) obtenido tras substraer a este mapa el mapa de velocidad radial mostrado en la Figura 6.9. Las coordenadas están referidas al centro de las isofotas externas en banda R de Johnson.

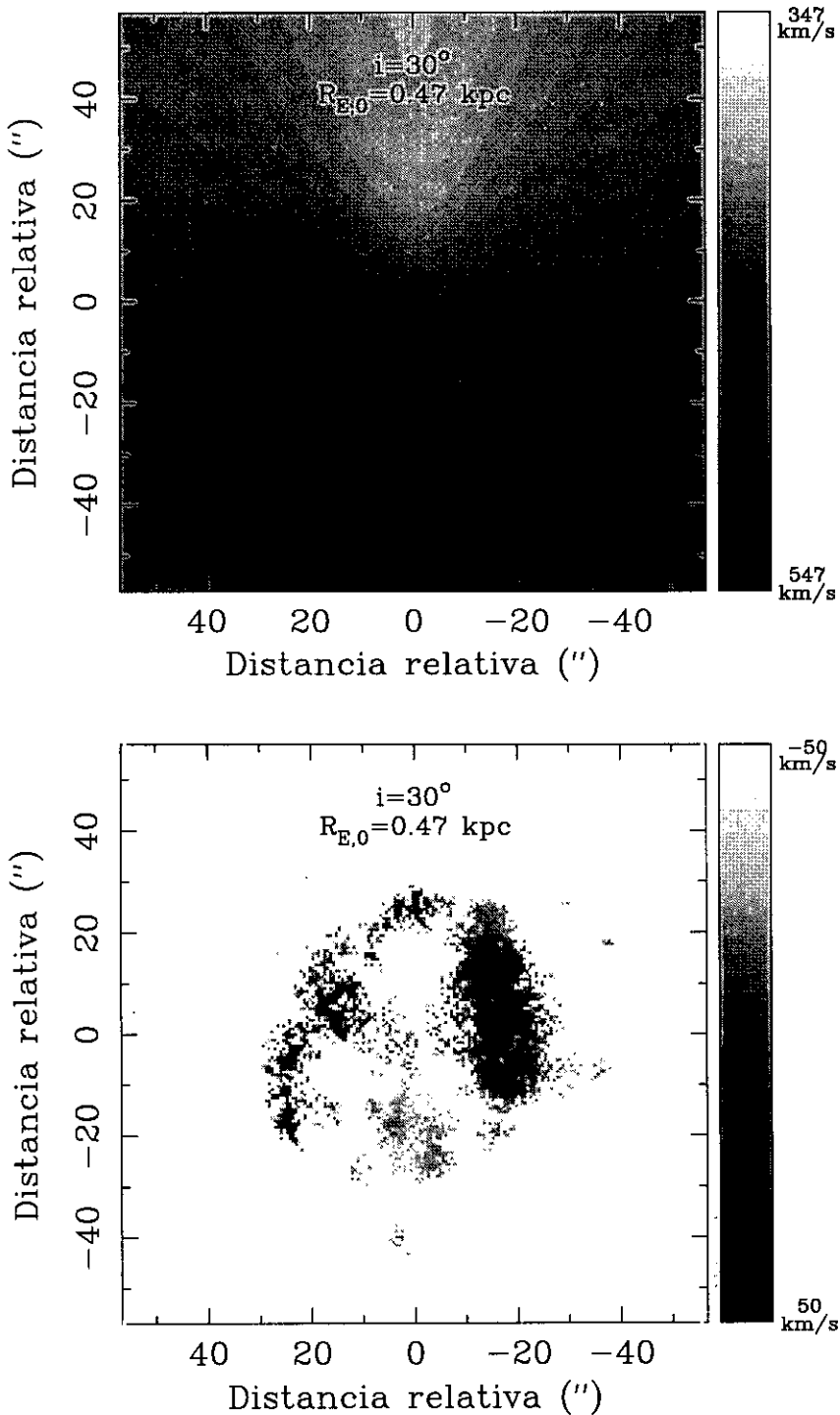


Figura 6.14: Mapa de velocidad radial predicho para $R_{DM}=0.5$ kpc e inclinación $i=45^\circ$ (*superior*) y mapa de residuos (*inferior*) obtenido tras sustraer a este mapa el mapa de velocidad radial mostrado en la Figura 6.9. Las coordenadas están referidas al centro de las isofotas externas en banda R de Johnson.

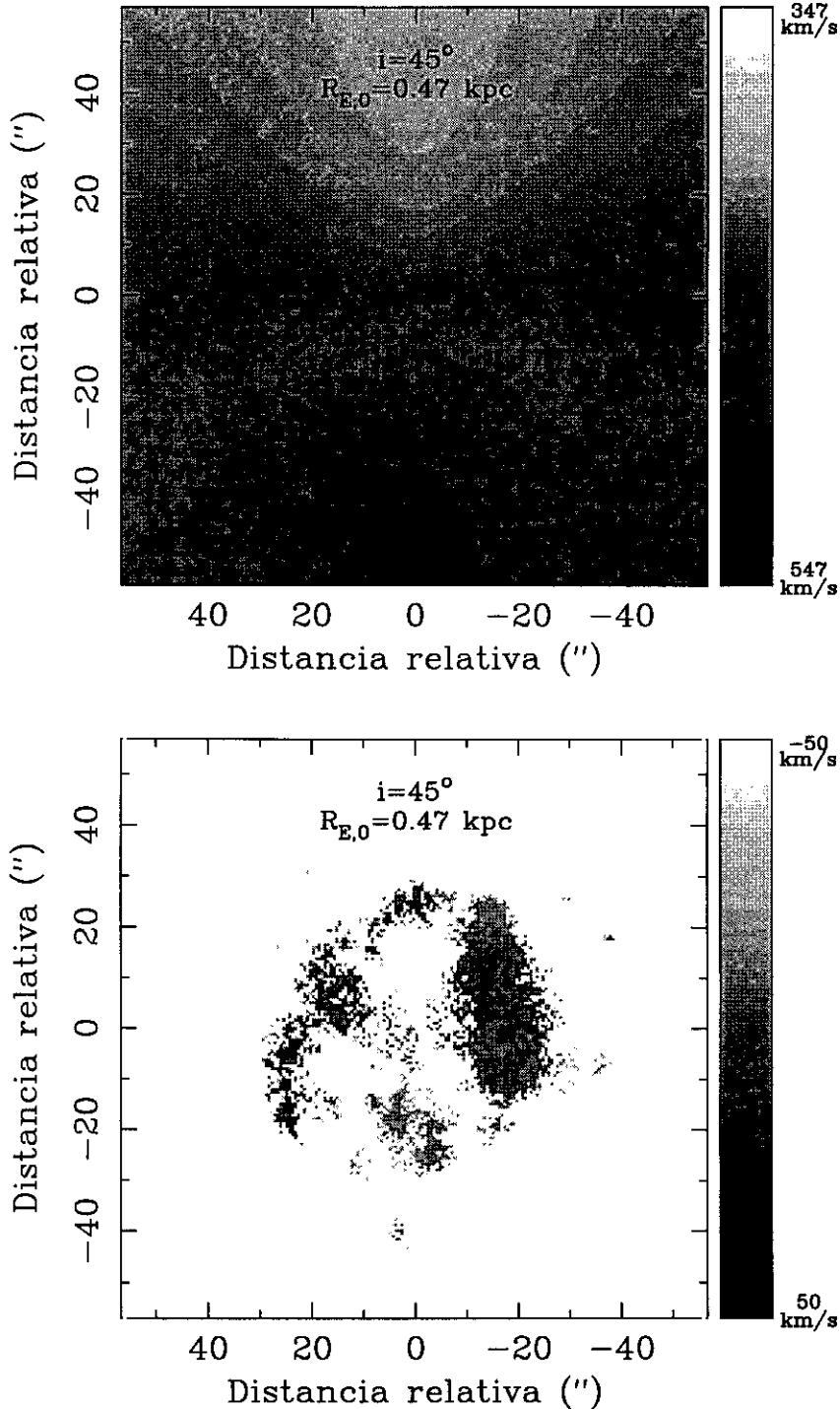


Figura 6.15: Mapa de velocidad radial predicho para $R_{DM}=0.5$ kpc e inclinación $i=60^\circ$ (*superior*) y mapa de residuos (*inferior*) obtenido tras substraer a este mapa el mapa de velocidad radial mostrado en la Figura 6.9. Las coordenadas están referidas al centro de las isofotas externas en banda R de Johnson.

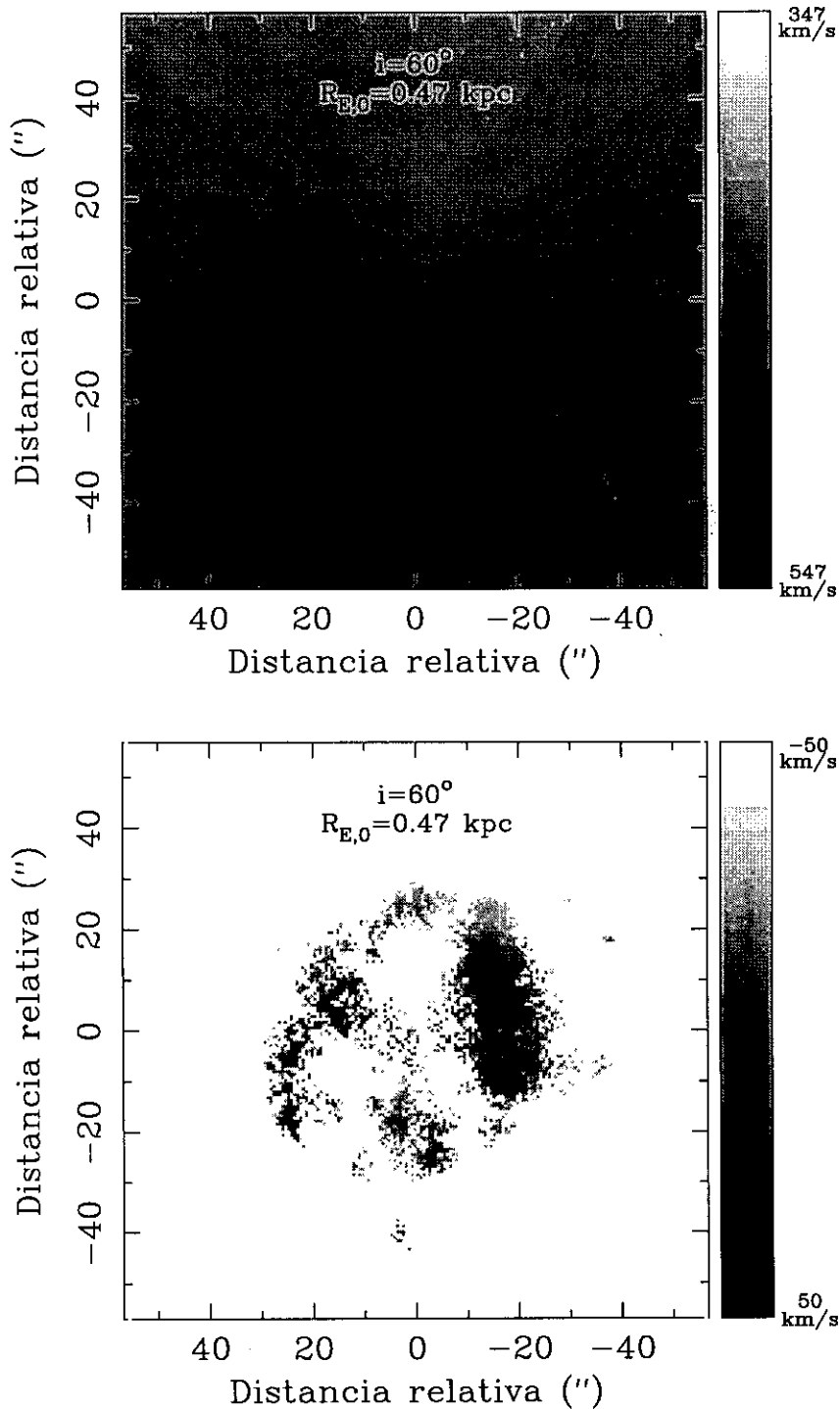
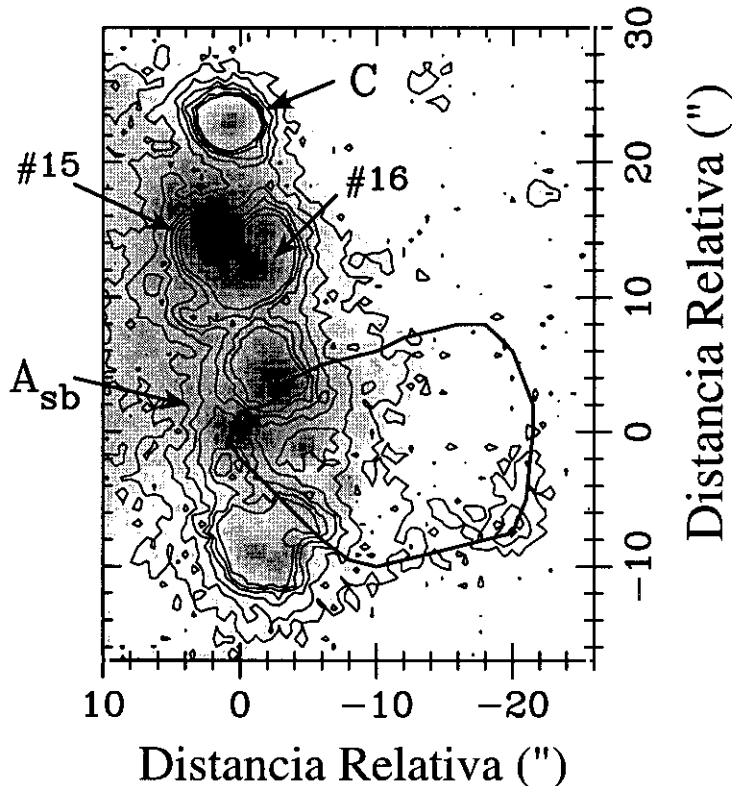


Figura 6.16: Región correspondiente a la burbuja Mrk 86-A en banda B (escala de grises) y en $H\alpha$ (contornos). Los límites mostrados corresponden a los datos en el trabajo de Martin (1998) para esta misma burbuja.



6.2.1 Mrk 86-A

Usando espectroscopía *echelle* en la línea $H\alpha$ con una resolución espectral aproximada de 11 km s^{-1} (FWHM), Martin (1998) dedujo la presencia de una burbuja, denominada Mrk 86-A (A_{big}), que se extiende $22''$ (940 pc) hacia el oeste de la galaxia. Los parámetros físicos de esta burbuja se indican en la Tabla 6.2 (véase también la Figura 6.16). De acuerdo con los resultados de Martin (1998), consideraremos la región de formación estelar #42 como precursora de la burbuja Mrk 86-A.

Los valores obtenidos para la fuerza de brote y la masa estelar de esta región se muestran en la Tabla 5.2. Estos valores, al igual que en el caso de las regiones #70 y #18, son significativamente diferentes a aquellos dados por Gil de Paz et al. (1999a), debido principalmente (1) al uso de diferente conjunto de modelos (Bruzual

y Charlot 1996 vs. Leitherer y Heckman 1995), (2) la peor discretización en fuerza de brote de los modelos utilizados por Gil de Paz et al. (1999a; 1 dex en *b*) frente a los utilizados en este trabajo (0.04 dex en *b*), (3) la diferente función inicial de masa y (4) las diferentes aperturas utilizadas. En el caso de la masa estelar se une a esto el hecho de que las masas estelares dadas en Gil de Paz et al. (1999a) no están corregidas de apertura.

Finalmente, a partir de la velocidad de expansión y el radio de esta burbuja se dedujo su edad dinámico (asumiendo el modelo de expansión adiabática de Castor, Weaver y McCray 1975) mediante la expresión

$$t_{\text{dinamico}} = 0.6 \times r_{\text{burbuja}}/v_{\text{exp}} \quad (6.13)$$

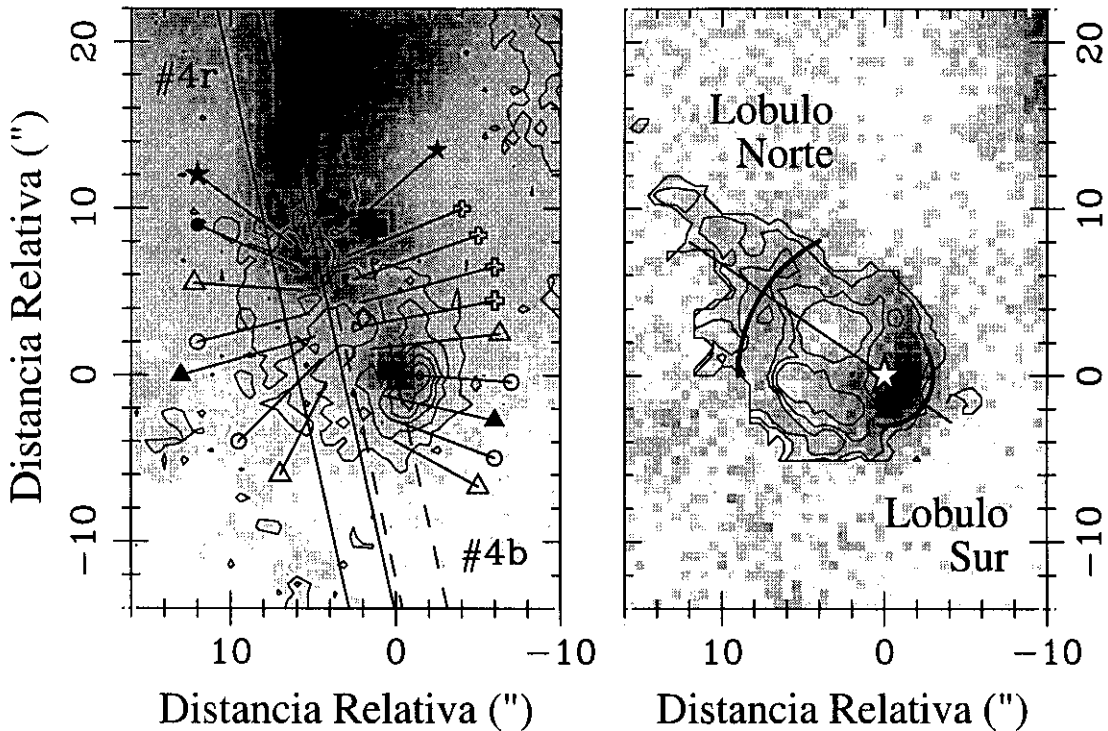
siendo r_{burbuja} y v_{exp} , respectivamente, el radio de la burbuja y su velocidad de expansión.

