DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

LA GALAXIA ANFITRIONA DE LAS GALAXIAS COMPACTAS AZULES

Memoria que presenta
D. Ricardo O. Amorín Barbieri
para optar al grado de
Doctor en Ciencias Físicas.

INSTITUTO Đ ASTROFISICA Đ CANARIAS
marzo de 2009

Para Luciana y Santiago

Agradecimientos

Con esta Tesis finalizo una etapa que considero muy rica e importante en mi vida. He tenido la suerte y el privilegio de llevarla a cabo en el Insituto de Astrofísica de Canarias, al cual como institución y a quienes en su conjunto la representan les estaré siempre agradecido por haberme brindado la oportunidad de crecer personal y profesionalmente, compartiendo momentos y disfrutando de la interacción con personas muy ricas en ambos aspectos.

Quiero agradecer de manera especial a mis Directores de Tesis, Casiana Muñoz Tuñón y Alfonso López Aguerri, en primer lugar el haberme confiado el proyecto y el estar siempre dispuestos a ofrecerme todo los medios humanos y materiales, necesarios para que esta Tesis llegara a su fin con éxito. Debo agradecerles por su paciencia, por enseñarme a trabajar, y por permitirme hacerlo con total libertad y con la confianza de estar entre amigos.

De la misma manera mis agradecimientos se extienden a todos los colaboradores quienes de alguna u otra forma contribuyeron a mejorar esta Tesis y que participan de los artículos que de ella se han publicado. En particular, les estoy muy agradecido a Luz Marina Cairós y a Nicola Caon por permitirme aprender de sus conocimientos y su gran experiencia en el tema y también por permitirme incluir en el manuscrito el estudio espectro fotométrico realizado en colaboración.

También debo agradecer especialmente la colaboración de Pere Planesas, cuya participación en las observaciones y posterior análisis de los datos milimétricos resultó indispensable y de quien también he aprendido muchísimo.

Por otra parte, le estoy muy agradecido a Jorge Sánchez Almeida por hacerme partícipe de su primer proyecto en BCGs y permitirme incorporar parte de él a la Tesis como trabajo en colaboración. Además, debo agradecerle el haber sido árbitro interno de esta Tesis, especialmente por su compromiso, por su rapidez, y por contribuir de manera sustancial a mejorar la calidad de este manuscrito.

Mis agradecimientos se extienden a Rubén Sanchez Janssen, quien ha colaborado activamente en esta Tesis no sólo permitiéndome incluir parte de nuestro proyecto de BCGs en el SDSS, sino en innumerables y ricas conversaciones.

Esta Tesis no hubiera sido posible sin la presencia y el apoyo de buenos amigos, entre los que además de las personas mencionadas arriba quiero destacar a Teo, Rubén, Adriana, Juan, Jairo, Santi, Montse, Rebe, Jose, Norbert, Carlos, y también a Nina, Ernesto, Noe, Juanlu...y seguramente a varios más que he "descubierto" en mi estadía en Canarias y que han hecho que pueda considerar a La Laguna y el IAC como a mi casa. Mis agradecimientos también se extienden a muchos otros amigos como Melina, Javier, Vero, Anahí y

muchos más, especialmente del Observatorio Nacional de La Plata, quienes desde más lejos – cruzando "el charco" – han estado y están conmigo siempre apoyando continuamente mis proyectos personales.

Por último, el agradecimiento más especial va dirigido a mi toda mi familia, que es y ha sido en esta ocasión también indispensable en todo momento. Ellos han estimulado y apoyado mis proyectos con todo su cariño. En particular, le estoy infinitamente agradecido a Luciana, quien vivió más que nadie esta Tesis conmigo, apoyándome y ayudándome incondicionalmente en todo momento. Gracias por estar siempre.

Resumen

Las Galaxias Compactas Azules (BCGs) se caracterizan por mostrar intensos brotes de formación estelar que dominan gran parte de la luz que recibimos de ellas. Sin embargo, para estudiar su origen y estado evolutivo es preciso caracterizar detalladamente su galaxia subyacente, que se detecta sólo hacia brillos superficiales débiles, y que por lo tanto, requiere de un gran esfuerzo observacional y de análisis. Las propiedades de la galaxia anfitriona y su relación con otras propiedades importantes de la galaxia, como su contenido de gas y la formación estelar, son el objeto de estudio de esta Tesis.

