Capítulo 1

# Introducción: Las galaxias compactas azules

## 1.1 Propiedades generales

Los primeros trabajo 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 $-18.8$[1], 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).

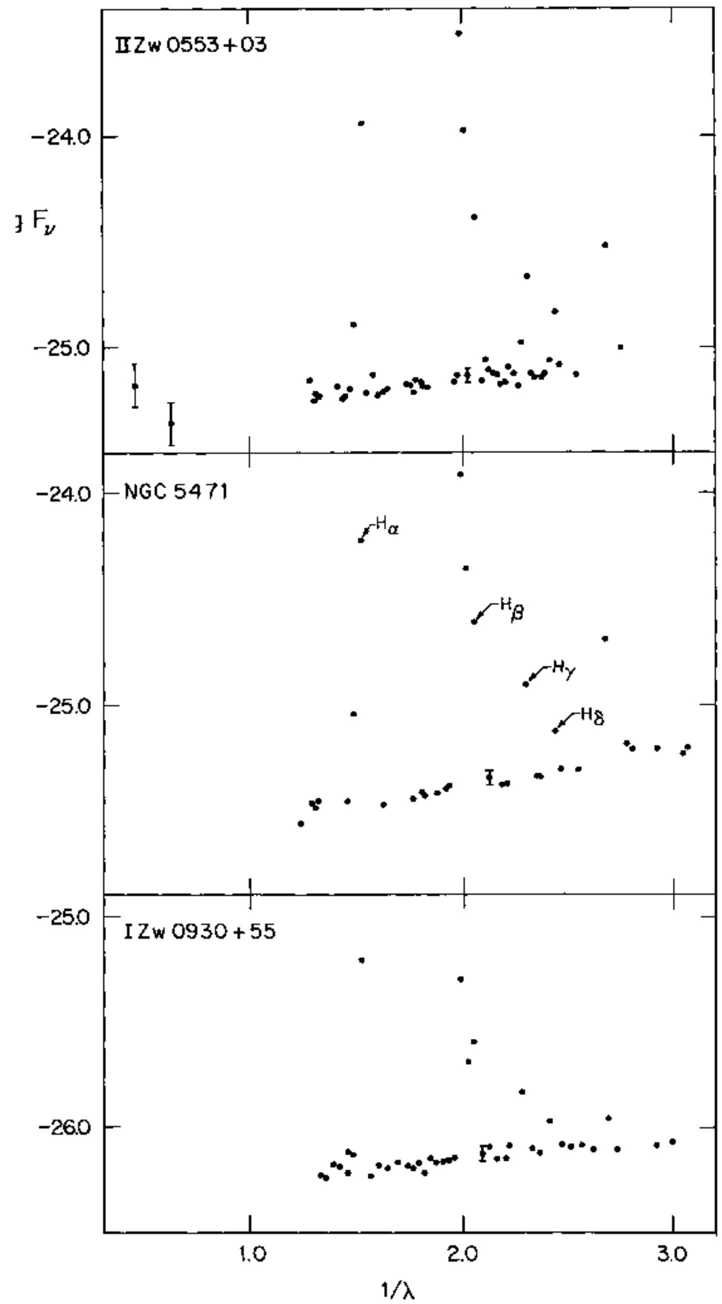
En dicho trabajo, Thuan y Martin (1981) dedujeron, a partir de observaciones radio de la línea de 21 cm en un total de 115 galaxias BCD, que el contenido en hidrógeno neutro en estos objetos era de $10^8$-$10^9$ $M_\odot$. Este resultado vino a confirmar lo dicho por Searle y Sargent (1973) y Huchra (1977a, 1977b), quienes, 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, sugirieron que 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$\times10^9$ 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 $M(H_2)/M(H\,I)$ disminuía de las galaxias de primeros a las de últimos tipos, siendo de 4.0$\pm$1.9 para los tipos

[1]Adoptaremos a lo largo de este trabajo $H_0$=50 km s$^{-1}$ Mpc$^{-1}$ y $q_0$=0.5

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 Å a longitudes de onda menores de 6000 Å y de 80 Å a longitud de onda mayores. Los datos fueron corregidos de extinción Galáctica (Figura 1 de Sargent y Searle 1970).