6.2.2 Mrk 86-B

A lo largo del perfil de velocidad radial de la rendija #4b se observó la presencia de un mínimo y máximo locales (véase la Figura 6.1). La diferencia entre ambos es de 68 km s^{-1} en velocidad (i.e. $v_{\text{exp}}=34 \text{ km s}^{-1}$) y $10''$ (430 pc) en distancia proyectada. El mínimo de velocidad se observa también en el perfil de velocidad radial de la rendija #4r. Asociada a estas peculiaridades cinemáticas se aprecia en la imagen $\text{H}\alpha$ una clara estructura en forma de burbuja (véase la Figura 6.17), que posee un tamaño físico de aproximadamente $750 \times 510 \text{ pc}^2$. Esta estructura recuerda a las observadas en otras regiones de I Zw 18 (Martin 1996), M 82 (Heckman, Armus y Miley 1990) y NGC 1705 (Marlowe et al. 1995). Asumiendo que el mínimo y máximo de velocidad radial observados corresponden a los dos lóbulos de una burbuja en expansión, la edad dinámica de esta burbuja, estimada como $t_{\text{dinamico}}=0.6 \times (r_S + r_N)/(v_S + v_N)$, fue de 6.5 Ma. La diferencia en tamaño entre ambos lóbulos es debida a la presencia de un fuerte gradiente de densidad, de modo que las regiones más densas se situarían hacia el sudoeste de la burbuja.

Es comúnmente aceptado que la luminosidad $\text{H}\alpha$ observada en burbujas en expansión es debida a fotoionización de los brotes de formación estelar precursores de dichas burbujas (Marlowe et al. 1995; Lehnert y Heckman 1996; Martin 1997), siendo la luminosidad $\text{H}\alpha$ de origen colisional irrelevante dentro del total de emisión $\text{H}\alpha$. Las luminosidades $\text{H}\alpha$ total medidas para estas burbujas fueron

Figura 6.17: *Izquierda:* Región correspondiente a la burbuja Mrk 86-B en banda B (escala de grises) y en $H\alpha$ (contornos). La máxima de emisión observado $1''$ al Este y $9''$ al Norte del origen de coordenadas es una estrella de campo. En esta figura se han marcado con símbolos especiales aquellas regiones cuya velocidad se muestra en las Figuras 6.1e y 6.1f *Derecha:* Burbuja Mrk 86-B en $H\alpha$ (escala de grises) y en $[O III]\lambda 5007/H\alpha$ (contornos). Las regiones de mayor ruido de este mapa de contornos han sido eliminadas artificialmente.



$L_{\text{H}\alpha}^{\text{North}}=4.7\times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$ y $L_{\text{H}\alpha}^{\text{South}}=2.5\times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$. Asumiendo que ambas burbujas se pueden reproducir por elipsoides de revolución, se pudieron obtener las superficies de los mismos, y de ahí las luminosidades colisionales aplicando la siguiente relación,

$$L_{\text{H}\alpha} \simeq S_{\text{burbuja}} n_0 v_{\text{exp}} \mathcal{F} h \nu_{\text{H}\alpha}, \quad (6.14)$$

donde n_0 es la densidad en hidrógeno neutro del medio sin perturbar, v_{exp} la velocidad de expansión de la burbuja, \mathcal{F} es el número de fotones $\text{H}\alpha$ producidos por átomo de hidrógeno chocado y $\nu_{\text{H}\alpha}$ es la frecuencia de los fotones $\text{H}\alpha$. Aplicando esta relación, las luminosidades colisionales predichas fueron $L_{\text{H}\alpha}^{\text{Norte}}=2.4\times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$ y $L_{\text{H}\alpha}^{\text{Sur}}=1.6\times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$, es decir, del orden del 10 y del 1 por ciento, respectivamente, de las luminosidades totales medidas. Se asumió un \mathcal{F} de 0.1, lo que corresponde al valor predicho por los modelos de Shull y McKee (1979) para un choque de 50 km s^{-1} . Se adoptó una densidad ambiente hidrógeno neutro de $n_0=0.3 \text{ cm}^{-3}$, que coincide con el valor utilizado por Marlowe et al. (1995) para una muestra de galaxias enanas y con el obtenido asumiendo el perfil de hidrógeno neutro descrito en la Secc. 6.1.3 para una distancia galactocéntrica de 1.2 kpc.

Debido a la incertidumbre en la obtención del perfil de hidrógeno neutro, el valor de n_0 podría ser significativamente mayor, $\sim 1 \text{ cm}^{-3}$, lo que aumentaría la fracción de emisión $\text{H}\alpha$ colisional. En cualquier caso, esta contribución sería despreciable en el caso del lóbulo sur (~ 3 por ciento) y no llegaría a dominar la luminosidad $\text{H}\alpha$ total en el lóbulo norte (< 30 por ciento).

Situado a $3''$ (130 pc) hacia el noreste del lóbulo sur de la burbuja (coincidiendo en el origen de coordenadas de la Figura 6.17) se sitúa la región #70, que asumiremos fue la precursora de esta burbuja. La comparación de los colores medidos con las predicciones de los modelos para esta región dió como resultado una edad de 12 Ma, una fuerza de brote de $b=0.1$ y una masa estelar (corregida de apertura) de $7.7\times 10^5 M_{\odot}$. Puesto que la emisión $\text{H}\alpha$ está dominada por fotoionización, el cociente entre la luminosidad de ambos lóbulos debe estar relacionada con el ángulo sólido subtendido por cada lóbulo desde la región #70. Asumiendo simetría de revolución para ambos lóbulos, se obtiene que $\Omega_{\text{Sur}}/\Omega_{\text{Norte}}=5.5$ ($\Omega_{\text{Sur}}=6.6 \text{ sr}$ y $\Omega_{\text{Norte}}=1.2 \text{ sr}$), valor muy similar al cociente $L_{\text{H}\alpha}^{\text{Sur}}/L_{\text{H}\alpha}^{\text{Norte}}=5.3$. En el panel derecho de la Figura 6.17 se muestran los ángulos subtendidos para cada lóbulo y la posición de la fuente de la radiación ionizante. El hecho de que estos cociente sean similares implica también que no existe una gran diferencia entre el número de fotones ionizantes perdidos o absorbidos por polvo en ambos lóbulos.

Tabla 6.2: Parámetros físicos de las burbujas. La edad dinámica y luminosidades $H\alpha$ colisionales de estas regiones se obtuvieron aplicando las Ecuaciones 6.13 y 6.14, respectivamente.

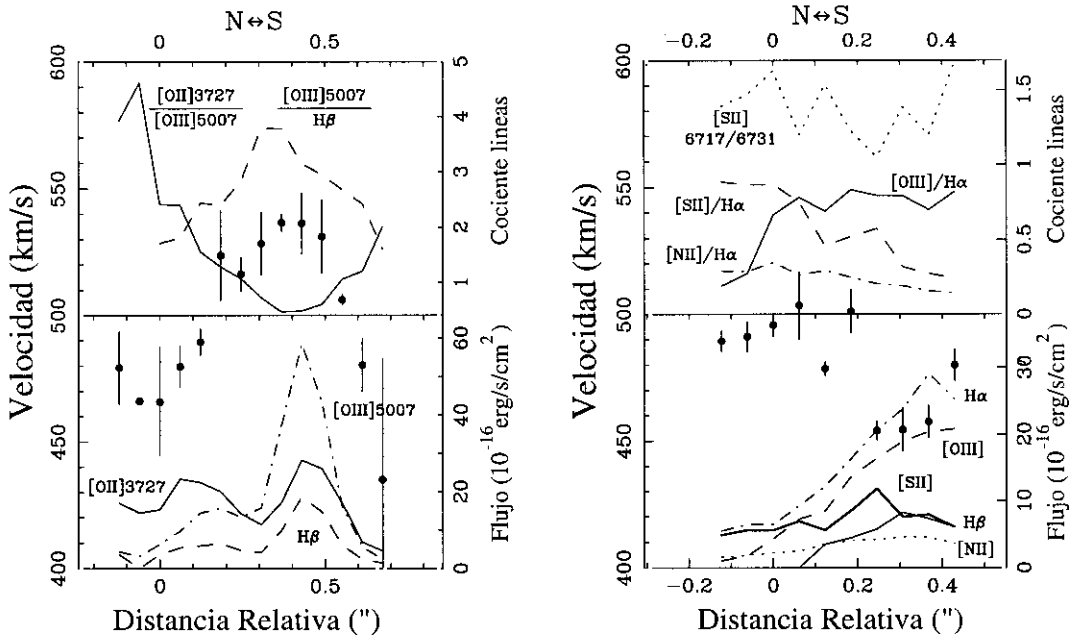
		A§	B (lóbulos N/S)	C
AR(B1950)		08 ^h 09 ^m 40 ^s .0	08 ^h 09 ^m 42 ^s .3	08 ^h 09 ^m 41 ^s .1
DEC(B1950)		46°08'25".0	46°08'6".5	46°08'52".6
r_{burbuja}	(pc)	944	558/190	110
v_{exp}	(km s ⁻¹)	47	40/28	17
t_{din}	(Ma)	12	6.5	4
dE/dt_{cin}	(erg s ⁻¹)	1.2×10^{40}	$2.5/0.1 \times 10^{39}$	8×10^{36}
$L_{H\alpha}$	(erg s ⁻¹)	7×10^{37}	$0.5/2.5 \times 10^{38}$	1.7×10^{39}
m_B		17.12	17.77	17.65
Edad†	(Ma)	14.2	11.5	7.7
b^\dagger		~0.01	~0.01	~0.01
Z^\dagger	(Z_\odot)	~0.25	~0.10	~0.10
Masa†	(M_\odot)	11×10^4	6×10^4	5×10^4
$dE/dt_{\text{cin}}^\dagger$	(erg s ⁻¹)	2.2×10^{39}	1.4×10^{39}	9×10^{38}
Edad‡	(Ma)	13	12	5
b^\ddagger		0.05	0.09	0.02
Z^\ddagger	(Z_\odot)	0.4	0.02	0.2
Masa‡	(M_\odot)	6×10^5	8×10^5	1.5×10^5
$L_{H\alpha}$ colis.	(erg s ⁻¹)	9×10^{36}	$2.4/1.7 \times 10^{36}$	2.3×10^{35}

§ Datos tomados de Martin (1998) convertidos a $H_0=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

† Datos tomados de Gil de Paz et al. (1999a).

‡ Véase la Tabla 5.2.

Figura 6.18: Perfiles de velocidad (*círculos rellenos*) y cocientes de líneas a lo largo de la burbuja Mrk 86-B para las rendijas #4b (*izquierda*) y #4r (*derecha*). Las distancias relativas están referidas a las mismas regiones que los paneles e y f de la Figura 6.1.



Con el fin de determinar la importancia de los choques como mecanismo de excitación del gas se estudiaron diferentes cocientes de líneas a lo largo de la burbuja, $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$, $[O III]\lambda 5007/H\beta$, $[N II]6584/H\alpha$ y $[S II]\lambda\lambda 6717,6731/H\alpha$. En el caso del lóbulo sur se obtuvieron cocientes de $\log([O II]/H\beta)$ y $\log([O II]/[O III])$ iguales y de valor igual a 0.3. Estos valores pueden ser reproducidos mediante modelos de fotoionización (véase la Figura 5.6) de bajo parámetro de ionización ($\log U \simeq -4$; Martin 1997). Sin embargo, en el caso de las regiones más distantes del lóbulo norte, los altos valores del cociente $\log([O II]/[O III]) \simeq 0.6$, $\log([N II]/H\alpha) \simeq 0.5$ y $\log([S II]/H\alpha) \simeq 0$ (véase la Figura 6.18) medidos sugieren la presencia de un mecanismo adicional de excitación (Lehnert y Heckman 1996; Martin 1997; véase la Secc. 5.2.5). Estos cocientes pueden ser reproducidos teniendo en cuenta la emisión predicha por los modelos de Shull y McKee (1979) para un choque de velocidad 90 km s^{-1} . Este resultado es, así mismo, consistente con la mayor luminosidad $H\alpha$ debida a colisiones predicha para el lóbulo norte de esta burbuja.

6.2.3 Mrk 86-C

Finalmente, en los espectros de alta resolución #7R y #8R se pudo apreciar la presencia de un mínimo de velocidad radial (véase la Figura 6.19). Dicho mínimo se localiza en una región de intensa emisión $H\alpha$ que corresponde con el nodo de formación estelar #18. Si suponemos que este mínimo de velocidad está asociado a la parte de una burbuja en expansión (Mrk 86-C) que se está acercando hacia nosotros, podremos deducir sus parámetros físicos, $r_{\text{burbuja}}=110$ pc y $v_{\text{exp}}=17.3$ km s⁻¹, ajustando las velocidades radiales en torno al mínimo mediante una ley de expansión isótropa,

$$v_x = v_{\text{exp}} \sqrt{1 - \frac{x^2}{r_{\text{burbuja}}^2}}. \quad (6.15)$$

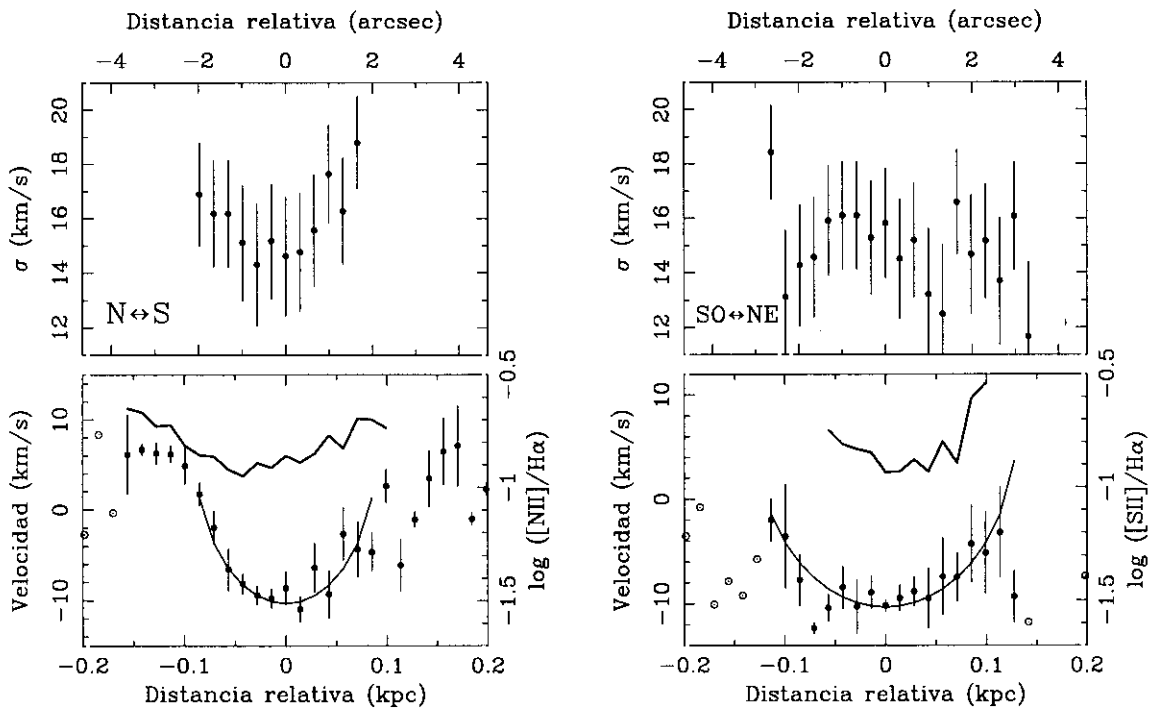
La velocidad v_x se obtuvo substrayendo del perfil de velocidad radial la componente correspondiente al gradiente de velocidad global. El hecho de que solo observemos la región más próxima de la burbuja ha de ser causado por la existencia de una alta extinción en las regiones internas de la burbuja o por la presencia de un fuerte gradiente de densidad hacia la zona donde debería expandirse el lóbulo más alejado de la burbuja.

A partir de los parámetros obtenidos y suponiendo simetría esférica se estimó la contribución de la luminosidad $H\alpha$ debida a colisiones, que resultó ser 2.7×10^{35} erg s⁻¹, es decir aproximadamente un 0.02 por ciento de la luminosidad $H\alpha$ total (véase la Tabla 6.2). Por lo tanto, también en esta región la luminosidad $H\alpha$ es debida principalmente a fotoionización.

Finalmente, se estudió la variación de los cocientes de líneas $[\text{N II}]/H\alpha$ y $[\text{S II}]/H\alpha$ a lo largo de las rendijas #7R y #8R (véase la Figura 6.19). Estos cocientes varían desde aproximadamente 0.1 en regiones próximas al brote de formación estelar a valores de en torno a 0.25 ($[\text{N II}]/H\alpha$) y 0.30 ($[\text{S II}]/H\alpha$), respectivamente, en las regiones externas y de menor brillo superficial en $H\alpha$. El aumento observado en estos cocientes hacia las regiones más externas de la burbuja se explica por la disminución del parámetro de ionización debida a la dilución del campo de radiación con la distancia (Martin 1997; véase también Shields y Filippenko 1990).

Debido a la alta resolución espectral alcanzada con los espectros #7R y #8R pudimos medir la dispersión de velocidades en la burbuja Mrk 86-C. En primer lugar se determinó la resolución espectral a partir de la anchura de las líneas de cielo y de la lámpara de calibración, $\sigma_{\text{instrumental}}=16.4 \pm 2.1$ km s⁻¹. Midiendo enton-

Figura 6.19: Perfiles de velocidad y cocientes de líneas a lo largo de la burbuja Mrk 86-C para las rendijas #7R (izquierda) y #8R (derecha). *Panel superior*: Dispersión de velocidades corregida de anchura instrumental, $\sigma_{\text{instrumental}}$. *Panel inferior*: Los círculos rellenos representan las velocidades substraídas del gradiente de velocidad radial a gran escala. La *línea continua* muestra el mejor ajuste a una curva de la forma $v \propto \sqrt{1-x^2}$. Se muestra también la variación de los cocientes de líneas de $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ (izquierda) y $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ (derecha) a lo largo de la burbuja.



ces la anchura de las líneas de emisión en el espectro de esta región ($4''.6 \times 1''$) y substrayendo cuadráticamente la anchura instrumental, se obtuvo la dispersión de velocidades. Los valores obtenidos fueron $\sigma_{\#7R} = 16 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ y $\sigma_{\#8R} = 15 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$. Se estudió, así mismo, la variación de la dispersión de velocidades a lo largo de las rendijas #7R y #8R (véase la Figura 6.19). Por último, calculamos los valores medios de la dispersión de velocidades de la burbuja a lo largo del eje espacial de la rendija en intervalos de 0.33 , 1 y $2''$. Los valores obtenidos fueron 17 ± 3 y $14.9 \pm 1.6 \text{ km s}^{-1}$ en intervalos de $0''.33$, respectivamente para los espectros #7R y #8R, 18 ± 5 y $15.4 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ para intervalos de $1''$, y 19 ± 5 y $15.2 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ para intervalos de $2''$. Las pequeñas diferencias obtenidas permiten asegurar que la dispersión de velocidades punto a punto es similar a la medida globalmente para toda la

región. Finalmente, se estimó la dispersión de velocidades turbulenta, definida como la dispersión de velocidades substraída de la componente instrumental y térmica, es decir,

$$\sigma_{\text{turbulenta}}^2 = \sigma_{\text{observada}}^2 - \sigma_{\text{térmica}}^2 - \sigma_{\text{intrínseca}}^2 - \sigma_{\text{instrumental}}^2 \quad (6.16)$$

donde, asumiendo $\sigma_{\text{intrínseca, H}\alpha} = 7.1 \text{ km s}^{-1}$ (Hippelein 1986) para $T = 10^4 \text{ K}$, resulta una dispersión de velocidades turbulenta de 10.7 km s^{-1} y 10.0 km s^{-1} , respectivamente para los espectros #7R y #8R. Considerando que la velocidad del sonido en el gas ionizado es aproximadamente 12.8 km s^{-1} (Dyson y Williams 1980), la dispersión de velocidades σ_{sonido} sería 8 km s^{-1} (Fuentes-Masip 1997), por lo que puede concluir que la dispersión de velocidades en esta región es sónica o ligeramente supersónica.