La caracterización de la galaxia anfitriona requiere derivar parámetros estructurales fiables. Para ello, desarrollamos un método de ajuste de componentes en dos dimensiones que evita las grandes limitaciones impuestas por la presencia del brote de formación estelar. La técnica permite modelar la distribución de luz de las galaxias ajustando modelos de Sérsic directamente a sus imágenes, haciendo un tratamiento estadístico adecuado y aislando con precisión el brote de formación estelar por medio de máscaras.

El funcionamiento y robustez del método se comprueba ajustando modelos sintéticos, lo que permite analizar y cuantificar en primera aproximación las diversas fuentes de error. El método se aplica luego a una submuestra de ocho galaxias para las que se dispone de resultados obtenidos mediante técnicas alternativas. La comparación de ambos conjuntos de resultados permite determinar criterios de consistencia e incertidumbres típicas. La técnica empleada permite sustraer el fondo de cielo con precisión y obtener parámetros de Sérsic estables con desviaciones menores, en todos los casos, al 30 %. El método 2D logra, mediante el refinamiento de las máscaras, maximizar el área ajustada de la galaxia y su rango de brillo superficial, aislando con mayor precisión el brote de formación estelar que los ajustes 1D previos.

El modelado de la galaxia anfitriona se extiende hasta completar una muestra de 28 BCGs, para las que se dispone de imágenes profundas ($\mu \sim$ 26–28 mag arcsec^{-2}) en las bandas *BVRI*. Nuestros criterios de consistencia permiten clasificar los ajustes por su calidad, lo que permite seleccionar a 20 de las 28 galaxias para su análisis posterior y comprobar las limitaciones del método en las restantes. En promedio, la galaxia anfitriona está bien descrita por modelos de Sérsic, mostrando colores rojos ($\langle B-R \rangle$=0.95±0.26), índices de Sérsic bajos ($0.5 \lesssim n \lesssim 2$), radios efectivos pequeños ($\langle\ r_{\rm e}\ \rangle$=1.11±0.74 kpc) y brillos superficiales altos ($\langle\ \mu_{\rm e}\ \rangle$= 22.41±0.68 mag arcsec^{-2}). Las galaxias más luminosas son más extensas y albergan un brote de formación estelar más extenso y luminoso que las de menor luminosidad. En promedio, las BCGs son ∼2 mag más brillantes y un factor 2 más com-

pactas que las dIs y dEs de su misma luminosidad. Este resultado se interpreta en función de las posibles conexiones evolutivas entre galaxias enanas.

Utilizando los colores y luminosidades de los modelos, se obtienen masas estelares en el rango $3{\times}10^7 \lesssim \mathrm{M_s} \lesssim 7.8{\times}10^9$ $\mathrm{M_\odot}$. Con ellas y el contenido y velocidad de rotación del gas neutro, se estudia la posición de las BCGs en las relaciones Tully–Fisher estándar, estelar y bariónica. Las BCGs ocupan el mismo espacio que el resto de galaxias enanas, desviándose sistemáticamente de dichas relaciones hacia bajas luminosidades. Del análisis de dichas desviaciones se obtiene que las BCGs poseen un contenido bariónico normal, pero muestran un contenido estelar inferior al predicho por las relaciones de escala para galaxias tardías brillantes hacia bajas luminosidades, colores más azules y cocientes $M_{\rm HI}/L_{\rm B}$ mayores, de manera similar a las dIs.

En este trabajo se presentan nuevas observaciones en el rango milimétrico para 10 objetos de la muestra. Se detecta CO en 7 de ellas, dos de las cuales no presentan detecciones previas, mientras que para una octava se logra una detección dudosa. A partir del análisis de las líneas de emisión de las transiciones 1→0 (115 GHz) y 2→1 (230 GHz) del CO y suponiendo un factor de conversión CO–H_2, se derivan la masa ($3{\times}10^6 M_\odot \lesssim M_{\rm mol} \lesssim 5{\times}10^9 M_\odot$) y la densidad superficial ($1 M_\odot \mathrm{pc}^{-2} \lesssim \Sigma_{\rm mol} \lesssim 100 M_\odot \mathrm{pc}^{-2}$) del gas molecular presente en las regiones centrales de las galaxias detectadas, y cotas superiores para las restantes. Su relación con las propiedades estructurales y con datos multifrecuencia obtenidos de la literatura permite obtener que el contenido de gas molecular es mayor en galaxias más masivas (en gas neutro y en estrellas) y más metálicas. Además, para una dada masa estelar, el contenido molecular no está correlacionado con el ritmo de formación estelar.