S0/Sa y de aproximadamente 0.2±0.1 para las galaxias Sc/Sm. Sage et al. (1992) 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 ($M(H_2)/M(H\,\textsc{i})\simeq0.01$) 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→0 ó $J$=2→1).

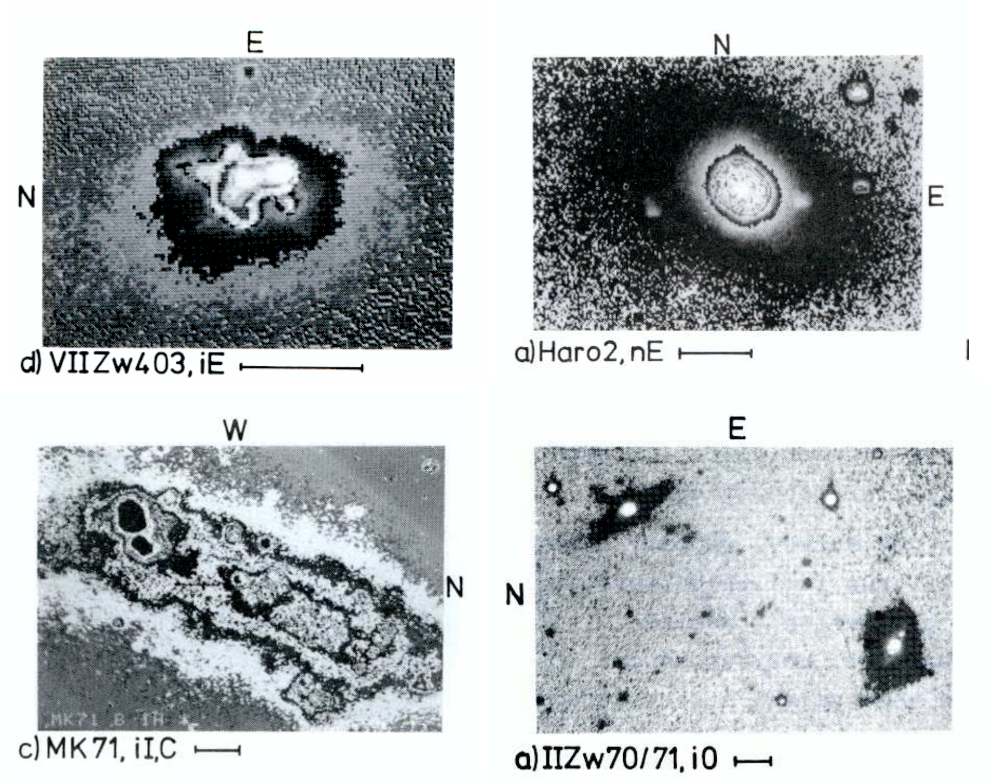
Respecto de las propiedades estructurales, Loose y Thuan (1985) realizaron una primera clasificación morfológica de estos objetos atendiendo a la forma de isofotas más externas y a la distribución de la formación estelar dentro de la superficie óptica de la galaxia. Estos autores subdividieron las galaxias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

- **Tipo iE:** Esta subclase de galaxias BCD, entre las 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.

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).




- **Tipo iO:** Dentro de esta categoría se englobarían aquellos objetos que no 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,