6.3 Conclusiones

- El campo de velocidad global de Mrk 86 posee una velocidad angular central proyectada de $34 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$ con un ángulo de posición de aproximadamente $AP \simeq 5\text{-}12^\circ$ (eje de rotación con $AP \simeq 78\text{-}85^\circ$). El gradiente de velocidad disminuye progresivamente hacia las regiones más exteriores de la galaxia, de $34 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$ a $\sim 10 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$. Los perfiles de densidad obtenidos para cada una de las componentes de masa indican que la población estelar subyacente domina la masa total dentro de la extensión óptica de la galaxia. El cambio en el gradiente de velocidad en diferentes posiciones a lo largo del eje de rotación, así como el mapa de velocidad radial obtenido de observaciones Fabry-Pérot en el línea de $\text{H}\alpha$, sugieren que el gas ionizado está distribuido en un disco grueso inclinado aproximadamente 50° respecto al plano del cielo.
- Sobreimpuesto en este campo de velocidad global y asociados a regiones de intensa formación estelar (#26 y #27) se midieron gradientes en velocidad radial próximos a $70 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$. Estos valores pueden ser debidos a la existencia de regiones de alta densidad de masa o puede tratarse de objetos en proceso de fusión que presenta campos de velocidad independientes.
- Las observaciones llevadas a cabo revelaron la existencia de dos burbujas de gas en expansión, Mrk 86-B y Mrk 86-C. Las velocidades de expansión y tamaños deducidos para estas burbujas fueron $v_{\text{exp}} = 34 \text{ km s}^{-1}$ y $r_{\text{Mrk 86-B}} = 374 \text{ pc}$ para Mrk 86-B y $v_{\text{exp}} = 17 \text{ km s}^{-1}$ y $r_{\text{Mrk 86-C}} = 120 \text{ pc}$ para Mrk 86-C. Estas estructuras se formaron por la interacción de los vientos de estrellas masivas y ex-

plosiones de supernova originadas en las regiones de formación estelar #70 y #18 con el medio circundante. Estas regiones presentan bajas metalicidades y edades respectivas de 12 y 4.5 Ma y masas estelares de 7.7×10^5 y $1.5 \times 10^5 M_{\odot}$ (véase la Secc.5.2.4). La emisión $H\alpha$ de dichas burbujas es debida principalmente a fotoionización, representando aproximadamente el 90 por ciento de la emisión observada. Los cocientes de líneas medidos son también reproducibles asumiendo que la emisión es debida a fotoionización, salvo en las regiones más externas del lóbulo norte de Mrk 86-B, donde parece que la contribución de ionización por choques es comparable, aunque algo menor, a la debida a fotoionización.

- Se estudiaron también las propiedades del brote de formación estelar precursor de la burbuja Mrk 86-A descubierta por Martin (1998). Los colores óptico-infrarrojos medidos corresponden a una región de 13 Ma de edad, metalicidad sub-solar y fuerza de brote del 5 por ciento.
- La dispersión de velocidades turbulenta de la región Mrk 86-C es sónica o ligeramente supersónica, con $\sigma_{\text{turbulenta}} \simeq 10 \text{ km s}^{-1}$.

Historia de la formación estelar en Mrk 86

A lo largo de los capítulos precedentes hemos estudiado las propiedades de la galaxia compacta azul Mrk 86. Este estudio ha puesto de manifiesto que esta galaxia posee, al menos, tres poblaciones estelares diferenciadas:

- **Población subyacente:** Presenta un perfil de brillo superficial exponencial y unos colores característicos de una población estelar de entre 5 y 10 Ga de edad y metalicidad menor que solar. El perfil de masa deducido para esta componente domina el perfil de masa total de la galaxia hasta distancias del orden de 4 kpc.
- **Starburst central:** La fuerza de brote deducida para este *starburst* es del orden del 20 por ciento para una edad de 30 Ma y una masa total en estrellas de $1.5 \times 10^7 M_{\odot}$.
- **Regiones de formación estelar reciente:** Estas regiones presentan fuerzas de brote (~ 2 por ciento) y edades (5-13 Ma) mucho menores que las obtenidas para la componente *starburst*.

Por otro lado, a lo largo de este trabajo se ha puesto en evidencia que esta galaxia presenta un importante déficit en materia oscura en relación con la materia estelar si se comparan nuestros resultados con los obtenidos para otras galaxias enanas (véase Moore 1994 y referencias allí citadas).

En este último capítulo plantaremos un escenario que pretende explicar la mayor parte de las propiedades observadas en esta galaxia. Basándonos en este escenario intentaremos comprender la evolución de la formación estelar en este objeto tanto a corto como a medio plazo. Finalmente, analizaremos la relevancia de las conclusiones extraídas en este trabajo dentro de la teoría de evolución de la galaxias enanas.

7.1 Formación estelar reciente en Mrk 86

La mayoría de las regiones de formación estelar reciente de Mrk 86 están localizadas en una barra orientada en dirección Norte-Sur situada $20''$ al este del centro de la galaxia y en una estructura en forma de arco que va desde el Sureste (regiones #58 y #64) hasta el Norte (regiones #13 y #16) del *starburst* central.

Tal y como se determinó en la Secc. 5.2.4 el rango de edad de las regiones de formación estelar es muy estrecho, no observándose además gradientes de edad significativos en estas estructuras. Esto sugiere la existencia de un mecanismo a gran escala que habría sido el responsable de la activación de la formación estelar hace aproximadamente 10 Ma.

Proponemos que este mecanismo de activación a gran escala está relacionado con la evolución de una burbuja originada hace aproximadamente 30 Ma por la deposición de energía cinética de la componente *starburst*. En el caso de algunas de las regiones de formación estelar más jóvenes, la activación podría estar relacionada con fenómenos de propagación a pequeña escala. Este es quizás el caso de los complejos formados por las regiones #26-#27, #26-#18, #58-#64 y #16-#13. Estos complejos se componen de una región de formación estelar de edad intermedia (~ 10 Ma) y un brote joven (≤ 5 Ma). Los mecanismos de activación en este caso serían similares a los descritos por Stewart et al. (1999) para el caso de la galaxia Holmberg II.

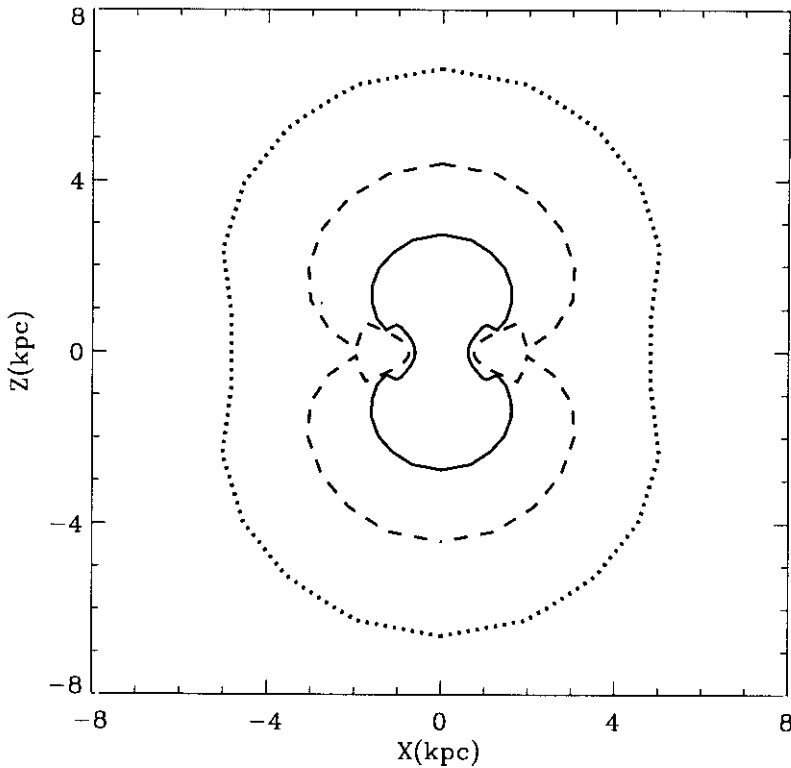
A continuación nos centraremos en la descripción del mecanismo propuesto para la activación de la formación estelar a gran escala. De acuerdo a los modelos de

Silich y Tenorio-Tagle (1998; véase también De Young y Heckman 1994), los vientos colectivos de supernova se expanden principalmente en la dirección perpendicular al disco de la galaxia, es decir, a lo largo de la dirección en la que la densidad del medio interestelar disminuye más rápidamente. La evolución de esta burbuja da lugar a la formación de una burbuja de gas interestelar que es arrastrado por la misma. Aproximadamente 25-30 Ma después del brote de formación estelar esta burbuja rodea las regiones internas y más densas del disco. En ese momento, la onda de choque es capaz de atravesar el disco debido a la menor densidad del medio uniéndose con su contrapartida al otro lado del disco de la galaxia. En la Figura 7.1 se muestra la evolución en el tiempo de la burbuja para el modelo A100 de Silich y Tenorio-Tagle (1998). Durante la fusión de las dos partes de la burbuja una fracción del gas interestelar arrastrado queda atrapado en una estructura en forma de toroide. En la Figura 7.2a se muestra la variación en la masa del gas interestelar arrastrado en función de la edad de la burbuja. El salto de $2 \times 10^8 M_{\odot}$ observado en esta figura corresponde a la masa que permanece asociada a dicho toroide. Este toroide, debido a la compresión sufrida hacia el plano de la galaxia, no participa en el movimiento global de expansión de la burbuja que lo originó. Si la densidad superficial de masa en este toroide fuera del orden de $5-10 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ dicha compresión podría dar lugar a la activación de la formación estelar (Skillman et al. 1987; Kennicutt 1989a; Taylor et al. 1994).

A fin de comprobar la validez de esta hipótesis, hemos comparado nuestros datos con el modelo A100 de Silich y Tenorio-Tagle (1998). Este modelo considera una galaxia con una masa total de $10^{10} M_{\odot}$ y un 10 por ciento de contenido en gas neutro sobre la que evoluciona una burbuja, y el que presenta unos parámetros más parecidos a los deducidos para Mrk 86. La energía total inyectada en esta burbuja sería $E_{\text{brote}}=10^{56}$ erg. Finalmente, este modelo considera una densidad central para el medio interestelar de $n_0=20.2 \text{cm}^{-3}$ con una metalicidad de $Z=0.3 Z_{\odot}$. El trabajo de Silich y Tenorio-Tagle (1998) predice un radio y época de formación para este toroide de 1.5 kpc y 25-30 Ma, respectivamente. Por su parte, la diferencia de edad deducida entre la componente *starburst* y las regiones de formación estelar más reciente, así como la distribución de las mismas, sugiere que el tiempo transcurrido para la formación del hipotético toroide debió ser alrededor de 20 Ma, siendo el radio del mismo del orden de 1 kpc.

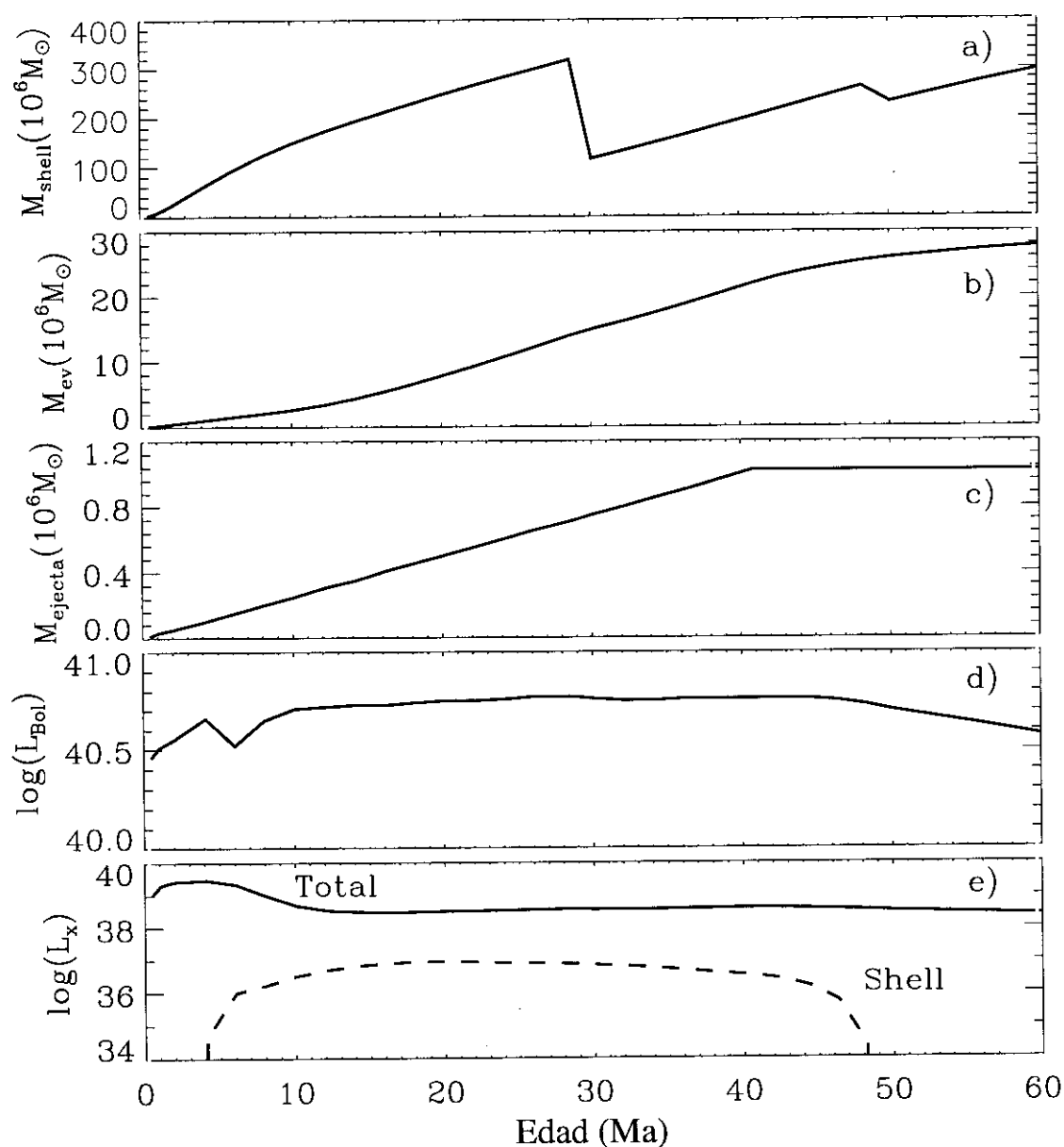
Las diferencias observadas entre las propiedades predichas por el modelo A100 de Silich y Tenorio-Tagle (1998) y las deducidas en el caso Mrk 86 pueden deberse a

Figura 7.1: Evolución de la burbuja descrita por el modelo A100 de Silich y Tenorio-Tagle (1998). Los contornos dibujados muestran la posición de la burbuja 14, 26 y 50 Ma después del brote de formación estelar (Figura 3a de Silich y Tenorio-Tagle 1998).



un diferente perfil de masa y ritmo de inyección de energía cinética. En particular, el ritmo medio de inyección de energía cinética obtenida para la componente *starburst* es ligeramente mayor. Así, asumiendo una masa estelar de $1.5 \times 10^7 M_{\odot}$, resulta ser $L \sim 2.5 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$. Este valor fue obtenido promediando el ritmo de deposición de energía proporcionado por los modelos de Leitherer y Heckman (1995) durante los 20 primeros millones de años de evolución de un brote de formación estelar de metalicidad $Z = 0.1 Z_{\odot}$. Por otro lado, el perfil de densidad del gas es mucho menos pronunciado en Mrk 86 que en el caso del modelo A100 de Silich y Tenorio-Tagle (1998). Es importante tener en cuenta que, si consideramos el efecto que la evolución de la burbuja pueda haber tenido sobre la distribución del medio interestelar, la distribución inicial de gas en Mrk 86 pudo haber sido similar a la asumida para el modelo A100 de Silich y Tenorio-Tagle (1998).

Figura 7.2: Evolución con el tiempo de la burbuja A100. El panel a) muestra la cantidad de medio interestelar arrastrada por la burbuja en función del tiempo, mientras que los paneles c) y d) representan la materia depositada en el interior de la burbuja proveniente de la materia arrastrada por la burbuja y de las explosiones de supernova, respectivamente. Por último, los paneles e) y f) muestran, respectivamente, las luminosidades de la burbuja bolométrica y en rayos X (adaptada de la Figura 4 de Silich y Tenorio-Tagle 1998).



Por último, tal y como sugiere el propio Prof. S. Silich (comunicación privada), el aumento en el ritmo de deposición de energía cinética puede acelerar la formación del toroide de gas, dando lugar a tiempos de evolución y tamaños menores. Este hecho, sin embargo, es fuertemente dependiente del perfil de masa que se asuma para la galaxia.

La densidad superficial de gas del toroide, adoptando una anchura de 500 pc y una masa de $2 \times 10^8 M_{\odot}$, sería aproximadamente $64 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$. Este valor se sitúa entre los medidos en los discos de las galaxias espirales y en galaxias *starburst* detectadas en el infrarrojo (véase Kennicutt 1998). Usando la masa estimada por Silich y Tenorio-Tagle (1998) para este toroide y calculando, a partir de los datos suministrados en la Tabla 5.2, la masa estelar de las regiones de formación estelar reciente ($\sim 10^7 M_{\odot}$), es posible estimar la eficiencia necesaria para convertir este gas en estrellas. El valor que se obtiene, en torno al 5 por ciento, es similar al medido por Kennicutt (1998) en los discos de galaxias normales.

Finalmente, es importante señalar que el tiempo transcurrido entre el brote de formación estelar asociado a la componente *starburst* y la formación del toroide de gas neutro, 20 Ma, es mucho menor que el período de rotación de la galaxia, que es aproximadamente 140 Ma. Por lo tanto, el tiempo transcurrido es insuficientemente para que cualquier rotación diferencial residual pudiera haber destruido este toroide. El período de rotación de la galaxia se obtuvo asumiendo una velocidad angular proyectada de $34 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ y un ángulo de inclinación del eje de rotación respecto al plano del cielo de 40° (véase la Secc. 6.1 y Gil de Paz et al. 1999a).