Finalmente, resumimos tres estudios en curso donde se presentan tres importantes aplicaciones del método de ajustes 2D desarrollado. Primero, se obtienen parámetros de Sérsic en los filtros *BVRIJHK* de una galaxia de la muestra, Mrk 35, como parte de un estudio espectro fotométrico que combina imagen en banda ancha, en filtros estrechos y espectroscopia, a fin de caracterizar adecuadamente las distintas poblaciones estelares que coexisten en la BCG. Los modelos 2D permiten, junto a estimaciones de extinción interestelar y de la contaminación por líneas de emisión, corregir adecuadamente la fotometría de los brotes de formación estelar, lo que modifica sus luminosidades y colores de manera apreciable. En el segundo, se demuestra que nuestro método permite ajustar modelos de Sérsic con éxito en más de 50 BCGs utilizando imágenes obtenidas del SDSS/DR6. Su calidad y homogeneidad permiten ajustar con fiabilidad ($\sigma \leq 0.2$ mag) la distribución de brillo de las galaxias hasta $\mu \sim 27$ mag arcsec^{-2}. Los parámetros ajustados son consistentes con los de la muestra de 28 galaxias analizada previamente. Además, para 22 BCGs analizadas estos mejoran sustancialmente ajustes de Sérsic previos obtenidos con la técnica 1D. Por último, se presenta una búsqueda de candidatos a BCGs durante los períodos de calma en su evolución (esto es, antes y después del brote de formación estelar) utilizando el SDSS/DR6. En él, la selección de candidatos se realiza a partir de las propiedades derivadas de nuestros modelos 2D. Los resultados revelan que una de cada tres galaxias en el Universo Local puede ser una BCG en calma, y que estas a su vez, son unas 30 veces más abundantes que las BCGs.

Abstract

Blue Compact Galaxies (BCGs) are recognized by their violent star formation activity, which dominates most of their optical light. However, the detailed characterization of their host galaxy is essential in order to assess their origin and evolutionary status. The host galaxy is an old stellar component which is only detected at faint surface brightness levels, and therefore requires a large observational and analysis effort. The properties of the host galaxy in BCGs and their relation with the gas content and star formation activity are the main goals of this Thesis.

In order to characterize the host galaxy we propose a two-dimensional fitting methodology, which aims to improve the derivation of reliable structural parameters. Our main goal is to fit 2D Sérsic models to the host galaxy light distribution, doing it by means of a suitable statistical treatment, and avoiding the star formation regions by using accurate masks.

To test the robustness and accuracy of the procedure we carry out a set of fits with simulated objects. Then, we also test the method with a subsample of eight real galaxies for which we have Sérsic parameters obtained using a one-dimensional technique. We discuss the advantages and weaknesses of the method by comparing both sets of results. We perform consistency checks to asses the reliability of the fits and to estimate typical uncertainties. Thus, we derive stable Sérsic parameters with an accurate sky-subtraction and uncertainties smaller than 30 %. The more accurate isolation of the starburst emission is the most importante advantage and strength of the method.

The structural parameters of the host galaxy are derived for the remaining 20 galaxies of the whole sample of 28 by fitting 2D Sérsic models to deep ($\mu \sim$ 26–28 mag arcsec^{-2}) *BVRI* images. We discuss the reliability of the fits by performing consistency checks. Overall, 20 galaxies are well described by Sérsic models. BCGs hosts show red colours ($\langle B-R \rangle$=0.95±0.26), low Sérsic indexes ($0.5 \lesssim n \lesssim 2$), small sizes ($\langle\ r_{\rm e}\ \rangle$=1.11±0.74 kpc) and high surface brightnesses ($\langle\ \mu_{\rm e}\ \rangle$= 22.41±0.68 mag arcsec^{-2}). In addition, BCGs with more luminous and extended hosts show larger and luminous starburst components. On average, BCG hosts are more compact (a factor of ∼2) and with higher surface brightnesses (by about ∼2 mag) than dIs and most dEs.