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

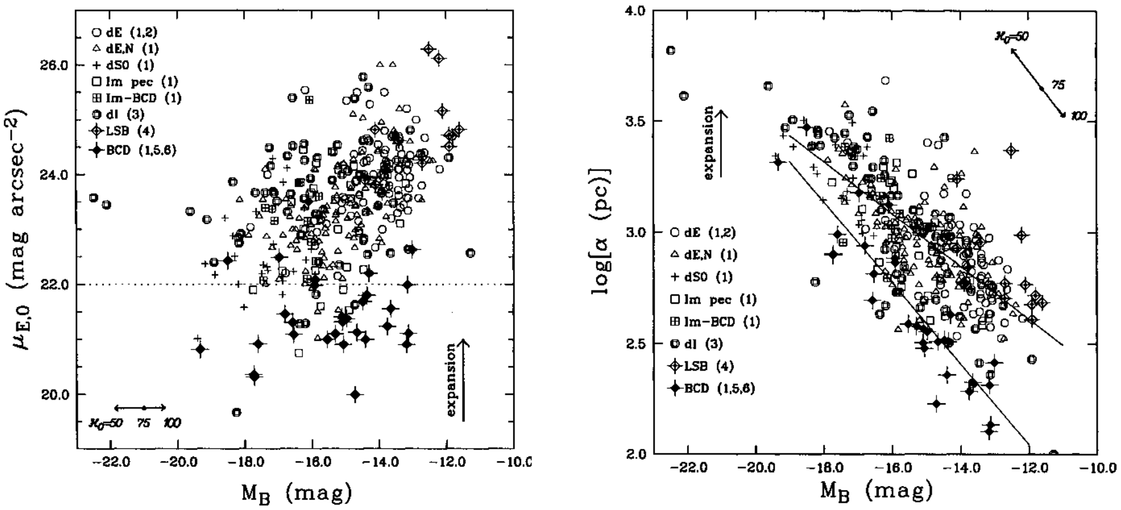
donde $R^*$ es el radio equivalente de las isofotas elípticas y $I_0$, $I_1$, $I_2$ y $a_0$, $a_1$ y $a_2$ son, respectivamente, los flujos centrales y escalas espaciales de cada una de las tres componentes. El término '0' representa la contribución de las regiones de formación estelar localizadas en 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 Míchigan (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

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 ($\alpha$) frente a la magnitud absoluta, ambas medidas en la banda $B$ (Figura 9 de Papaderos et al. 1996b).




Pesch, Sanduleak y Stephenson 1991 y referencias allí citadas), y las exploraciones 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 $z\simeq1.5$ 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 $z\simeq1$ y que se harían visibles experimentando un brote de formación estelar, *boojums* (acrónimo de *blue objects observed just undergoing moderate starbusrt*), 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 (véase 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 jovenes 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.

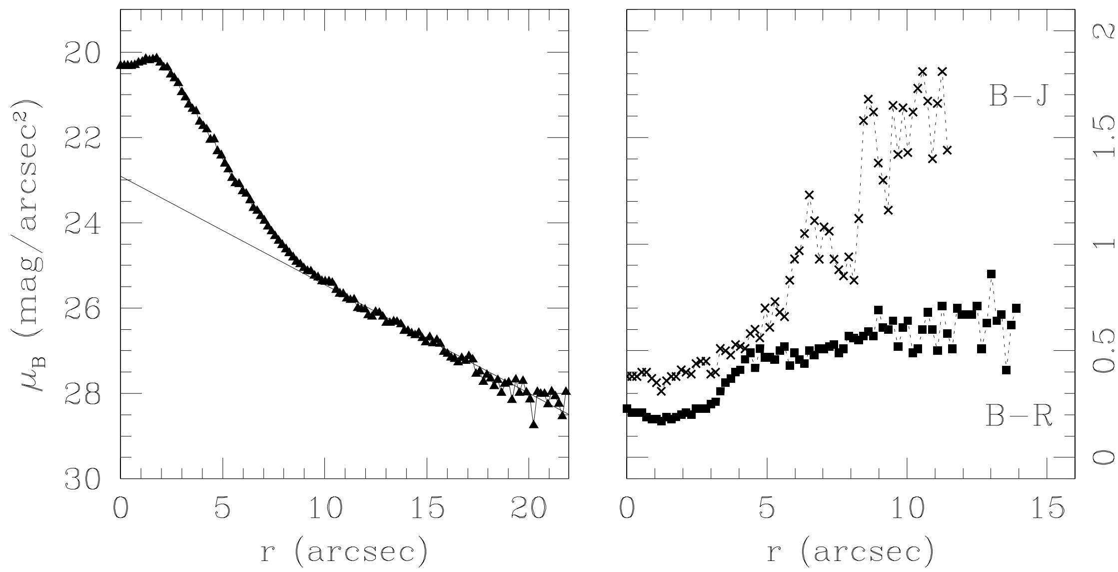
## 1.3 Población estelar subyacente en BCDs