El escenario descrito en este apartado es similar al observado en otras galaxias enanas con formación estelar, aunque en nuestro caso a una escala mayor. Así, en el caso de la burbuja LMC4, perteneciente a la Gran Nube de Magallanes (LMC, del inglés *Large Magellanic Cloud*), se observan claramente dos arcos de cúmulos estelares jóvenes situados sobre los bordes de la misma. En el centro de esta burbuja se localizan un conjunto de estrellas supergigantes y variables Cefeidas de aproximadamente 30 Ma de edad (Efremov y Elmegreen 1998). Un estudio similar para el caso de la burbuja DEM192, también perteneciente a la LMC, fue llevado a cabo por Oey y Smedley (1998). Los resultados descritos a lo largo de esta sección y las secciones precedentes aparecen también en Gil de Paz et al. (1998, 1999b, 2000b, 2000c)

7.2 Formación estelar en Mrk 86 hace 30 Ma

Bajo el escenario descrito anteriormente las propiedades de Mrk 86 hace aproximadamente 30 Ma serían muy similares a las que se observan en las galaxias compactas azules nucleadas (nE BCDs). Estas galaxias presentan un brote de formación estelar central muy masivo superpuesto a una componente evolucionada de bajo brillo superficial careciendo prácticamente de componente *plateau* (véase, e.g. Papaderos et al. 1996a y referencias allí citadas). A partir de las predicciones de nuestros modelos de síntesis evolutiva se deduce que la luminosidad predicha para la componente *starburst* hace 30 Ma en banda *B* sería al menos un factor 3 mayor, con lo que la magnitud absoluta de dicha componente, substraída de la emisión de la población subyacente, debería ser $M_B < -15$.

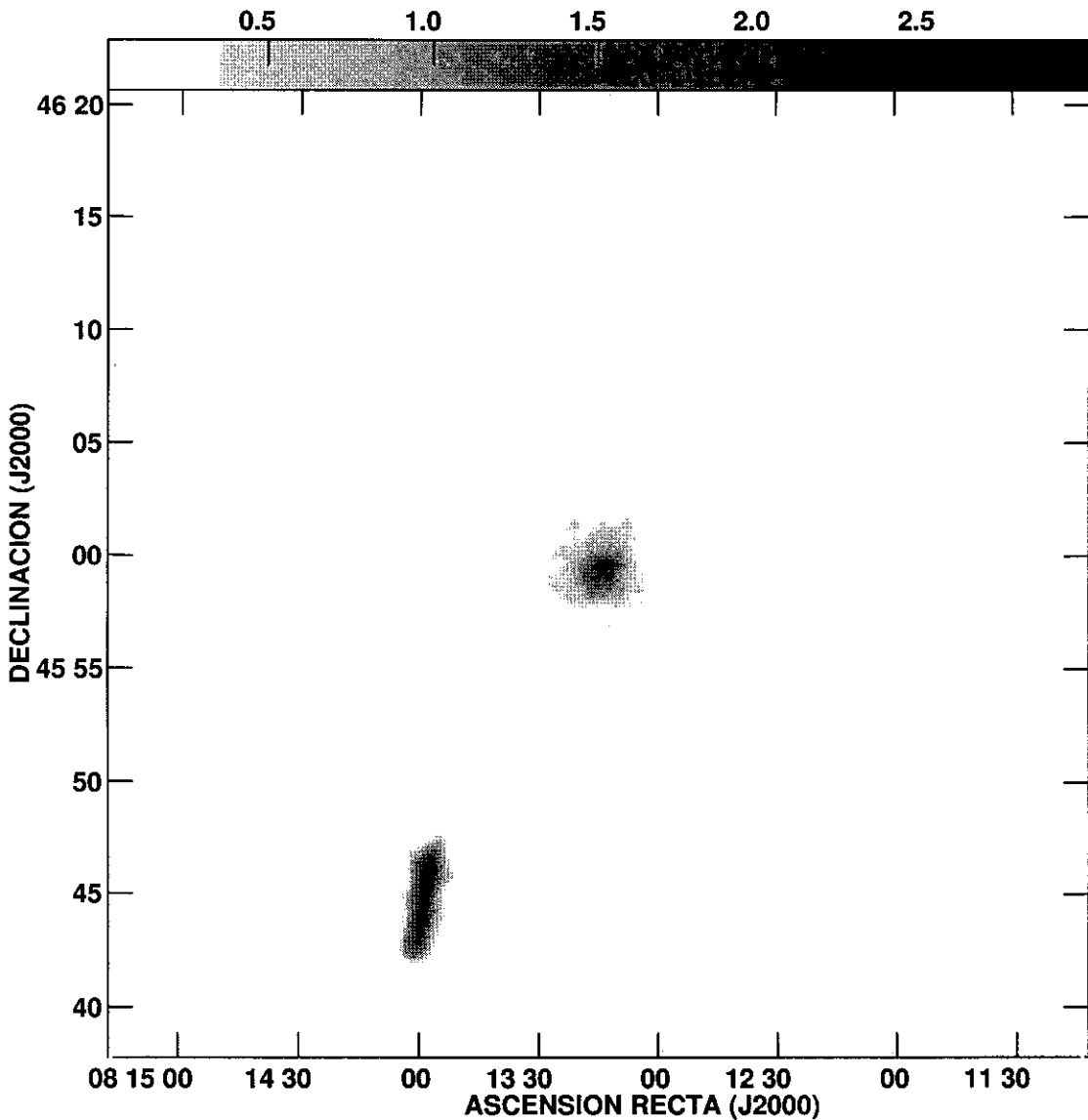
Es por tanto factible que exista una conexión evolutiva entre las galaxias compactas azules nE y las tipo iE como Mrk 86. Es necesario, sin embargo, extender este tipo de análisis detallado a un mayor número de galaxias compactas azules, tal y como se propone en el Capítulo 8 dentro del conjunto de proyectos futuros relacionados con este trabajo de tesis doctoral.

Por otro lado, el hecho de asumir que la formación estelar más reciente observada en Mrk 86 se debe a la evolución de una burbuja originada en la componente *starburst* sólo consigue que trasladar en el tiempo la cuestión acerca del mecanismo de regulación de la formación estelar en galaxias como Mrk 86. Por eso, a lo largo de esta sección, estudiaremos los principales mecanismos que podrían haber sido responsables de la activación de la formación estelar en la componente *starburst* de Mrk 86.

En primer lugar se analizó la posibilidad de que la formación estelar asociada a la componente *starburst* tuviera su origen en la evolución de un brote de formación estelar de edad intermedia. Sin embargo, a lo largo de este estudio no se han encontrado evidencias para una población estelar de edad intermedia con estas características, salvo quizás en el caso de la región #26.

Dicha región muestra un campo de velocidad peculiar, con un gradiente de velocidad bastante pronunciado y mucho mayor al observado en regiones limítrofes. Tal y como se comentó en el Capítulo 6, existen dos posibles explicaciones para este hecho. Por un lado, que este gradiente sea debido a la presencia de una zona de alta densidad dentro de la galaxia, y por otro, que pertenezca a un objeto independiente

Figura 7.3: Mapa de intensidad en la línea de 21 cm obtenido con el red de antenas VLA (configuración D) cortesía de E. Wilcots. El Norte en esta figura se sitúa arriba y el Este a la izquierda. La escala de grises varía entre 0.025 y $3 \text{ kJy m s}^{-1} \text{ haz}^{-1}$ (véase la barra situada sobre la figura), siendo el tamaño del haz a mitad de potencia de $46''$ (HPBW, del inglés *Half Power Beam Width*). La galaxia de canto situada al sureste de Mrk 86 es UGC 4278.



de masa muy pequeña que se encuentre en proceso de fusión con Mrk 86. El proceso de fusión en este caso podría haber sido el responsable de la activación de la formación estelar en la componente *starburst* de Mrk 86 (véase Barnes y Hernquist 1992). Sin embargo, la distribución a gran escala del gas neutro en la galaxia (véase la Figura 7.3; cortesía de E. Wilcots) parece indicar que si dicho proceso de fusión tuvo realmente lugar debió ocurrir hace mucho tiempo, probablemente hace varios períodos orbitales.

Es conveniente, por tanto, estudiar otros posibles mecanismos capaces de explicar la activación de la formación estelar ocurrida hace aproximadamente 30 Ma en esta galaxia. Taylor et al. (1994) sugirieron que en la mayor parte de las galaxias compactas azules la causa responsable de la regulación de la formación estelar parece ser la interacción o aproximación entre dos galaxias distantes. A lo largo de los últimos años gran número de trabajos (Barnes y Hernquist 1992; Taylor et al. 1994; Mihos y Hernquist 1996) han puesto en evidencia que este tipo de encuentros distantes son capaces de producir la caída de grandes cantidades de gas neutro desde las regiones más externas de las galaxias hacia su centro. Este flujo de masa sería particularmente efectivo en el caso de Mrk 86, debido a su bajo contenido en materia oscura.

Dicha interacción podría así mismo explicar el bajo contenido en materia oscura deducido para esta galaxia. Mediante el uso de modelos químico-dinámicos basados en la aproximación SPH (del inglés *Smoothed Particle Hydrodynamics*) Berczik y Kravchuk (1999) demostraron que una galaxia enana sometida al potencial de una galaxia tipo Vía Láctea es capaz de perder, debido a fuerzas de marea, gran parte de su contenido en materia oscura en un breve lapso de tiempo. El gas, sin embargo, debido a su naturaleza disipativa, permanecería asociado a la galaxia (véase Berczik 1999).

El primer objeto que podría estar perturbando mediante fuerzas de marea el medio interestelar de Mrk 86 es NGC 2537A ($\alpha(2000)=8^{\text{h}}13^{\text{m}}40^{\text{s}}.9$; $\delta(2000)=+45^{\circ}59'41''$). Sin embargo, tanto los datos de espectroscopía óptica de Heyd & Wiyckoff (1992) como el mapa de hidrógeno neutro que se muestra en la Figura 7.3 ponen de manifiesto que este objeto es claramente una galaxia de fondo, por lo que no podría ser responsable de la activación de la formación estelar en la componente *starburst*. Por tanto, el objeto que con mayor probabilidad podría estar interaccionando con Mrk 86 es la galaxia UGC 4278 ($\alpha(2000)=8^{\text{h}}13^{\text{m}}58^{\text{s}}.8$; $\delta(2000)=+45^{\circ}44'36''$). Este objeto es una galaxia espiral prácticamente de canto situada a una distancia pro-

yectada de Mrk 86 de aproximadamente 43 kpc (véase la Figura 7.4). La velocidad heliocéntrica de recesión de esta galaxia es 553 km s^{-1} (Goad y Roberts 1981; véase también Schneider y Salpeter 1992). Tanto en el mapa de intensidad de la línea de 21 cm como en la imagen en banda *R* de Johnson mostrados en las Figuras 7.3 y 7.4 ponen en evidencia que, en caso de estarse produciendo efectivamente dicha interacción, la distancia entre las dos galaxias no debió ser mucho menor en el pasado, pues no existen signos de un encuentro cercano.

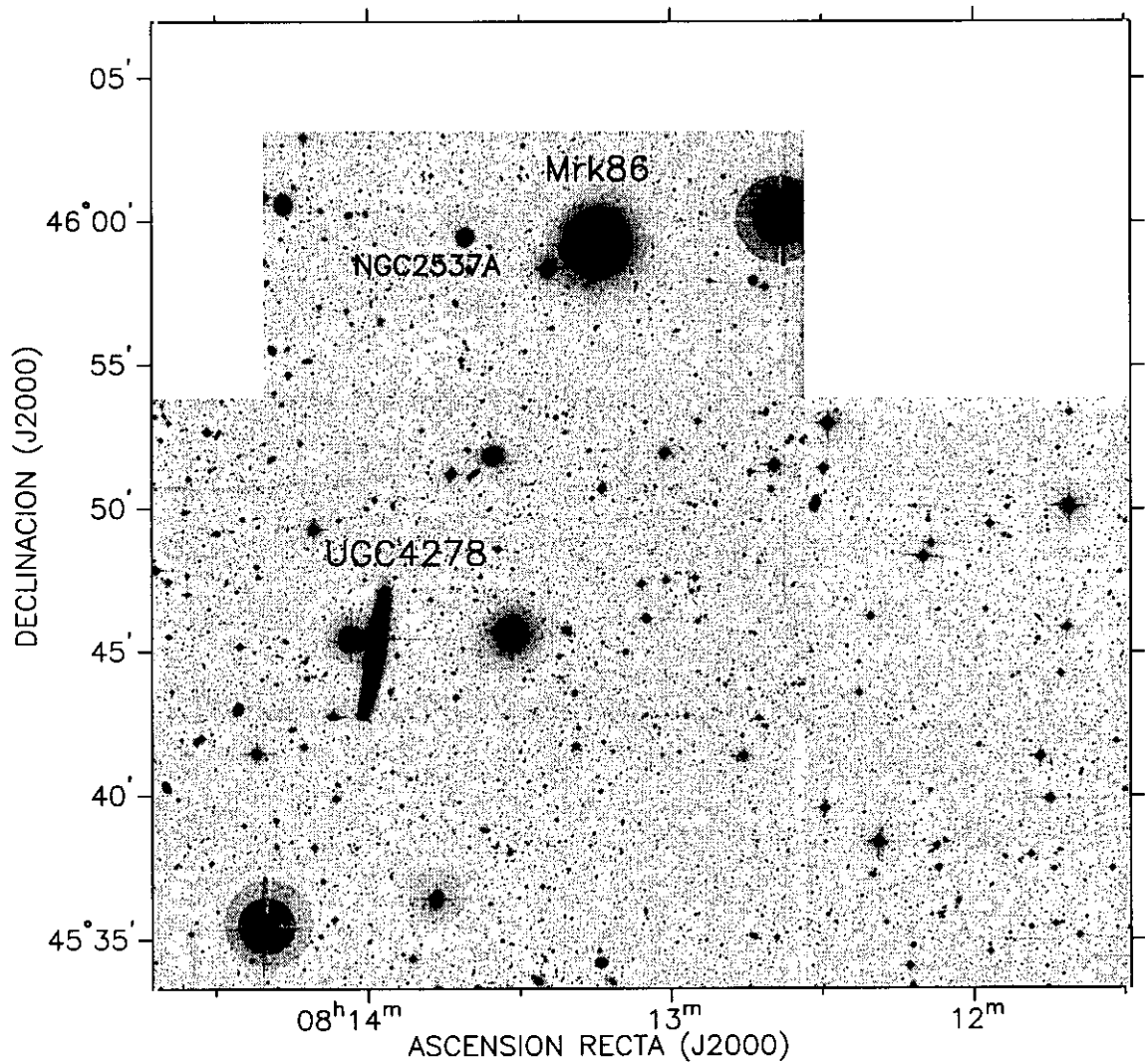
El siguiente paso debería ser estimar la cantidad de masa en gas que esta interacción sería capaz de hacer llegar hasta las regiones centrales de la galaxia, determinando, así mismo, la eficiencia requerida para que dicho gas diera lugar a la formación de hasta $1.5 \times 10^7 M_{\odot}$ de estrellas jóvenes. Sin embargo, la ausencia de estudios teóricos sobre interacción de galaxias enanas que modelicen además la formación de estrellas nos ha impedido obtener resultados más cuantitativos. El hecho de que este tipo de interacciones, tal y como sugieren Taylor et al. (1994), puedan ser las responsables de la formación estelar en la mayor parte de las galaxias compactas azules, es algo que ha de ser determinado mediante el estudio detallado de un gran número de sistemas y de la correspondiente modelización de los mismos.

Sin embargo, a partir de la magnitud en la banda *I* y la anchura de la línea de 21 cm ($10^{2.220 \pm 0.019} \text{ km s}^{-1}$) de la galaxia UGC4278 y aplicando la calibración de la relación Tully-Fisher dada por Giovanelli et al. (1997) se deriva una velocidad peculiar para esta galaxia de -253 km s^{-1} . De este modo, la velocidad radial referida a la radiación de fondo de microondas será 968 km s^{-1} (R. Giovanelli, comunicación privada). Por tanto, la distancia que se deduce podría oscilar entre unos 13 Mpc (para $h_{100}=0.75$) y 20 Mpc (para $h_{100}=0.5$). Este valor es muy diferente del que Sharina et al. (1999) deducen para Mrk 86 (6.9 Mpc) a partir de la medida de las magnitudes de las tres estrellas azules más brillantes, con lo que no es posible asegurar que estas dos galaxias formen en efecto un sistema ligado o se encuentren en interacción.

7.3 Formación estelar en el pasado

A lo largo de este trabajo nos hemos centrado básicamente en el estudio de la historia de la formación estelar en Mrk 86 a corto y medio plazo. A continuación analizaremos brevemente las principales conclusiones que se pueden extraer de este

Figura 7.4: Imagen en banda R de Johnson obtenida con la cámara de gran campo (WFC) del telescopio INT. En esta figura se han marcado las posiciones de las galaxias Mrk 86, NGC 2537A y UGC 4278. La escala de esta imagen es $0''.333 \text{ pixel}^{-1}$.



trabajo acerca de la historia de la formación estelar más a largo plazo. En particular nos centraremos en las propiedades deducidas para la población estelar subyacente de la galaxia y sus implicaciones respecto a la formación y evolución de las galaxias enanas.

Mori et al. (1997) propusieron que este tipo de galaxias enanas pudieron haberse formado a consecuencia de la evolución de una burbuja de gas en expansión, en modo similar a como hemos supuesto que se ha producido la propagación de la formación estelar más reciente en Mrk 86. Este mecanismo de formación habría dado lugar a importantes gradientes de metalicidad y consecuentemente también gradientes de color. No parece que dicho mecanismo de formación pudiera haber tenido lugar en este objeto, o no al menos en la forma en la que proponen Mori et al. (1997), a la vista de los gradientes de color deducidos para Mrk 86. Esta misma conclusión se puede extraer del trabajo de Papaderos et al. (1996b), en el cual se obtuvieron perfiles de color prácticamente planos en las regiones externas de una muestra de BCDs. Así mismo, en el caso de las galaxias elípticas enanas o galaxias esferoidales los trabajos de Gorgas et al. (1997) y Martínez-Delgado (1999) han puesto de manifiesto que los gradientes de índices espectroscópicos o colores son muy pequeños o incluso negativos, pero en cualquier caso inferiores a los que deberían observarse si el modelo propuesto por Mori et al. (1997) fuera válido.

A partir de la forma de los perfiles de brillo superficial de la componente estelar subyacente en estas galaxias es posible establecer la apariencia de estos objetos en las largas etapas interbrote. Tal y como se dijo en el Capítulo 1, determinar de modo inequívoco la apariencia de estos objetos durante dichas etapas y la posibilidad de que las propiedades de los mismos en dicha fase fuera similar a la observada en otras variedades de galaxias enanas sería de vital importancia a la hora de determinar la evolución pasada y futura de estos objetos y del conjunto de galaxias enanas. En la Figura 1.3 se mostraron los parámetros de los perfiles de brillo superficial en banda B de diferentes galaxias enanas. Se representaron los resultados obtenidos por Binggeli y Cameron (1991) y Drinkwater y Hardy (1991) para una muestra para galaxias elípticas enanas, los resultados de Patterson y Thuan (1996) para una muestra de galaxias irregulares, así como los resultados del trabajo de Papaderos et al. (1996a, 1996b). A la vista de la Figura 1.3 (véase también Papaderos et al. 1996b), la escala espacial deducida para el perfil de brillo superficial exponencial de esta componente es significativamente diferente de la obtenida para el resto de galaxias enanas. Esto mismo sucede en el caso del brillo superficial central extrapolado, $\mu_{E,0}$, que es menor

(más brillante) en el caso de las galaxias BCD que en el resto de las galaxias.