We estimate stellar masses between $3\times10^7 \lesssim {\rm M_s} \lesssim 7.8\times10^9$ M$_\odot$ by using colours and luminosities. Then, we use B-band luminosities, stellar and HI masses to locate the BCG hosts in the standard, stellar and baryonic Tully–Fisher relations. We found that low-luminosity hosts deviate from the trend followed by late-type discs with the same rotation velocity.

These deviations are analysed in terms of the HI mass-to-luminosity ratio. Our findings suggest that the baryonic content in BCGs is normal but they tend to be inefficient producing stars toward low-mass, gas-rich and bluest hosts, in a similar way to dIs.

This work presents new 1→0 (115 GHz) and 2→1 (230 GHz) CO observations for a subsample of 10 BCGs. Seven galaxies are successfully detected — two of them for the first time — while a doubtful detection is obtained for another one. Assuming a standard CO-to-H_2 conversion factor we derive molecular masses ($3{\times}10^6 M_\odot \lesssim M_{\rm mol} \lesssim 5{\times}10^9 M_\odot$) and surface mass densities ($1 M_\odot {\rm pc}^{-2} \lesssim \Sigma_{\rm mol} \lesssim 100 M_\odot {\rm pc}^{-2}$). We derive relations between molecular mass content and structural properties, as well as with luminosities and star formation rates derived from multifrequency data from the literature. More massive objects show larger amount of molecular gas. Moreover, CO abundance is correlated with metallicity. In contrast, molecular gas do not show correlation with the specific star formation rate.

Finally, we summarize three studies in which the 2D fitting technique was successfully applied. Firstly, we present part of a detailed spectrophotometric study of Mrk 35. 2D Sérsic parameters are derived by fitting their *BVRIJHK* images. We computed colours, equivalent widths and luminosities of the individual star-forming knots by subtracting the flux emitted by the host galaxy. We show that corrected values can differ significantly from the uncorrected ones. Secondly, we demonstrate that reliable Sérsic parameters — up to surface brightnesses around 27 mag arcsec^{-2} — are obtained by using the 2D fitting method in more than 50 BCG r-band images selected from the SDSS/DR6. The Sérsic parameters are consistent with those derived for the previous 28 galaxy sample. Significantly better results are obtained for 22 BCGs, compared with 1D Sérsicfits in the literature. Last, we use the structural properties derived in this work to perform a SDSS/DR6 search for BCGs during quiescence (QBCGs), i.e., before the starburst sets in or when it has faded away. These QBCGs are assumed to be like BCG host galaxies. QBCGs have lower surface brightnesses, they are redder and more metal rich than typical BCGs. We show that QBCG candidates are thirty times more abundant than BCGs. Our findings shows that one out of each three dwarf galaxies in the Local Universe may be a QBCG.

Índice

Agradecimientos v

Resumen vii

Abstract ix

1. Introducción y Fundamentos 1
- 1.1. Las Galaxias Enanas y sus clases . . . 1
  - 1.1.1. Enanas Irregulares . . . 4
  - 1.1.2. Enanas Elípticas y Esferoidales . . . 5
  - 1.1.3. Galaxias Compactas Azules . . . 7
- 1.2. Las Poblaciones Estelares de las BCGs . . . 10
  - 1.2.1. La población joven . . . 10
  - 1.2.2. La población vieja . . . 12
- 1.3. Morfología y Estructura de las BCGs . . . 13
- 1.4. Gas y Dinámica de las BCGs . . . 16
- 1.5. Los posibles vínculos evolutivos entre BCGs, dEs y dIs . . . 21
- 1.6. Objetivos y motivaciones de la Tesis . . . 25
- 1.7. Descripción de la muestra de BCGs . . . 27
  - 1.7.1. Breve descripción de la Memoria . . . 28