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 de 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 Televich 1984; Loose y Thuan 1985). En la actualidad cada vez mayor número de trabajo 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

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

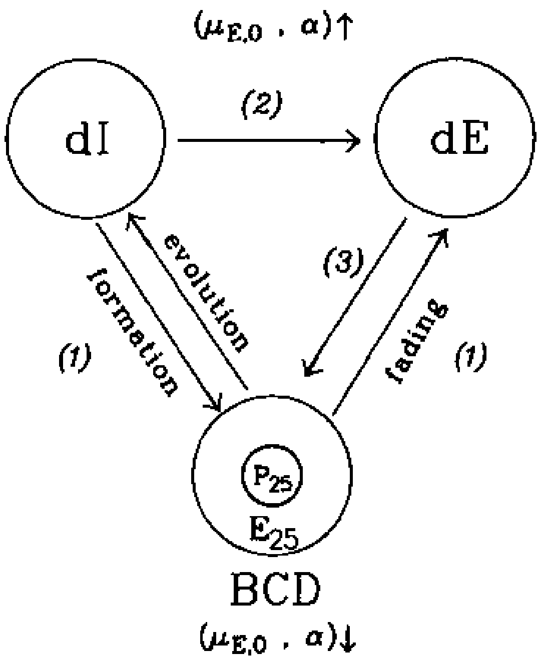



propiedades de la galaxia a lo largo de las etapas interbrote. En relación con este hecho se han propuesto diferentes conexiones evolutivas entre las galaxias BCD y otras galaxias enanas (dI y dE). En la Figura 1.5 se muestran esquemáticamente dichas conexiones evolutivas (Papaderos et al. 1996b).

**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

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




galaxias irregulares podrían convertirse en galaxias elípticas debido a la perdida 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→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 esta componente en 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 (>10-20 $M_\odot$) que posteriormente evolucionan hacia supergigantes explotando finalmente como supernovas de tipo Ib y II (Humpreys 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 perdida 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 interestelar 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

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

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

donde $({\rm dE/dt})_{41}$ es la tasa de inyección de energía cinética en unidades de $10^{41}$ 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 $0.6\times r_{\rm burbuja}/v_{\rm burbuja}$ 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 50-100 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 H$\alpha$ de una burbuja típica. Así, aplicando la siguiente expresión

$$L_{\rm H\alpha} = 4\pi\ (r^2 n_0 v)\ \mathcal{F}\ E_{\rm H\alpha} \tag{1.4}$$

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

El modelo de expansión adiabática descrito anteriormente es una aproximación 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 (véase 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)

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

Esta forma funcional es válida tanto para el caso de materia oscura fría con constante cosmológica nula como para una materia oscura del tipo ΛCDM (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. Diferente 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) 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 Trewhella 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→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