Papaderos et al. (1996b) sugirieron que esta diferencia en la distribución de la población estelar subyacente está probablemente asociada con la presencia de eventos de formación estelar muy masivos en las regiones centrales de estas galaxias. Así, estos autores propusieron que la formación estelar central podría producir una expansión adiabática de la distribución de masa estelar. Dicha redistribución de la población estelar subyacente daría lugar al suavizado de los perfiles de brillo superficial observados. Bajo este escenario una galaxia BCD podría cambiar sus propiedades estructurales lo suficiente como para evolucionar hacia una galaxia dI o dE. Por su parte, la caída de gas hacia las regiones centrales de las galaxias dI provocaría una evolución contraria a la descrita previamente, pronunciándose los perfiles de brillo superficial de la galaxia. Eventualmente además, dependiendo de la masa de gas acretada, esta galaxia podría albergar un episodio de intensa formación estelar, convirtiéndose así en una galaxia BCD.

Resumen, conclusiones y proyectos futuros

A lo largo de este trabajo se estudió la historia de la formación estelar a corto, medio y largo plazo de la galaxia compacta azul Mrk 86 con la ayuda de imágenes en diferentes bandas óptico-infrarrojas ($BVRJHK$, $H\alpha$, $[O III]\lambda 5007$) y espectros ópticos de resolución intermedia y alta. Esta galaxia, como prototipo de las galaxias compactas azules iE, presenta un gran número de regiones de formación estelar distribuidas sobre toda la superficie óptica de la galaxia, lo que nos ha permitido indagar sobre los posibles mecanismos de activación y propagación de la formación estelar en las galaxias BCD.

A partir de la medida de los colores y flujos de las líneas de emisión se determinaron las edades, fuerzas de brote, excesos de color y abundancias metálicas de las diferentes poblaciones estelares. Para ello fue necesario desarrollar un conjunto de modelos de síntesis evolutivas para regiones de formación estelar, así como, un procedimiento de comparación entre modelos y observables. El procedimiento de comparación desarrollado garantiza que las soluciones obtenidas representan adecuadamente las propiedades de las poblaciones estelares estudiadas, permitiendo además conocer y cuantificar las posibles degeneraciones existentes entre estas

propiedades.

Este procedimiento fue empleado también para estudiar la historia de la formación estelar reciente en un conjunto de 67 galaxias de la exploración UCM. Las imágenes ópticas (r), infrarrojas (JK') y espectros ópticos obtenidos nos permitieron determinar la edad, fuerza de brote, abundancia metálica y masa estelar total de las mismas. La fiabilidad de este método de comparación a la hora de analizar sistemas globales hace del mismo una potente herramienta para el estudio de las poblaciones estelares en galaxias a alto desplazamiento al rojo.

El análisis de las poblaciones estelares y cinemática de la galaxia BCD Mrk 86 nos ha permitido profundizar significativamente en el conocimiento de los mecanismos de activación y propagación de la formación estelar en este tipo de galaxias, determinando, así mismo, la importancia de las diferentes componentes de masa sobre su dinámica. Sin embargo, a pesar de las claves aportadas, existen aún importantes dudas respecto a algunas de las principales cuestiones relacionadas con estos temas. Con este fin se han puesto en marcha diferentes líneas de investigación que pretendemos desarrollar en un futuro próximo (véase la Secc. 8.2).

A continuación presentamos las conclusiones finales de este trabajo de tesis doctoral.

8.1 Conclusiones finales

Se ha estudiado la historia de la formación estelar a corto, medio y largo plazo de la galaxia compacta azul Mrk 86, así como la dinámica de su gas ionizado. Para llevar a cabo este estudio se desarrollaron un conjunto de modelos de síntesis evolutiva y un novedoso procedimiento de comparación entre modelos y observables.

- Empleando dicho procedimiento se analizaron en primer lugar tres poblaciones estelares diferenciadas:
 - i)* La población subyacente, que muestra un perfil de brillo exponencial, perfiles de color planos y una edad de entre 5 y 9 Ga.
 - ii)* Las regiones de formación estelar reciente, con edades entre 5 y 13 millones de años, fuerzas de brote del 1 por ciento y bajas metalicidades, de entre $1/10$ y $1/20 Z_{\odot}$.

Y finalmente,

- iii)* la componente *starburst*, situada en el centro de la galaxia, con una edad de 30 Ma, una fuerza de brote del 20 por ciento y una masa estelar de $1.5 \times 10^7 M_{\odot}$.
- El estrecho rango de edad así como la distribución espacial de las regiones de formación estelar más reciente apuntan hacia la existencia de un único mecanismo a gran escala responsable de la activación de esta formación estelar.
 - Debido a la elevada fuerza de brote y masa estelar de la componente *starburst*, esta región debió dar lugar durante su evolución a la formación de una burbuja de gas en expansión que estaría siendo calentada por los vientos de las estrellas masivas y las explosiones de supernova. Según los modelos hidrodinámicos de Silich y Tenorio-Tagle (1998), la evolución de esta burbuja debió dar lugar a la formación de un toroide de gas neutro a una distancia de entre 1 y 2 kpc unos 25 Ma después de la formación del *starburst*. Estos parámetros coinciden aproximadamente con la distancia y diferencia de edad medida entre dicha componente y las regiones de formación estelar más reciente.
 - Los mecanismos más factibles para la activación de la formación estelar en esta componente *starburst* son la fusión con una galaxia de pequeña masa o la interacción con la galaxia UGC 4278.
 - Por último, el estudio del campo de velocidad radial del gas ionizado en este objeto ha puesto de manifiesto que la población estelar subyacente domina la masa total y por tanto la dinámica dentro de la extensión óptica de la galaxia. La comparación de este campo de velocidad radial con diferentes perfiles de masa y diferentes distribuciones para el gas ionizado sugiere que este gas está probablemente confinado en un disco inclinado entre 30° y 40° respecto al plano del cielo. Esta distribución para el gas ionizado apoya el hecho de que la formación estelar más reciente hubiera tenido lugar en un toroide de gas neutro situado en torno a la componente *starburst*.

A partir de la aplicación del procedimiento de comparación descrito con anterioridad se analizó también la historia de la formación estelar reciente en un total de 67 galaxias de la exploración UCM. Esta comparación puso de manifiesto la fiabilidad de dicho procedimiento a la hora de estudiar las propiedades integradas de

las galaxias, haciendo del mismo una potente herramienta para la caracterización de las poblaciones estelares en galaxias a alto desplazamiento al rojo.

8.2 Líneas de investigación futura

8.2.1 Población estelar subyacente en galaxias compactas azules

Una de las principales cuestiones aún por resolver acerca de la naturaleza de las galaxias compactas azules se refiere a la naturaleza y propiedades de su población subyacente, básicamente sus propiedades estructurales y la posible presencia de gradientes de edad o metalicidad. Estas propiedades proporcionarían importantes claves para el conocimiento de los mecanismos de formación de las galaxias BCD. Desde Febrero de 1999 se han realizado observaciones ultraprofundas en el infrarrojo cercano (bandas JK') de una muestra de 10 galaxias compactas azules a lo largo de tres períodos de observación diferentes. La muestra seleccionada incluye 9 galaxias de campo procedentes de diferentes exploraciones, UCM1612+1308, UCM0148+2124, UCM1413+2446, UM334, UM496, CG222, CG779, CG541, SBS0136+328 y una galaxia de cúmulo VPC326.

Las observaciones se han llevado a cabo utilizando diferentes sistemas de óptica adaptativa (véase la Tabla 8.1), lo que permitirá segregar espacialmente la emisión procedente de la población subyacente y de las regiones de formación estelar más reciente. A partir de estas imágenes podremos determinar los perfiles de brillo superficial y de color de la componente subyacente hasta brillos superficiales del orden de 23 mag/arcsec^2 en J y 22 mag/arcsec^2 en K .

Simultáneamente con estas observaciones se obtuvieron espectros en el infrarrojo cercano para 5 objetos de esta muestra con el espectrógrafo CGS4 del telescopio UKIRT (2 noches en tiempo de servicio). Estos espectros permitirán delimitar la región con líneas de emisión, diagnosticar las propiedades del gas ionizado y estudiar las propiedades de la población subyacente a partir de la medida del índice de CO (Kleinmann y Hall 1986).

Tabla 8.1: Tabla de observaciones realizadas con óptica adaptativa (OA) en el infrarrojo cercano

Fecha	Telescopio	Cámara	OA	Noches
Febrero 1999	3.5m CAHA	OMEGA Cass.	ALFA	2
Enero 2000	3.5m CAHA	OMEGA Cass.	ALFA	2
Abril 2000	3.5m TNG	ARNICA	AdOpt	3
Noviembre 2000	3.5m CAHA	OMEGA Cass.	ALFA	2
Diciembre 2000 [†]	4.2m WHT	INGRID	NAOMI	2

[†]Solicitado

8.2.2 Imágenes multibanda y Fabry-Pérot de una muestra de galaxias BCD

A fin de generalizar los resultados obtenidos para Mrk 86 para una muestra representativa de galaxias BCD se pretenden tomar imágenes en diferentes bandas óptico-infrarrojas y de interferometría Fabry-Pérot de una muestra de 10 galaxias compactas azules. Se empleará para este análisis un procedimiento similar al utilizado en el caso de Mrk 86.

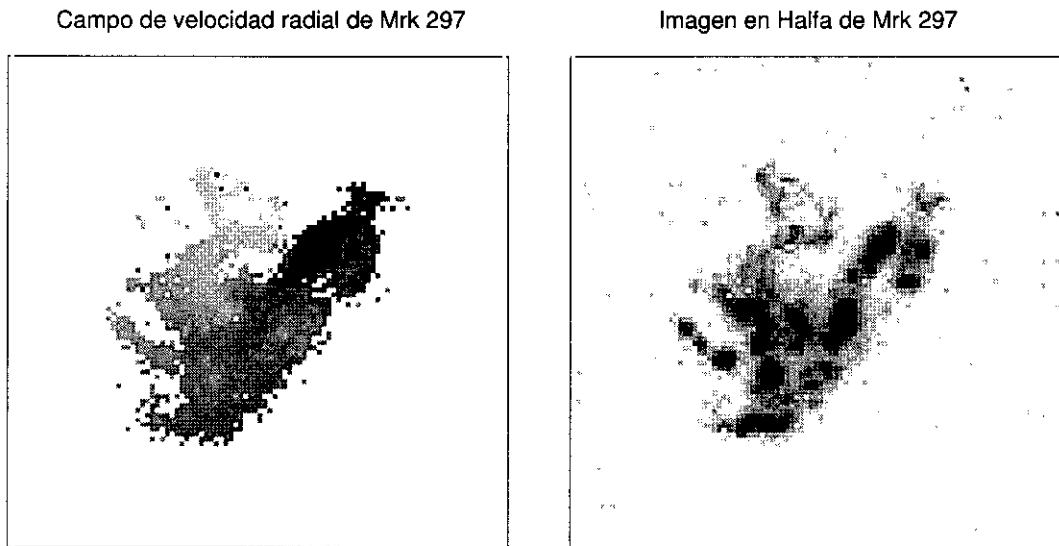
Hasta la fecha se han obtenido imágenes Fabry-Pérot en $H\alpha$ e imágenes infrarrojas en J y K de todas las galaxias. Para la mitad de la muestra se han obtenido además imágenes ópticas en las bandas BR y espectros *echelle* de alta resolución con el espectrógrafo HIRES del telescopio Keck-I (Gallego et al. 2000b). Las galaxias que forman esta muestra son UCM2304+1640, UCM0049-0006, UCM0148+2124, UCM1612+1308, UCM1646+2725, UCM2326+2435, UM306, UM374, Mrk 297 y Arp 262.

En la Figura 8.1 se muestra el campo de velocidad radial y de intensidad de línea de una de estas galaxias (Mrk 297; véase Papaderos et al. 1996a) obtenido a partir de las observaciones Fabry-Pérot en la línea $H\alpha$.

8.2.3 Estudio de cúmulos globulares jóvenes en Mrk 86

Por último, a pesar del exhaustivo estudio llevado a cabo en la galaxia BCD Mrk 86, existen algunas cuestiones referentes a este objeto cuya resolución pretendemos abor-

Figura 8.1: Campo de velocidad radial del gas ionizado de Mrk 297 (*izquierda*) y la imagen de intensidad en $H\alpha$ (*derecha*) obtenidas a partir de observaciones Fabry-Pérot con el instrumento TAURUS II del telescopio WHT.



dar en un futuro próximo. En particular, durante el desarrollo de este trabajo de tesis doctoral se puso de manifiesto la existencia de una población de regiones de formación estelar con intensas líneas de emisión pero muy débil continuo (véase el Capítulo 5).

La posición de estas regiones, a una gran distancia galactocéntrica, su baja luminosidad, pequeño tamaño y altas anchuras equivalentes ($\geq 300 \text{ \AA}$; deducidas a partir de nuestra imagen $H\alpha$) sugieren que podrían tratarse de cúmulos globulares en formación (Whitmore 2000). Estos cúmulos se habrían empezado a formar posiblemente a causa de una fusión galáctica o interacción reciente (véase la Secc. 7.3; véase también Puzia et al. 1999). Las propiedades de estas regiones recuerdan a las de los cúmulos globulares más jóvenes analizados por Östlin et al. (1998) en la galaxia Tololo 1924-416.

A fin de comprender los mecanismos de formación y enriquecimiento químico en estos objetos pretendemos determinar las abundancias metálicas del gas ionizado, su estado evolutivo y su masa dinámica, mediante la obtención de espectros ópticos de resolución intermedia (brazo azul) y alta (brazo rojo) con el espectrógrafo doble ISIS del telescopio WHT.

8.2.4 Estudio de la muestra UCM en la banda B

Como se mostró en el Capítulo 4, la medida de los colores óptico-infrarrojos y de la anchura equivalente de $H\alpha$ no permiten romper de manera completa las degeneraciones edad-metalicidad y edad-fuerza de brote. Por tanto, a fin de reducir las incertidumbres en las propiedades derivadas, es necesario introducir nuevos observables. Así, desde el año 1998 se vienen realizando observaciones en banda B de las galaxias de las listas I y II (Zamorano et al. 1994, 1996) de la exploración UCM (véase Pérez-González et al. 2000). Estas observaciones, en combinación con los datos en las bandas rJK , permitirán además profundizar en el conocimiento de la historia de la formación estelar a medio y largo plazo de estos objetos. Así mismo, dichas observaciones proporcionarán información fácilmente comparable con la obtenida en exploraciones a alto desplazamiento al rojo.

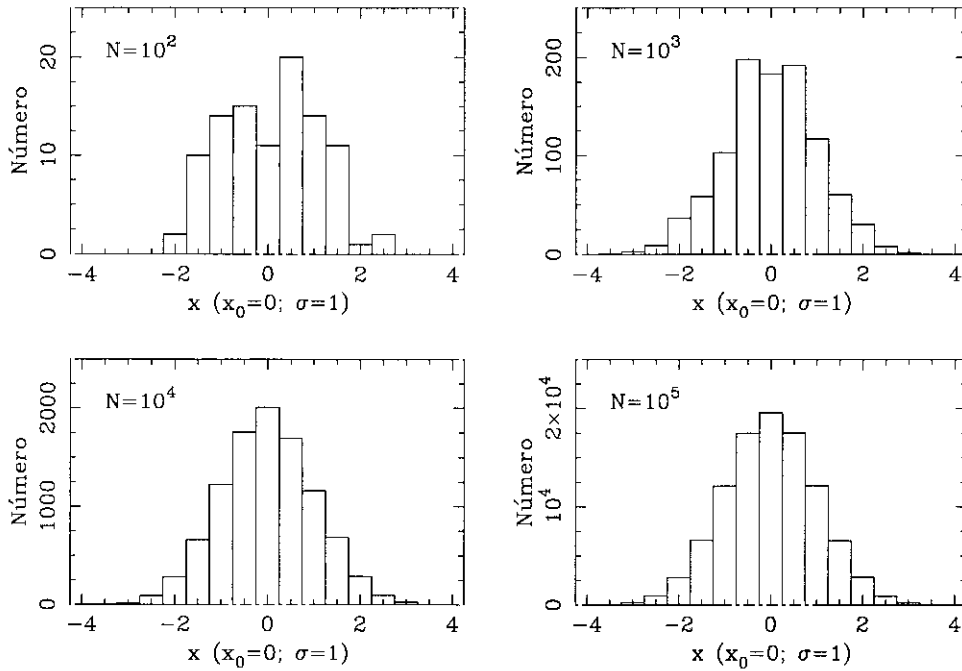
Métodos estadísticos

A.1 Método de Monte Carlo

En esta sección se describen los métodos estadísticos de análisis multivariable utilizados para derivar las propiedades de una población estelar compuesta a partir de la medida de un determinado número de observables y las predicciones de modelos de síntesis evolutiva.

En primer lugar y mediante el uso de un método de Monte Carlo se reconstruyó la distribución de los N observables. Se asumieron como valores centrales de las distribuciones los observables medidos y como σ las correspondientes desviaciones estándar de los mismos. En la Figura A.1 se muestra la reconstrucción de las distribuciones correspondientes utilizando diferente número de puntos, desde 10^2 hasta 10^5 . Una vez generadas las distribuciones correspondientes a estos observables en el espacio de N dimensiones, se compararon las mismas con diferentes modelos de síntesis evolutiva. Puesto que los parámetros de estos modelos son la edad (t), la fuerza del brote ($M_{\text{brote}}/M_{\text{total}}=b$) y la metalicidad (Z), este método permitió obtener las distribuciones (t,b,Z) para cada región de formación estelar o galaxia analizada (véanse los Capítulos 5 y 4).

Figura A.1: Ejemplos de reconstrucción de una función gaussiana unidimensional a partir del método de Monte Carlo para diferente número de puntos simulados (10^2 , 10^3 , 10^4 y 10^5).