2. Determinación de los parámetros estructurales en BCGs 33
- 2.1. Perfiles unidimensionales . . . 34
- 2.2. Ajustes bidimensionales . . . 34
- 2.3. El programa de ajuste bidimensional GALFIT . . . 35
  - 2.3.1. Descripción y funcionamiento . . . 35
- 2.4. Modelos analíticos . . . 38
- 2.5. Caracterización de la galaxia anfitriona de las BCGs . . . 42
  - 2.5.1. Presentación del problema . . . 42
- 2.6. La Metodología . . . 47
- 2.7. Ajustes 2D en Galaxias Simuladas . . . 53
  - 2.7.1. Elaboración de modelos . . . 53
  - 2.7.2. Determinación del cielo . . . 54

2.7.3. Resultados 55
2.7.4. Discusión 57

3. Modelado 2D de la galaxia anfitriona en BCGs 61
3.1. Muestra de referencia 61
3.1.1. Resultados previos: *ajustes 1D* 62
3.1.2. Resultados: *ajustes 2D* 62
3.2. Fuentes de error: comparación con las simulaciones 66
3.2.1. Parámetros estructurales y la extensión del perfil ajustado 66
3.2.2. Parámetros estructurales y substracción del cielo 70
3.2.3. Otras fuentes de error 70
3.2.4. Tests de consistencia 72
3.3. Comparación 1D – 2D 73
3.3.1. Casos especiales 77

4. Propiedades Estructurales y Relaciones de Escala de las Compactas Azules 81
4.1. Ajustes 2D de la muestra: presentación de resultados 85
4.1.1. Causas de ajustes de baja calidad ($Q = 2$) 85
4.2. Análisis de la galaxia anfitriona 86
4.2.1. Colores globales 87
4.2.2. Parámetros Estructurales 88
4.2.3. Luminosidades y tamaños del *starburst* y su *host* 89
4.2.4. Contenido Gaseoso 92
4.2.5. Contenido Estelar 94
4.3. La Relación Tully-Fisher y las BCGs 95
4.3.1. Discusión sobre la TFR 98
4.4. Conexiones evolutivas entre BCGs y otras clases de galaxias enanas 99

5. Análisis del contenido de gas molecular en BCGs de la muestra 105
5.1. Selección de una submuestra de objetos 106
5.1.1. Resultados previos recopilados de la literatura 107
5.2. Observaciones milimétricas 110
5.3. Reducción de los datos 116
5.4. Resultados: derivación de parámetros físicos 116
5.4.1. Análisis de las líneas de emisión 117
5.4.2. Masa de gas molecular 117
5.5. Datos multifrecuencia adicionales 124
5.6. Emisión del gas molecular y propiedades globales de las BCGs 126
5.6.1. Relación con el contenido de gas neutro 129
5.6.2. Relación con los parámetros del *host* 130
5.6.3. Relación con la metalicidad 130
5.7. Emisión del gas molecular y formación estelar en BCGs 132
5.7.1. Ritmo de formación estelar 133
5.7.2. Eficiencia de la formación estelar 135

6. Aplicaciones de la metodología y próximos trabajos **139**
6.1. Mrk 35: análisis espectrofotométrico 140
6.1.1. Resultados del análisis fotométrico: morfología de Mrk 35 142
6.1.2. Modelado de la galaxia anfitriona 145
6.1.3. Discriminación de las diversas componentes luminosas 146
6.2. Galaxias Compactas Azules en el Survey Sloan 147
6.2.1. Selección de Candidatos 149
6.2.2. Datos: el SDSS 150
6.2.3. Ajustes 2D 150
6.2.4. Resultados preliminares 160
6.3. Buscando las BCGs sin *starburst* (QBCGs) 163
6.3.1. Selección de candidatos a QBCGs 164
6.3.2. Resultados 167