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

muy similar a la correspondiente a una esfera isoterma modificada

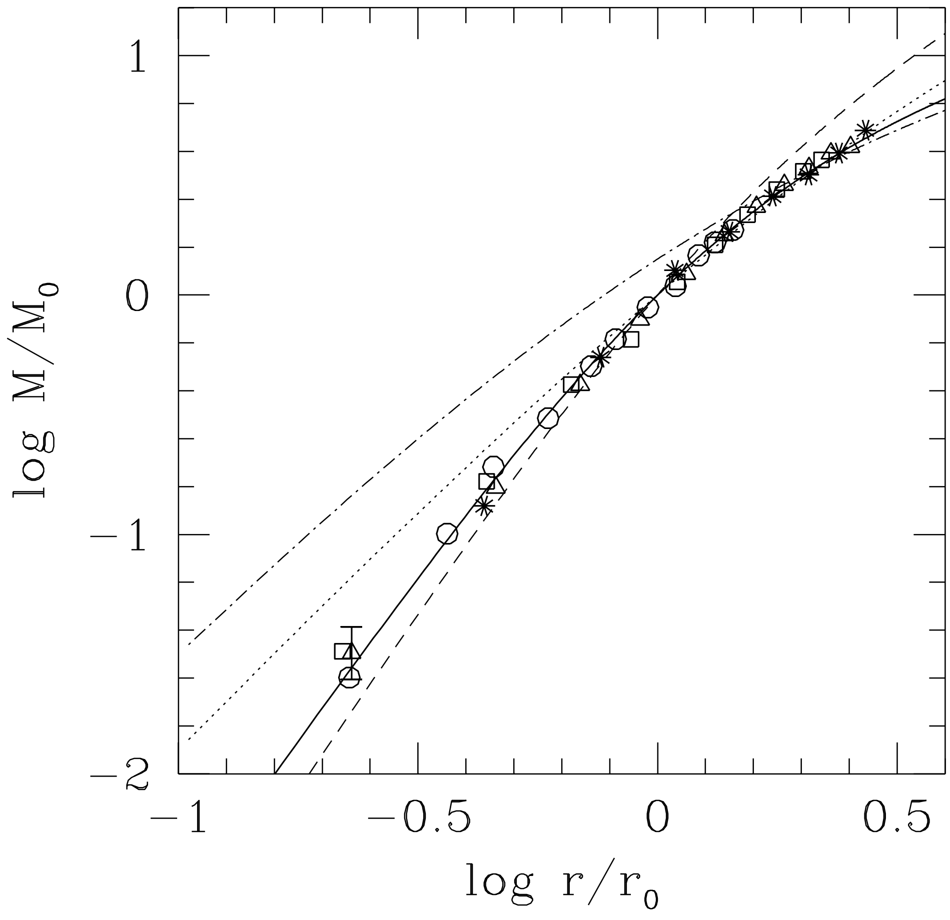
$$\rho(r) = \frac{\rho_i}{1 + (r/r_i)^2} \tag{1.7}$$

En la Figura 1.6 se muestran las 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, $\rho_i$ y $r_i$, están relacionados de forma que

$$\rho_i = 2.7 \times 10^7 \left(\frac{r_i}{\mathrm{kpc}}\right)^{-2/3} \mathrm{M}_\odot\,\mathrm{kpc}^{-3} \tag{1.8}$$

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 $\Lambda$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 unas población estelar subyacente evolucionada?
- ¿ Está dicha población subyacente relacionada con la población estelar de otras galaxias enanas?
- En definitiva, ¿cúal 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?
- ¿Cúal o cuáles son los mecanismos responsables de la regulación de la formación estelar en estas galaxias?
- ¿Cúal 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 Martin 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 ($^{12}$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'Conell 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 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 (véase 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 sería 8.9 Mpc y la escala espacial 43 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 ($\sim$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 gausiano 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.

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

| Parámetro | Valor | Referencia |
|---|---|---|
| $v_{\odot}$ | 447 km s$^{-1}$ | (1) |
| $v_{\rm GL}$ | 522 km s$^{-1}$ | (1) |
| $v_{\rm GL}$ | 460 km s$^{-1}$ | (2) |
| Distancia | 6.9 Mpc | (3) |
| $B$ | 12.8 | (4) |
| f(1510 Å) | $0.87\times10^{-14}$ erg m$^{-2}$ s$^{-1}$ Å$^{-1}$ | (5) |
| S(2.8cm) | 7$\pm$2 mJy | (6) |
| S(6.3cm) | 18$\pm$4 mJy | (7) |
| S(1.2cm) | 11$\pm$4 mJy | (7) |
| f(12$\mu$m) | 0.25 Jy | (8) |
| f(25$\mu$m) | 0.42 Jy | (8) |
| f(60$\mu$m) | 3.15 Jy | (8) |
| f(100$\mu$m) | 6.26 Jy | (8) |
| $L_{\rm IR}$ | 0.35 $10^9$ $L_{\odot}$ | (8) |
| $J$ | 13.25 | (9) |
| $H$ | 12.57 | (9) |
| $K$ | 12.37 | (9) |
| $L$ | 12.63 | (9) |
| M(H I) | 2.4 $10^8$ $M_{\odot}$ | (10) |
| $M_T$ | 5.8 $10^8$ $M_{\odot}$ | (10) |
| f(H I 21cm) | 2.1 Jy km s$^{-1}$ | (11) |
| FWHM$_{\rm HI}$ | 93 km s$^{-1}$ | (11) |
| $I_{\rm CO}$ | 0.83$\pm$0.12 K km s$^{-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).