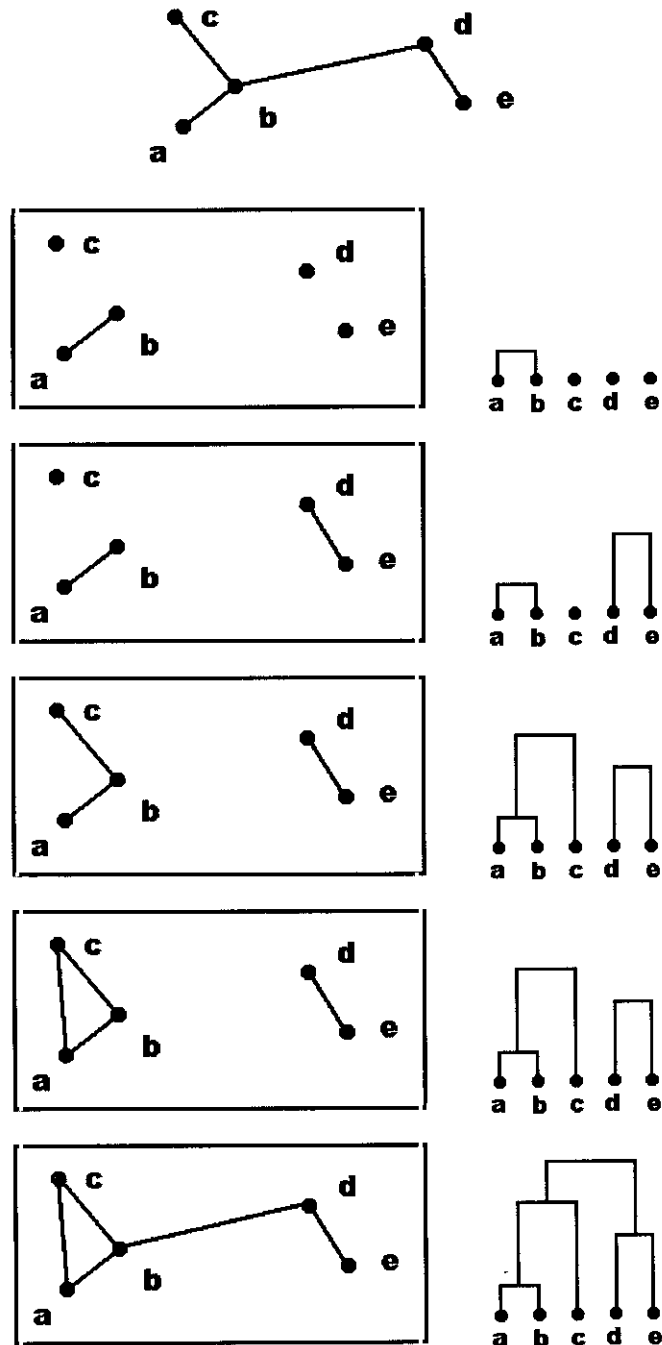


A.2 Análisis de *Clustering*

El valor medio ($\langle t \rangle$, $\langle \log b \rangle$, $\langle \log Z \rangle$) de la distribución de soluciones de cada galaxia puede considerarse como un primer estimador de la mejor solución dentro del espacio $(t, \log b, \log Z)$, y su desviación estándar ($\sigma_t, \sigma_{\log b}, \sigma_{\log Z}$) de la correspondiente dispersión de los datos. Sin embargo, debido a las degeneraciones existentes entre edad y metalicidad y edad y fuerza de brote, estos valores de la desviación estándar no son siempre representativos de la distribución de soluciones en el espacio $(t, \log b, \log Z)$. Afortunadamente, estas degeneraciones no cubren el rango completo de edad, fuerza de brote o metalicidad dado por los modelos.

Por lo tanto, se estudió el agrupamiento (o *clustering*) presente en las distribuciones $(t, \log b, \log Z)$ de cada galaxia o región de formación estelar individual. Para ello se usó un método jerárquico de conexión simple (*single linkage hierarchical*; véase Murtagh y Heck 1987). En primer lugar, (1) se determinaron las distancias entre cada pareja de soluciones, lo que representa un total de $n \times (n-1)/2$ distancias,

Figura A.2: Construcción de un dendograma por el método jerárquico de conexión simple. Adaptada de la Figura 3.3 de Murtagh (1987).



con $n=10^3$. La distancia entre dos elementos j y k , $d_{j,k}$, se definió como

$$d_{j,k}^2 = \sum_{i=1}^N (x_{ij} - x_{ik})^2 \quad (\text{A.1})$$

La matriz de distancias obtenida se denominada *dendograma*. A continuación, (2) se encuentra la menor distancia dentro de dicha matriz, $d_{i,k}$. Los puntos i y k son entonces sustituidos por un nuevo punto, $i \cup k$, y el resto de las distancias se actualizan de tal modo que

$$d_{i \cup k, j} = \min \{d_{i,j}, d_{k,j}\} \quad (\text{A.2})$$

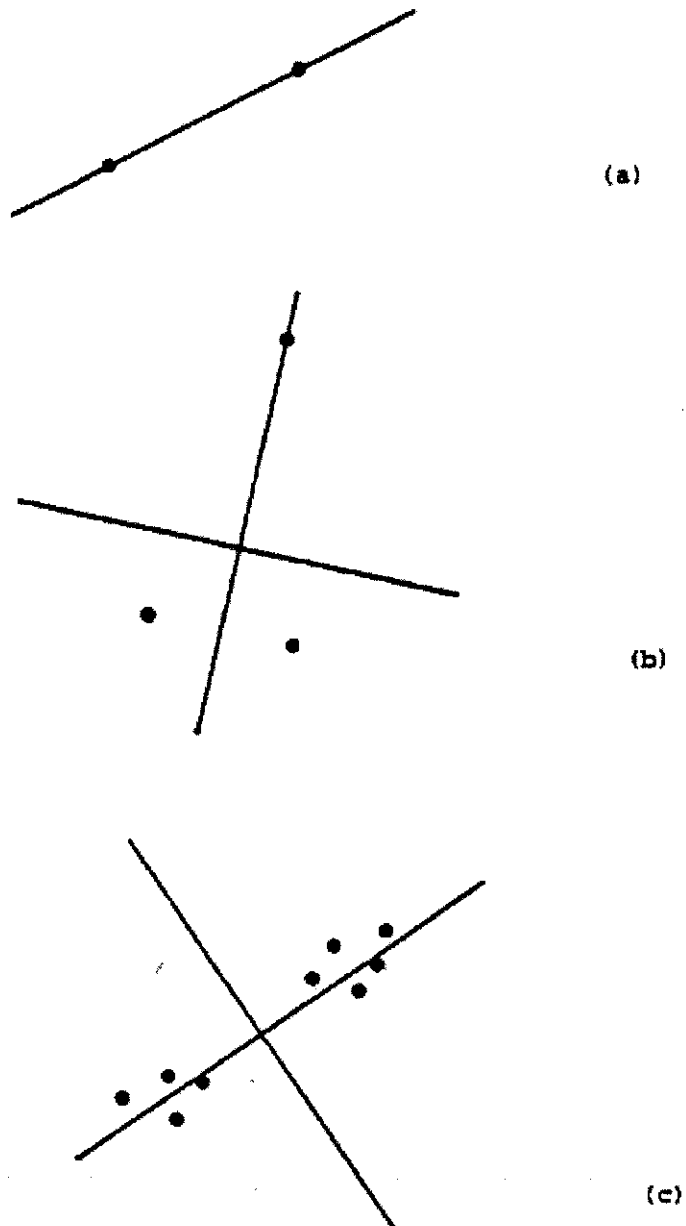
para todo los puntos $j \neq i, k$.

Entonces, (4) las distancias $d_{i,j}$ y $d_{k,j}$, para todo j , son eliminadas de la matriz, puesto que ya no son necesarias. Se repite a continuación el proceso volviendo al punto (1), así hasta que se recuperan el número de cúmulos de soluciones deseado. En la Figura A.2 se muestra un ejemplo gráfico y simplificado del análisis de *clustering* llevado a cabo. Al final de este apéndice se da el listado del programa en lenguaje *fortran77* desarrollado para llevar a cabo este análisis.

A.3 Análisis de la Componente Principal (PCA)

El resultado de este análisis de *clustering* (véanse las Secc. 4.8 y 5.2.4) sugiere que la formación de estos cúmulos es debida a la discretización en metalicidad de los modelos de síntesis evolutiva de Bruzual y Charlot (1996). Se analizó entonces la distribución de las soluciones dentro de cada uno de los cúmulos de soluciones individuales. La discretización en fuerza de brote y edad son comparables, siendo aproximadamente 0.04 dex en fuerza de brote y 0.05 dex en edad. Por tanto, en este caso lo más apropiado es utilizar el método de Análisis de la Componente Principal (PCA). El PCA básicamente determina, dentro de un espacio R^N , el conjunto de N ejes ortogonales que mejor reproducen la distribución de nuestros datos (véase la Figura A.3 para tres ejemplos sencillos). El primero de los nuevos ejes (PCA1), es decir, la componente principal, deberá atravesar la nube formada por el total de los puntos lo más cerca posible a todos ellos, describiendo así la mayor fracción de la varianza de los datos.

Figura A.3: Algunos ejemplos simples del resultado del Análisis de la Componente Principal. a) La componente PCA1 para dos puntos es la recta que une esos puntos. b) La componente PCA1 une el punto medio de los dos puntos más cercanos con el tercer punto, esto permite reducir la suma cuadrática de las desviaciones de los tres puntos respecto a dicho eje. c) En el caso de dos conjuntos de soluciones muy separadas la componente PCA1 se situará a lo largo del eje que une dicho conjunto de soluciones. Todos estos ejemplos representan caso extremos dentro de un espacio de soluciones genérico. Adaptada de la Figura 2.2 de Murtagh (1987).



Por su parte, en la Figura A.4 se muestran las componentes principales para los tres cúmulos de soluciones de una distribución $(t, \log b, \log Z)$ hipotética. En la práctica, el análisis de la componente principal (Morrison 1976) se puede realizar a partir de la matriz de varianza-covarianza de la muestra o de la correspondiente matriz de correlación, donde los términos $(j, k)^{th}$ de las mismas, se definen, respectivamente, como

$$c_{jk} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (r_{ij} - \bar{r}_j) \times (r_{ik} - \bar{r}_k) \quad (\text{A.3})$$

$$\rho_{jk} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \frac{(r_{ij} - \bar{r}_j)(r_{ik} - \bar{r}_k)}{s_j s_k} \quad (\text{A.4})$$

siendo

$$s_j^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (r_{ij} - \bar{r}_j)^2 \quad (\text{A.5})$$

En nuestro caso hemos empleado la matriz de coeficientes de correlación. Una vez obtenida dicha matriz, se resuelve la ecuación de autovalores $\rho u = \lambda u$ y se obtienen los autovectores y autovalores. El cociente entre un autovalor y la suma de todos los autovalores, $\lambda_i / \sum_{i=1}^N \lambda_i$, da la contribución del nuevo eje, definido por el correspondiente autovector, a la varianza total de los datos. Por lo tanto, el autovector con el mayor autovalor representa la componente principal e indica cual es la degeneración dominante dentro de cada cúmulo de soluciones.

Figura A.4: Distribución hipotética de soluciones $(t, \log b, \log Z)$. PCA_1 , PCA_2 y PCA_3 representan en este caso las componentes principales (PCA1) de cada uno de los cúmulos de soluciones.

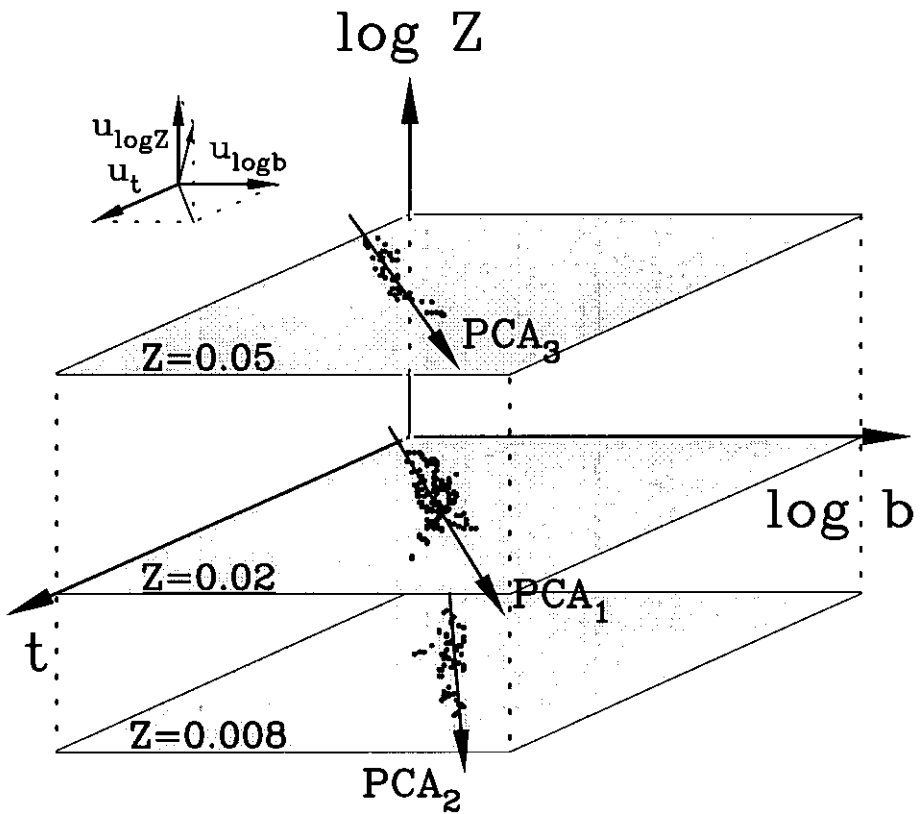


Figura A.5: Subrutina para el análisis de agrupamiento del espacio de soluciones.

Subrutina clan.f	Página 1/2
<pre> SUBROUTINE CLAN(M,N,A,LEV,NF,F) C Programa para realizar CLUSTER ANALYSIS C M=Dimension de la matriz (VARIABLES) C N=Dimension de la matriz (PUNTOS) C A=Matriz C DEFINICION DE VARIABLES INTEGER N,I,J,K,L,M,LEV REAL A(M,N),D(N,N),DMIN INTEGER X(N-1),Y(N-1),F(N,N),NF(N) C CREACION DE LA MATRIZ DE DISTANCIAS DMIN=1.E20 N1=0 DO I=1,N DO J=1,I D(I,J)=0.0 IF (J.NE.I) THEN DO K=1,M D(I,J)=D(I,J)+(A(M,I)-A(M,J))**2. ENDDO D(I,J)=SQRT(D(I,J)) IF (D(I,J).LT.DMIN) THEN DMIN=D(I,J) X(1)=MIN(I,J) Y(1)=MAX(I,J) ENDIF ELSE D(J,J)=0.0 ENDIF D(J,I)=D(I,J) ENDDO ENDDO DO I=1,N NF(I)=1 F(I,NF(I))=I ENDDO C ESCRITA MATRIZ DE DISTANCIAS C COMIENZO DE LA REDUCCION DEL DENDOGRAMA DO L=1,N-LEV DO I=1,N+1-L IF (I.LT.X(L)) THEN NF(I)=NF(I) DO J=1,I D(I,J)=D(I,J) D(J,I)=D(J,I) ENDDO ENDIF IF (I.EQ.X(L)) THEN DO K=1,NF(Y(L)) F(I,NF(I)+K)=F(Y(L),K) ENDDO NF(I)=NF(I)+NF(Y(L)) </pre>	

Figura A.5: (cont.) Subrutina para el análisis de agrupamiento del espacio de soluciones.

Subrutina clan.f	Página 2/2
<pre> DO J=1,I D(I,J)=MIN(D(X(L),J),D(Y(L),J)) D(J,I)=D(I,J) ENDDO ENDIF IF (I.LT.Y(L).AND.I.GT.X(L)) THEN NF(I)=NF(I) DO J=1,I IF (J.EQ.X(L)) THEN D(I,J)=MIN(D(I,X(L)),D(I,Y(L))) ELSE D(I,J)=D(I,J) ENDIF ENDDO ENDIF IF (I.GT.Y(L)) THEN DO K=1,NF(I) F(I-1,K)=F(I,K) ENDDO NF(I-1)=NF(I) DO J=1,I-1 IF (J.LT.X(L)) THEN D(I-1,J)=D(I,J) D(J,I-1)=D(I-1,J) ENDIF IF (J.EQ.X(L)) THEN D(I-1,J)=MIN(D(I,X(L)),D(I,Y(L))) D(J,I-1)=D(I-1,J) ENDIF IF (J.LT.Y(L).AND.J.GT.X(L)) THEN D(I-1,J)=D(I,J) D(J,I-1)=D(I-1,J) ENDIF IF (J.GT.Y(L)) THEN D(I-1,J-1)=D(I,J) D(J-1,I-1)=D(I-1,J-1) ENDIF ENDDO ENDIF ENDDO C FINAL DE LA REDUCCION DEL DENDOGRAMA DMIN=1.E20 DO I=1,N-L DO J=1,I IF (I.NE.J) THEN IF (D(I,J).LT.DMIN) THEN DMIN=D(I,J) X(L+1)=MIN(I,J) Y(L+1)=MAX(I,J) ENDIF ENDIF ENDDO ENDDO ENDDO RETURN END </pre>	

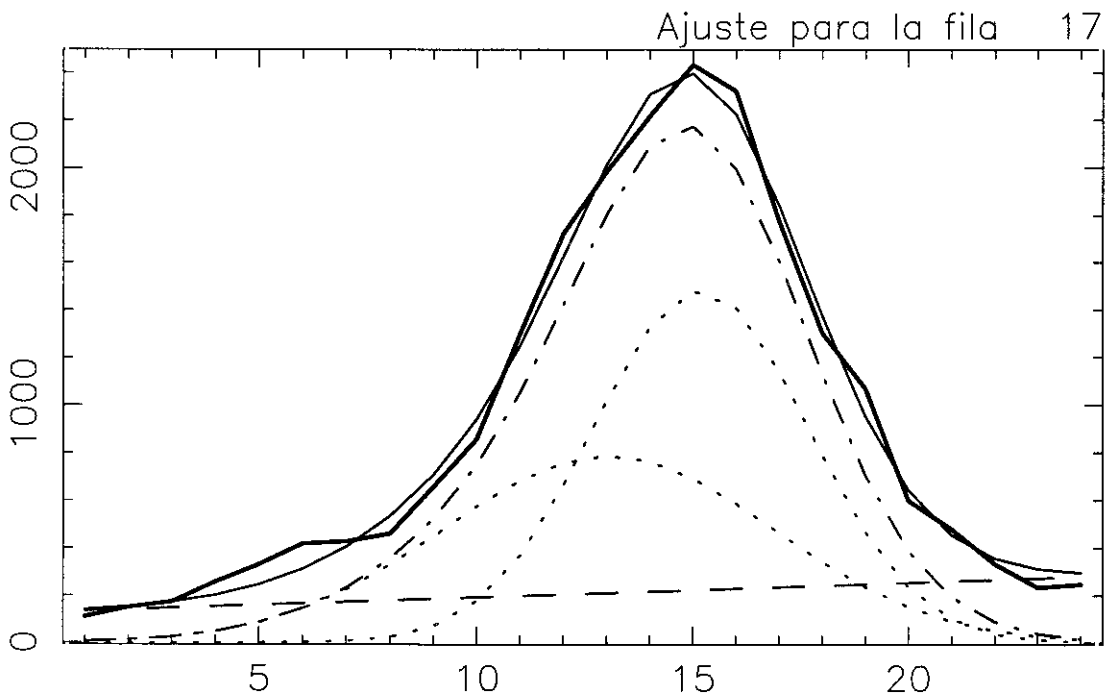
Fotometría de campos saturados de objetos: Programa COBRA

Debido al gran número de regiones de formación estelar (71) presentes en la galaxia Mrk 86 y a la intensa emisión de la población subyacente se desarrolló un programa que nos permitiera eliminar la contribución de dicha emisión subyacente y la posible contaminación proveniente de regiones de formación estelar cercanas.

Este programa fue escrito en lenguaje `fortran77` y se denominó COBRA. Dicho programa dispone de una salida gráfica (`xwindow`, `xserve` o Postscript) que permite introducir y modificar parámetros y alterar el flujo del programa de forma interactiva. Este programa hace uso de las subrutinas `PGPLOT`, `FITSIO` y `BUTTON` (`REDUCE`; Cardiel et al. 1998). Su filosofía consiste en reproducir el perfil de la región emisora y del fondo con diferentes componentes. Una vez hecho esto se realizan las diferentes medidas sobre la imagen original substraída de la componente de fondo.

A lo largo de este capítulo describiremos el procedimiento seguido dentro del programa COBRA para reproducir dichos perfiles así como la forma en la que se determinaron los tamaños y flujos de las regiones de formación estelar y cúmulos estelares de Mrk 86. Este procedimiento es aplicable, en principio, a cualquier campo saturado de objetos (*overcrowded fields*) similar al observado en Mrk 86.

Figura B.1: Resultados para el ajuste de un perfil mediante el programa COBRA. En *línea continua gruesa* se muestra el perfil observado. Las *línea punteadas* representan las dos componentes gaussianas. La suma de las dos componentes gaussianas se ha representado con una línea de trazo *punto- raya*. Finalmente, las líneas *discontinua* y *continua delgada* corresponden, respectivamente, a la contribución del fondo y al ajuste total. Las unidades en el eje de abscisas son pixeles sobre la imagen (escala $0''.33 \text{ pixel}^{-1}$).



B.1 Procedimiento de ajuste de los perfiles

En primer lugar (1) se selecciona la sección de la imagen de la galaxia correspondiente a la vecindad de la región de interés. Una vez hecho esto, (2) se marca la posición aproximada del máximo de emisión de la región. A continuación se extrae automáticamente el perfil a lo largo del eje x de la imagen para dicha posición (véase la Figura B.1). El siguiente paso (3) consiste en ajustar dicho perfil a tres componentes, dos gaussianas y una recta. Las dos componentes gaussianas permiten reproducir el perfil debido a la región emisora y la recta la contribución de la población subyacente o del fondo de contaminación proveniente de una región emisora

cercana. A fin de obtener el mejor perfil mediante la subrutina de minimización *amoeba* (Press et al. 1986) es necesario introducir unos valores iniciales para los parámetros de estas tres funciones. El número total de parámetros son 8 (3 para cada gaussiana y 2 para el fondo). Estos valores iniciales se introducen interactivamente marcando de manera aproximada las posiciones del centro y de los puntos a mitad de altura del máximo de las gaussianas y la posición del continuo en dos posiciones extremas sobre el perfil.

A continuación, a partir de estos valores iniciales y empleando la subrutina *amoeba* (4) se calcula el mejor ajuste y se representa en la salida gráfica del programa (véase la Figura B.1). Si se considera que dicho ajuste es correcto (5) se siguen ajustando nuevos perfiles desplazándonos perpendicularmente al eje y de la imagen a ambos lados del máximo de la misma. Los parámetros del mejor ajuste se emplean como parámetros iniciales para el siguiente perfil. Por esta razón se ajusta el primer lugar el perfil en la posición del máximo de emisión de la región.

Una vez concluidos todos los ajustes a lo largo del eje x de la imagen (6) se comienzan a ajustar los perfiles a lo largo del eje y comenzando en el perfil correspondiente a la posición del máximo marcado inicialmente. Realizándose desplazamientos en la dirección perpendicular al eje x se ajustan a continuación todos los perfiles.

Finalmente, a partir de los ajustes realizados, (7) se representan en la salida gráfica del programa las imágenes correspondientes a cada una de las componentes, las dos gaussianas, el fondo, así como los residuos obtenidos tras substraer dichos ajustes a la imagen original. Estas imágenes se obtienen tanto para el caso de los ajustes a lo largo del eje x y eje y , como para las imágenes promediadas de ambos ejes.

En la Figura B.2 se muestran los ejemplos de las imágenes obtenidas mediante este procedimiento para la región #18 de la galaxia Mrk 86. La uniformidad de las imágenes de residuos obtenidas tras substraer de la imagen de ajuste la imagen original garantizan la fiabilidad de este método.

B.2 Determinación de los tamaños

La posición del centro de la imagen se toma entonces como la posición del máximo de emisión de la suma de las dos componentes gaussianas. Por su parte, a partir de la

Figura B.2: Imágenes obtenidas a partir del ajuste de los perfiles a lo largo de los ejes x , y junto con el promedio de ambos. Se muestran los resultados para el ajuste total, la componente de fondo, la suma de las dos componentes gaussianas y los residuos del ajuste total frente a la imagen original.

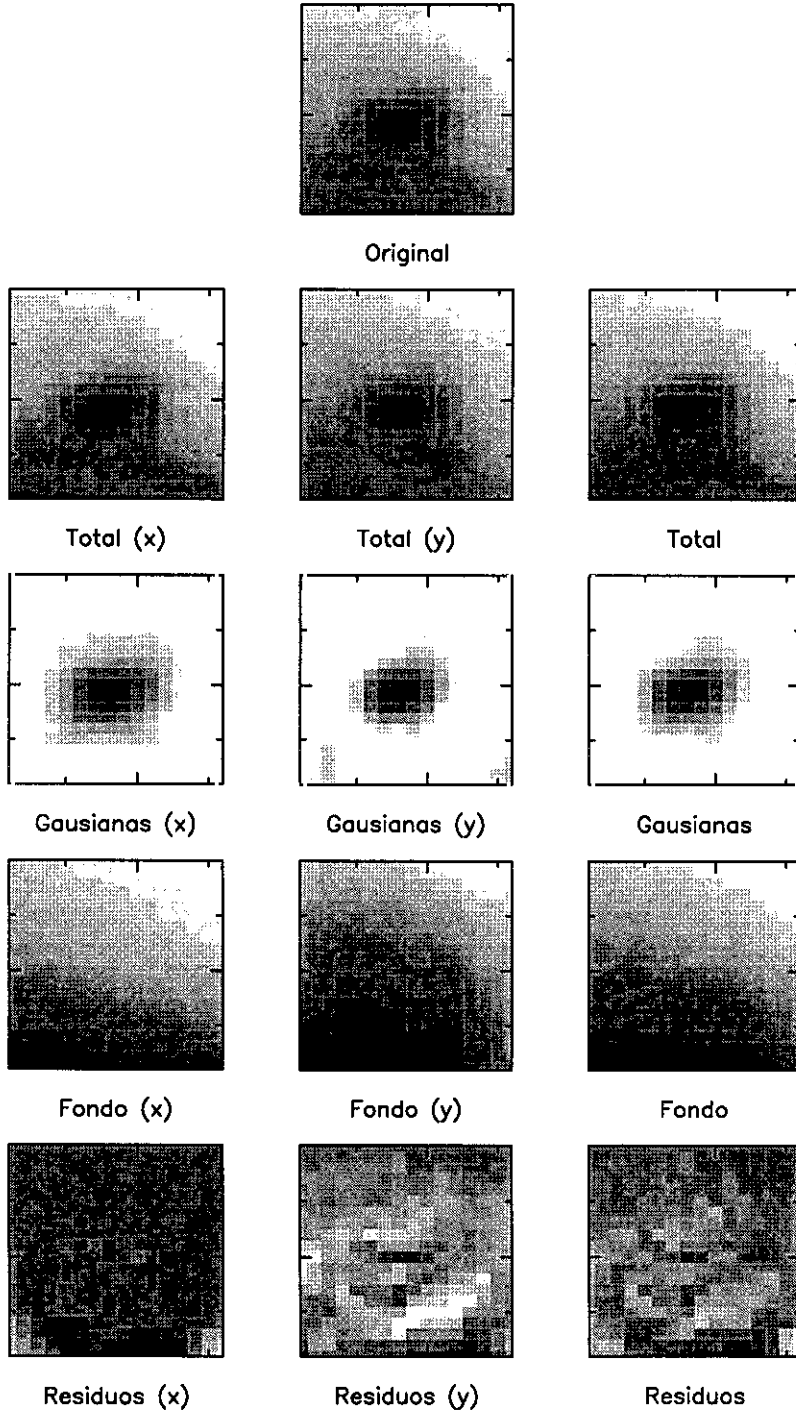


imagen original y de la imagen de fondo ajustada se obtiene una imagen de la región de interés libre de la emisión de la población subyacente y de contaminación de otras regiones. Calculando entonces el área de la región emisora, A_x , que se encuentra por encima de diferentes valores umbral, I_x , se estima el radio de la región a 1 *e-folding* como

$$R_{e\text{-folding}} = \sqrt{\frac{A_x}{\pi \ln\left(\frac{I_{\max}}{I_x}\right)}} \quad (\text{B.1})$$

donde I_{\max} es el máximo de intensidad de la región sin la contribución del fondo. En la Figura B.3 se muestra el cambio en el radio a 1 *e-folding* empleando diferentes valores umbral en una misma imagen substraída de la emisión subyacente. Al igual que se aprecia en esta figura el valor del radio era aproximadamente el mismo para diferentes valores de la intensidad umbral.

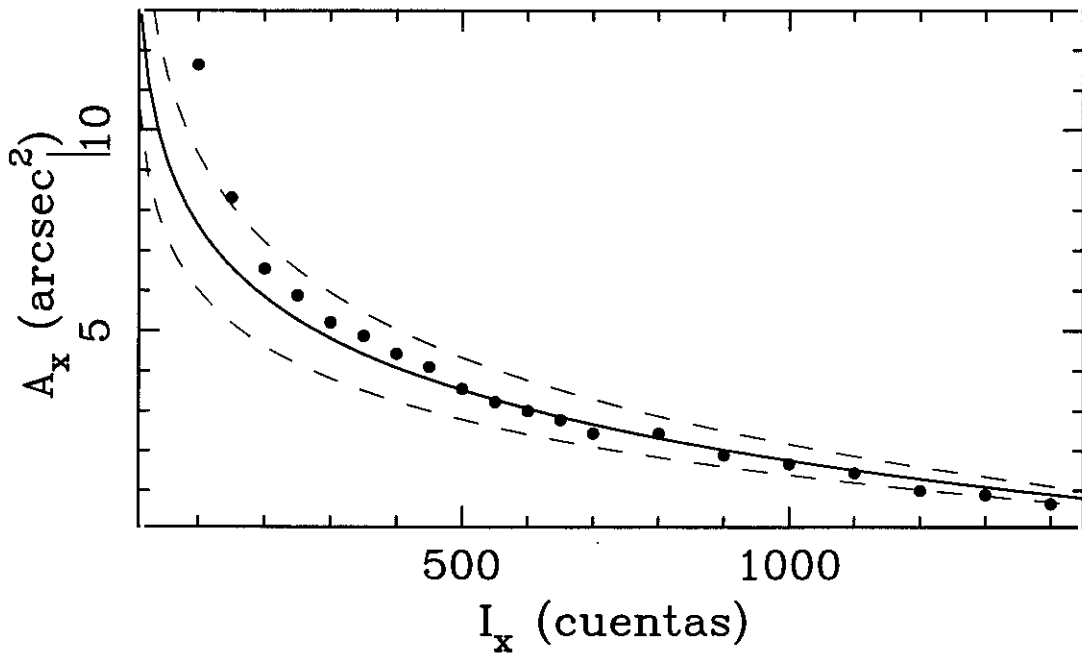
Por su parte, los valores del radio a $1e^2$ y $1e^3$ -*folding* se pueden calcular como $\sqrt{2}$ y $\sqrt{3}$ veces el radio a 1 *e-folding*. Los contornos de los nodos se determinan entonces a partir de aquellos pixeles con intensidad mayor que $1/e$, $1/e^2$ y $1/e^3$ veces el máximo de emisión.

B.3 Medida de flujos y colores

El flujo total de la región se obtiene a partir del flujo total de la imagen substraída del fondo. A fin de asegurar que la mayor parte del flujo se encontraba dentro de la sección seleccionada se determinaba la curva de crecimiento de la región, no encontrándose diferencias mayores del 20 por ciento en ningún caso. Por su parte, una vez determinados los contornos de las regiones a 1 *e*, e^2 y e^3 -*folding* se determina el flujo dentro de cada una de esas aperturas en la imagen original.

Con la información sobre los pixeles incluidos en dichas aperturas se leen las imágenes de la región en las diferentes bandas y se determinan los colores de las mismas. A fin de realizar esta medida de los colores se degradan previamente todas las imágenes a la peor resolución espacial obtenida. Dicha resolución espacial viene por tanto determinada por aquella de mayor PSF.

Figura B.3: Variación del área de la región, A_x , con intensidad mayor que un determinado valor umbral I_x . La *línea continua* representa el resultado para un radio de $0.9''$ a 1 e-folding. Las *líneas discontinuas* corresponden a radios de 0.8 y $1.0''$.



Bibliografía

Abraham R. G., Ellis R. S., Fabian A. C., Tanvir N. R., Glazebrook K., 1999, MNRAS, 303, 641

Alonso O., García-Dabó C. E., Zamorano J., Gallego J., Rego M., 1999, ApJS, 122, 415

Alonso-Herrero A., 1995, Tesis doctoral, Universidad Complutense de Madrid

Alonso-Herrero A., Aragón-Salamanca A., Zamorano J., Rego M., 1996, MNRAS, 278, 417

Aragón-Salamanca A., Ellis R. S., Couch W. J., Carter D., 1993, MNRAS, 262, 764

Arp H., 1966, Atlas of Peculiar Galaxies. California Institute of Technology, Pasadena

Arp H., O'Connell R. W., 1975, ApJ, 197, 291

- Babul A., Rees M. J., 1992, MNRAS, 255, 346
- Babul A., Ferguson H. C., 1996, ApJ, 458, 100
- Balzano V. A., 1983, ApJ, 268, 602
- Barger A. J. et al., 1998, Nature, 394, 24
- Barnes J.E., Hernquist L.E., 1992, ARA&A, 30, 705
- Baugh C. M., Cole S., Frenk C. S., Lacey C. G., 1998, ApJ, 498, 504
- Bechtold J. et al., 1998, en *The Young Universe*, ed. S. D'Odorico et al., ASP Conference Series, 146, 241
- Berczik P., Kravchuk S. G., en *The First Stars*, MPA/ESO Workshop, Garching
- Bernasconi P. A., Maeder A., 1996, A&A, 307, 829
- Binggeli B., Sandage A., Tarenghi M., 1984, AJ, 89, 64
- Binggeli B., Cameron L. M., 1991, A&A, 252, 27
- Binney J., Tremain S., 1987, *Galactic Dynamics*, ed. J. P. Ostriker, Princeton University Press
- Bomans D. J., Chu Y.-H., Hopp U., 1997, AJ, 113, 1678
- Bonatto C., Bica E., Pastoriza M. G., Alloin D., 1999, A&A, 343, 100
- Bothun G. D., Impey C. D., Malin D. F., 1991, ApJ, 376, 404
- Bottinelli L., Gouguenheim L., Paturel G., de Vaucouleurs G., 1984, A&AS, 56, 381
- Bottinelli L., Gouguenheim L., Fouqué P., Paturel G., 1990, A&AS, 82, 391
- Bouwens R. J., Silk J., 1996, ApJ, 471, L19
- Brainerd T. G., Smail I., Mould J., 1995, BAAS, 185, 114.06
- Brinks E., 1994, en *Violent Star Formation: From 30 Doradus to QSOs*, ed. G. Tenorio-Tagle, 1st. IAC-RGO meeting, La Palma, p.145
- Broadhurst T. J., Ellis R. S., Shanks T., 1988, MNRAS, 235, 827

Brocklehurst M., 1971, MNRAS, 153, 471

Broeils A. H., 1990, Tesis doctoral, Rijksuniversiteit Groningen

Bruzual A. G., 1983, ApJ, 273, 105

Bruzual A. G., Charlot S., 1993, ApJ, 405, 538

Bruzual A. G., Charlot S., 1996, sin publicar

Burkert A., 1995, ApJ, 447, 25

Burstein D., Heiles C., 1982, AJ, 87, 1165

Caldwell N., Bothun G. D., 1987, AJ, 94, 1126

Calzetti D., Kinney A. L., Storchi-Bergmann, T., 1996, ApJ, 458, 132

Calzetti D., 1997a, en *The Ultraviolet Universe at Low and High Redshift: Probing the Progress of Galaxy Evolution*, ed. Waller H. et al., AIP Conf. Proceedings, Vol.408. American Institute of Physics, New York, p.403

Calzetti D., 1997b, AJ, 113, 162

Campbell A.W., Terlevich R., 1984, MNRAS, 211, 15

Campos-Aguilar A., Moles M., Masegosa J., AJ, 106, 1784

Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245

Cardiel N., 2000, Tesis doctoral, Universidad Complutense de Madrid

Cardiel N., Gorgas J., Cenarro J., González J. J., 1998, A&AS, 127, 597

Carignan C., Freeman K. C., 1988, ApJ, 332, L33

Carignan C., Beaulieu S., 1989, ApJ, 347, 760

Carignan C., Beaulieu S., Freeman K. C., 1990, AJ, 99, 178

Cassatella A., Barbero J., Benvenuti P., 1985, A&A, 144, 335

Castor J., Weaver R., Mac Cray R., 1975, ApJ, 200, L107

Chamaraux P., Heidmann J., Lauque R., 1970, A&A, 8, 424

- Chevalier R., Clegg A., 1985, *Nature*, 317, 44
- Connolly A. J., Szalay A. S., Dickinson M., Subbarao M. U., Brunner R. J., 1997, *ApJ*, 476, L11
- Courteau S., A compilation of the UKIRT Faint JHK Standards, NOAO, 1995
- Cowie L. L., Lilly S. J., Gardner J., Mac Lean I. S., 1988, *ApJ*, 332, L29
- Coziol R., 1996, *A&A*, 309, 345
- Cram L., Hopkins A., Mobasher B., Rowan-Robinson M., 1998, *ApJ*, 507, 155
- Davies J. I., Phillipps S., 1988, *MNRAS*, 233, 553
- de Young D. S., Gallagher J. S., 1990, *ApJ*, 356, 15
- de Young D. S., Heckman T.M., 1994, *ApJ*, 431, 598
- Diehl M., 1988, Tesis doctoral, Universitätsternwarte, Göttingen
- Diehl M., Fricke K. J., Loose, H.-H., 1990, en *Dynamics and Interactions of galaxies*, ed. Roland Wielen, Springer-Verlag
- Doublier V., 1998, Tesis doctoral, Marsella
- Drinkwater M., Hardy E., 1991, *AJ*, 101, 94
- Dultzin-Hacyan D., Masegosa J., Moles M., 1990, *A&A*, 238, 28
- Dyson J. E., Williams D. A., 1980, en *The Physics of the Interstellar Medium*, Manchester University Press
- Efremov Y. N., Elmegreen B. G., 1998, *MNRAS*, 299, 643
- Efstathiou G., Berstein G., Katz N., Tyson J. A., Guhathakurta P., 1991, *ApJ*, 380, L47
- Elias J. H., Frogel J. A., Matthews K., Neugebauer G., 1982, *AJ*, 87, 1029
- Elson R. A. W., Fall S. M., 1985, *PASP*, 97, 692
- Faber S. M., 1973, *ApJ*, 179, 731
- Faber S. M., Gallagher J. S., 1979, *ARA&A*, 17, 135

- Fanelli M. N., O'Connell R. W., Thuan T. X., 1988, ApJ, 334, 665
- Fernie J. D., 1983, PASP, 95, 782
- Filippenko A. V., 1982, PASP, 94, 715
- Flores R. A., Primack J. R., 1994, ApJ, 427, L1
- Fuentes-Masip O., 1997, Tesis doctoral, Universidad de La Laguna
- Fukuguita M., Shimasaku K., Ichikawa T., 1995, PASP, 107, 945
- Gallagher J. S., Hunter D. A., Bushouse H., 1989, AJ, 97, 700
- Gallego J., 1995a, Tesis doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- Gallego J., Zamorano J., Aragón-Salamanca A., Rego M., 1995b, ApJ, 455, L1
- Gallego J., Zamorano J., Rego M., Alonso O., Vitores A. G., 1996, A&AS, 120, 323
- Gallego J., Zamorano J., Rego M., Vitores A. G., 1997, ApJ, 475, 502
- Gallego J., 1999, Ap&SS, 263, 1
- Gallego J. et al., 2000a, ApJ, enviado
- Gallego J. et al., 2000b, en preparación
- García-Dabó C. E., Gallego J., Zamorano J., 1999a, Ap&SS, 263, 95
- García-Dabó C. E., Gallego J., 1999b, Ap&SS, 263, 99
- Garnett D. R. et al., 1995, ApJ, 443, 64
- Gil de Paz A., Zamorano J., Gallego J., 1998, en *Dwarf Galaxies and Cosmology*, ed. T. X. Thuan, XVIII Reencuentros de Moriond, Les Arcs. Editions Frontières.
- Gil de Paz A., Zamorano J., Gallego J., 1999a, MNRAS, 306, 975
- Gil de Paz A., Zamorano J., Gallego J., 1999b, Ap&SS, 263, 151
- Gil de Paz A., Gallego J., Alonso-Herrero A., Zamorano J., Aragón-Salamanca A., 1999c, Ap&SS, 263, 147

- Gil de Paz A., Aragón-Salamanca A., Gallego J., Alonso-Herrero A., Zamorano J., Kauffmann G., 2000a, en prensa
- Gil de Paz A., Zamorano J., Gallego J., Domínguez F. de B., 2000b, aceptado
- Gil de Paz A., Zamorano J., Gallego J., 2000c, aceptado
- Giovanelli R., Haynes M. P., 1988, en *Galactic and Extragalactic Radio Astronomy*, ed. G. L. Verschuur y K. I. Kellermann. Springer-Verlag
- Giovanelli R. et al., 1997, AJ, 113, 53
- Glazebrook K., Blake C., Economou F., Lilly S., Colless M., 1999, MNRAS, 306, 843
- Goad J. W, Roberts M. S., 1981, ApJ, 250, 79
- Gorgas J., Faber S. M., Burstein D., González J. J., Courteau S., Prosser C., 1993, ApJS, 86, 153
- Gorgas J. et al., 1997, ApJ, 481, 19
- Gorgas J., Cardiel N., Pedraz S., González J. J., 1999, A&AS, 139, 29
- Gronwall C., Koo D. C., 1995, ApJ, 440, L1
- Gunn J. E., Stryker L. L., 1983, ApJS, 52, 121
- Guzmán R. et al., 1996, ApJ, 460, L5
- Guzmán R. et al., 1997, ApJ, 489, 559
- Guzmán R. et al., 2000, en preparación
- Haro G., 1956, Bol. Obs. Tonantzintla Tacubaya, 14, 8
- Heckman T. M., Armus L., Miley G. K., 1990, ApJS, 74, 833
- Héraudeau P., Simien F., 1997, A&A, 326, 897
- Herbst T. M. et al., 1993, en *Infrared Detectors and Instrumentation*, ed. Fowler A. M., Proc. SPIE, Vol. 1946, The International Society for Optical Engineering, p.605

- Hernquist L., 1990, ApJ, 356, 359
- Heyd R., Wyckoff S., 1992, BAAS, 181, 45.09
- Hippelein H., 1986, A&A, 160, 374
- Hodge P. W., Kennicutt R. C., 1983, ApJ, 265, 132
- Hoffman G.L., Salpeter E. E., Helou G., 1990, en *Evolution of the universe of galaxies*. Edwin Hubble Centennial Symposium, 67. Astronomical Society of the Pacific
- Hogg D. W., Cohen J. G., Blandford R., Pahre M. A., 1998, ApJ, 504, 622
- Hu E. M., Cowie L., Mac Mahon R. G., 1998, ApJ, 502, 99
- Huchra J. P., 1977a, ApJ, 217, 928
- Huchra J. P., 1977b, ApJS, 35, 171
- Hughes D. et al., 1998, Nature, 394, 241
- Humphreys R. M., 1991, en *Massive stars in Starbursts*, ed. C. Leitherer et al., STScI Symposium Series, Baltimore. Cambridge University Press
- Hunter D. A., Gallagher J. S., 1986, PASP, 98, 5
- Israel F. P., Tacconi L. J., Baas F., 1995, A&A, 295, 599
- Izotov Y. I. et al., 1996, ApJ, 458, 524.
- Jacoby G. H., Hunter D. A., Christian C. A., 1984, ApJS, 56, 278
- James P. A., 1994, MNRAS, 269, 176
- Jedrzejewski R. I., 1987, MNRAS, 226, 747
- Kamphuis J. J., Sijbring L. G., van Albada T. S., 1996, A&AS, 116, 15
- Karachentsev I. D., 1972, A Catalog of Isolated Pairs of Galaxies in the North Hemisphere, Astrofiz. Issled. Izu, Spets. Astrofiz., 7, 3
- Kennicutt R. C., 1983a, ApJ, 272, 54
- Kennicutt R. C., Kent S. M., 1983b, AJ, 88, 1094

Kennicutt R. C., 1989a, ApJ, 344, 685

Kennicutt R. C., Edgar B. K., Hodge P. W., 1989b, ApJ, 337, 761

Kennicutt R. C., 1992, ApJ, 388, 310

Kennicutt R. C., 1998, ApJ, 498, 541

Kent S. M., 1985, PASP, 97, 165

Kepner J. V., Babul A., Spergel D. N., 1997, ApJ, 487, 61

King D. L., 1985, en RGO/La Palma Technical Notes, 31

Kinman T. D., 1965, ApJ, 142, 1241

Klein U., Wielebinski R., Thuan T. X., 1984, A&A, 141, 241

Klein U., Weiland H., Brinks E., 1991, A&A, 246, 323

Kleinmann S. G., Hall D. N. B., 1986, ApJS, 62, 501

Kravtsov A. V. et al., 1998, ApJ, 502, 48

Krüger H., Fritze-v. Alvensleben U., Loose H.-H., 1995, A&A, 303, 41

Kunth D., Sargent W.L.W., Kowal C., 1981, A&AS, 44, 229

Kunth D., Maurogordato S., Vigroux L., 1988, A&A, 204, 10

Kunth D., Östlin G., 2000, ARA&A, en prensa

Lacey C., Silk J., 1991, ApJ, 381, 14

Lacey C., Cole S., 1993, MNRAS, 262, 627

Lake G., Schommer R. A., van Gorkom J. H., AJ, 99, 547

Landolt A. U., 1992, AJ, 104, 340

Lehnert M. D., Heckman T. M., 1996, ApJ, 462, 651

Leitherer C., Heckman T. M., 1995, ApJS, 96, 9

Lejeune T., Cuisinier F., Buser R., 1996, GISSEL96

- Lilly S. J., Le Fevre O., Hammer F., Crampton D., 1996, ApJ, 46, L1
- Lin D. N. C., Faber S. M., 1983, ApJ, 266, L21
- Lo K. Y., Sargent W. L. W., Young K., 1993, AJ, 106, 507
- Longo G., Capaccioli M., Ceriello A., 1991, A&AS, 90, 375
- Lonsdale C. J., Helou G., Good J. C., Rice W., 1985, Catalogued Galaxies and Quasars Observed in the IRAS Survey. Jet Propulsion Lab., Pasadena.
- Loose H.-H., Thuan T. X., 1985, en *Star-Forming Dwarf Galaxies*, ed. Kunth D. et al. Editions Frontières.
- Loose H.-H., Thuan T. X., 1986, ApJ, 309, 59
- Lowenthal J. D. et al., 1997, ApJ, 481, 673
- Mac Alpine G. M., Lewis D. W., Smith S. B., 1977, ApJS, 35, 203
- Mac Low M.-M., Ferrara A., 1998, ApJ, 513, 142
- Madau P., Ferguson H. C., Dickinson M. E., Giavalisco M., Steidel C. C., Fruchter A., 1996, MNRAS, 283, 1388
- Madau P., Dickinson M. E., Pozzetti L., 1998, ApJ, 498, 106
- Markarian B.E., 1969, Afz, 5, 443
- Marlowe A. T., Heckman T. M., Wyse R. F. G., Schommer R., 1995, ApJ, 438, 563
- Martin C. L., 1996, ApJ, 465, 680
- Martin C. L., 1997, ApJ, 491, 561
- Martin C. L., 1998, ApJ, 506, 222
- Martínez-Delgado D., 1999, Tesis doctoral, Universidad de La Laguna
- Maza J. et al., 1989, ApJS, 69, 349
- Mazzarella J. M., Boroson T., 1993, ApJS, 85, 27
- Meurer G. R., Staveley-Smith L., Killeen N. E. B., 1998, MNRAS, 300, 705

- Mihos J. C., Hernquist L., 1996, ApJ, 464, 641
- Misch A., Gilmore K., Rank D., 1995, UCO-Lick Technical Reports, 77, Sta. Cruz, California
- Mobasher B., Sharples R. M., Ellis R. S., 1993, MNRAS, 263, 560
- Moore B., 1994, Nature, 370, 629
- Mori M., Yuzuru Y., Takuji T., Keníchi N., 1997, ApJ, 478, L21
- Morrison D. F., 1976, Multivariate Statistical Methods, McGraw-Hill Book Co., Singapore
- Murtagh F., Heck A., 1987, Multivariate Data Analysis, D. Reidel Publishing Co., Dordrecht, Holland
- Navarro J. F., Eke V. R., Frenk C. S., 1996, MNRAS, 283, 72
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1995, MNRAS, 275, 56
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1997, ApJ, 490, 493
- Norton S., Salzer J. J., 1997, BAAS, 190
- O'Connell R. W., Thuan T. X., Goldstein S. J., 1978, ApJ, 226, 110
- Oey M. S., Smedley S. A., 1998, AJ, 116, 1263
- Ojha D. K., Joshi S. C., 1991, Ap&SS, 183, 245
- Osterbrock D. E., 1989, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei. University Science Books, Mill Valley, California
- Östlin G., Bergvall N., Roennback J., 1998, A&A, 335, 850
- Pagel B. E. J. et al., 1992, MNRAS, 255, 325
- Papaderos P., Loose H.-H., Thuan T. X., Fricke K. J., 1996a, A&AS, 120, 207
- Papaderos P., Loose H.-H., Fricke K. J., Thuan T. X., 1996b, A&A, 314,59
- Patterson R. J., Thuan T. X., 1996, ApJS, 107, 103
- Pei Y. C., Fall S. M., 1995, ApJ, 454, 69

- Peletier R. F., Balcells M., 1996, *AJ*, 111, 2238
- Pérez-González P. G., Zamorano J., Gallego J., Gil de Paz A., *A&AS*, 141, 409
- Pesch P., Sanduleak N., Stephenson C. B., 1991, *ApJS*, 76, 1043
- Pettini M. et al., 1998, *ApJ*, 508, 539
- Petrosian A. R., Boulesteix J., Comte G., Kunth D., LeCoarer E., 1997, *A&A*, 318, 390
- Poggianti B. M., 1997, *A&AS*, 122, 399
- Pozzetti L., Bruzual A. G., Zamorani G., 1996, *MNRAS*, 281, 953
- Press W. H., Flannery B. P., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., 1986, *Numerical Recipes*, Cambridge University Press
- Primack J. R. et al., 1999, en *Galactic Dynamics*, ed. D. R. Merritt, ASP Conference Series, 182, 517
- Puche D., Westphal D., Brinks E., Roy J. R., 1992, *AJ*, 103, 1841
- Puzia T. H. et al. 1999, *AJ*, 118, 2734
- Reaves G., 1956, *AJ*, 61, 69
- Recchi S., Matteucci F., D'Ercole A., 2000, *MNRAS*, astro-ph/0002370
- Rocca-Volmerange B., Guiderdoni B., 1990, *MNRAS*, 247, 166
- Rood H. J., Dickel J. R., 1976, *ApJ*, 205, 346
- Rowan-Robinson M. et al., 1997, *MNRAS*, 289, 490
- Roy J. R., Boulesteix J., Joncas J., Grundseth B., 1991, *ApJ*, 367, 141
- Sage L. J., Salzer J. J., Loose H.-H., Henkel C., 1992, *A&A*, 265, 19
- Saitō M., Sasaki M., Ohta K., Yamada T., 1992, *PASJ*, 44, 593
- Salpeter E. E., 1955, *ApJ*, 121, 161
- Salucci P., Persic M., 1997, en *Dark and Visible Matter in Galaxies*, ed. M. Persic y P. Salucci, ASP Conference Series, 117, 1

Salzer J. J., MacAlpine G. M., Boroson T. A., 1989, *ApJS*, 70, 479

Sargent W. L. W., 1970, *ApJ*, 160, 405

Sargent W. L. W., Searle L., 1970, *ApJ*, 162, L155

Scalo J. M., 1986, *Fund. Cosmic Phys.*, 11, 1

Schneider S. E., Salpeter E. E., 1992, *ApJ*, 385, 32

Schramm D. N., 1992, *Nucl. Phys. B. proc. suppl.*, 28, 243

Searle L., Sargent W. L. W., 1972, *ApJ*, 173, 25

Searle L., Sargent W. L. W., Bagnuolo W. G., 1973, *ApJ*, 179, 427

Shapley H., Ames A., 1932, *Ann. Harvard College Obs.*, 88, No. 2

Sharina M. E., Karachentsev I. D., Tikhonov N. A., 1999, *Astronomy Letters*, 25, 322

Shields G. A., Filippenko A. V., 1990, *AJ*, 100, 103

Shull S. M., Mac Kee C., 1979, *ApJ*, 227, 131

Silich S. A., Tenorio-Tagle G., 1998, *MNRAS*, 299, 249

Silk J., Wyse R. F. G., Shields G., 1987, *ApJ*, 322, L59

Skillman E. D., Kennicutt R. C., 1993, *ApJ*, 411, 655

Skillman E. D., Bothun G. D., Murray M. A., Warmels R. H., 1987, *A&A*, 185, 61

Somerville R. S., Primack J. R., 1999, *MNRAS*, 310, 1087

Staveley-Smith L., Davies R. D., Kinman T. D., 1992, *MNRAS*, 258, 334

Steidel C. C., Giavaliso M., Pettini M., Dickinson M., Adelberger K. L., 1996, *ApJ*, 462, 17

Steidel C. C., Adelberger K. L., Giavaliso M., Dickinson M., Pettini M., 1999, *ApJ*, 519, 1

Stewart S.G. et al., 2000, *ApJ*, 529, 201

- Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., 1994, ApJ, 429, 572
- Swaters R. A., 1999, en *Galaxy Dynamics*, ed. D. R. Merritt, ASP Conference Series, 182, 369
- Swaters R. A., Madore B. F., Trewhella M., 2000, ApJ, 531, 107
- Taylor K., Atherton P. D., 1980, MNRAS, 191, 675
- Taylor C. L., Brinks E., Pogge R. W., Skillman E. D., 1994, AJ, 107, 971
- Telles E., 1995, Tesis doctoral, Cambridge University
- Thronson H. A., Telesco C. M., 1986, ApJ, 311, 98
- Thronson H. A. et al., 1989, ApJ, 344, 747
- Thuan T. X., 1983, ApJ, 268, 667
- Thuan T. X., 1991, en *Massive Stars in Starburst*, ed. C. Leitherer et al., STScI Symposium series 5, p.183
- Thuan T. X., Gunn J. E., 1976, PASP, 88, 543
- Thuan T. X., Martin G. E., 1981, ApJ, 247, 823
- Tinsley B. M., 1980, Fund. Cosmic Phys., 5, 287
- Tomita A., Ohta K., Nakanishi K., Takeuchi T. T., Saitō M., 1997, AJ, 116, 131
- Tresse L., Maddox S. J., 1998, ApJ, 495, 691
- Treyer M. A., Ellis R. S., Milliard B., Donas J., Bridges T. J., 1998, MNRAS, 300, 303
- Tyson J. A., 1988, AJ, 96, 1
- Vader J. P., 1986, ApJ, 305, 669
- Vader J. P., 1987, ApJ, 317, 128
- Vader J. P., Vigroux L., Lachieze-Rey M., Souviron J., 1988, A&A, 203, 217
- van Zee L., Skillman E. D., Salzer J. J., 1998, AJ, 116, 1186

- Vazdekis A. et al., 2000, en preparación
- Verter F., 1985, ApJS, 57, 261
- Vitores A. G., 1994, Tesis doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- Vitores A. G., Zamorano J., Rego M., Alonso O., Gallego J., 1996a, A&AS, 118, 7
- Vitores A. G., Zamorano J., Rego M., Gallego J., Alonso O., 1996b, A&AS, 120, 385
- Vorontsov-Velyaminov B. A., 1959, Atlas and catalog of interacting galaxies
- Wainscoat R. J., Cowie L. L., 1992, AJ, 103, 332
- Wasilewsky A. J., 1983, ApJ, 272, 68
- Whitford A. E., 1958, AJ, 63, 201
- Whitmore B., en *Dynamics of Galaxies*, ed. F. Combes et al., ASP Conference Series, 197, 315
- Williams R. E. et al., 1996, AJ, 112, 1335
- Worthey G., 1994, ApJS, 95, 107
- Young J. S., Knezek P., 1989, ApJ, 347, L55
- Zamorano J., 1985, Tesis doctoral, Universidad Complutense de Madrid
- Zamorano J., Rego M., Gallego J., Vitores A. G., González-Riestra R., Rodríguez G., 1994, ApJS, 95, 387
- Zamorano J., Gallego J., Rego M., Vitores A. G., Alonso O., 1996, ApJS, 462, 1
- Zwicky F., 1966, ApJ, 143, 192
- Zwicky F., 1971, Catalog of Compact Galaxies