7. Resumen y Conclusiones **171**

A. Ajustes 2D: Atlas **179**

B. Glosario de abreviaturas y acrónimos utilizados en la memoria **189**

Bibliografía **193**

Índice de figuras

1.1. Galaxias Enanas: tipos morfológicos 3
1.2. Galaxias Irregulares 5
1.3. Galaxias Enanas Elípticas 6
1.4. BCGs: Espectros típicos 8
1.5. Comparativa entre imagen CCD y placa fotográfica 10
1.6. Formación estelar en BCGs: imagen Hα 11
1.7. Clasificación morfológica de BCGs 13
1.8. BCGs con morfología compleja. Ejemplo: Mrk 409 14
1.9. Gas neutro en BCGs: mapas de emisión y diagramas cinemáticos 17
1.10. Gas neutro en galaxias enanas: perfiles de densidad superficial 19
1.11. Gas neutro en BCGs: curvas de rotación en BCGs 19
1.12. Gas molecular en BCGs: correlaciones 20
1.13. Escenarios evolutivos de las BCGs: esquema 23
1.14. Parámetros estructurales de las galaxias enanas: brillos y escalas 24
1.15. Muestra de 28 BCGs 30

2.1. Fichero de entrada para GALFIT 36
2.2. Perfil exponencial. Ejemplo: M 33 39
2.3. Perfil de $r^{1/4}$. Ejemplo: NGC 315 40
2.4. Perfiles de Sérsic 41
2.5. Características de un perfil radial en BCGs 43
2.6. Dependencia del modelo de Sérsic con la extensión del perfil 45
2.7. Dependencia del modelo de Sérsic con la sustracción del fondo de cielo . . . 46
2.8. Perfiles de Sérsic de $n >> 4$ 47
2.9. Metodología: diagrama de flujo 48
2.10. Superposición de imágenes: filtros B y Hα y máscara del brote 53
2.11. Ejemplo de galaxias sintéticas 54
2.12. Simulaciones: desviaciones de los parámetros de Sérsic en función de $R_{\rm mask}$ 56
2.13. Simulaciones: desviaciones de los parámetros de Sérsic en función de la extensión del perfil 57
2.14. Simulaciones: gráficos de estabilidad 58

3.1. Perfiles radiales y estabilidad de los parámetros 1D 64

3.2. Salida de GALFIT: galaxia, modelo y residuo . . . 67
3.3. Salida de GALFIT: galaxia, modelo y residuo . . . 68
3.4. Máscaras para Mrk 86 . . . 69
3.5. Perfil radial de Mrk 5 . . . 71
3.6. Gráfico de estabilidad de Mrk 370 . . . 74
3.7. Comparación de parámetros de Sérsic : 1D vs. 2D . . . 75
3.8. Gráfico de estabilidad: Mrk 36 . . . 76
3.9. Comparación entre modelos de Sérsic 1D y 2D: *bmodel* vs. GALFIT . . . 78
3.10. Histogramas de residuos para Mrk 5 . . . 79
3.11. Gráfico de estabilidad de IZw 123 . . . 80

4.1. Colores vs. magnitud absoluta del *host* . . . 88
4.2. Color del *host* vs. color total de las BCGs . . . 89
4.3. Parámetros de Sérsic versus magnitud absoluta del *host* . . . 90
4.4. Propiedades estructurales del *host* y su *starburst*en BCGs . . . 91
4.5. Relaciones entre estructura y contenido gaseoso en BCGs . . . 94
4.6. Relaciones de Tully-Fisher: TFR, sTFR y gsTFR . . . 97
4.7. Residuos de las relaciones Tully-Fisher . . . 100
4.8. Comparativa entre parámetros estructurales: BCGs, dEs, dIs y galaxias luminosas . . . 103
4.9. Relación Tully-Fisher para BCGs y dIs . . . 104

5.1. CO en BCGs. Ejemplo: Mrk 86 . . . 107
5.2. El Telescopio IRAM 30-m. . . . 110
5.3. Registro de opacidad atmosférica durante las observaciones . . . 111
5.4. Apuntados de CO (I) . . . 112
5.5. Apuntados de CO (II) . . . 113
5.6. Espectros de CO (I) . . . 118
5.7. Espectros de CO (II) . . . 119
5.8. Espectros de CO (III) . . . 120
5.9. Masa molecular y luminosidad de la galaxia . . . 128
5.10. Masa molecular, masa de gas neutro y masa estelar . . . 129
5.11. Masa y densidad superficial molecular y tamaños de las BCGs . . . 131
5.12. Contenido molecular y metalicidad . . . 132
5.13. Masa molecular y ritmo de formación estelar . . . 135
5.14. Ley de Schmidt . . . 136

6.1. Mrk 35: imágenes multifrecuencia . . . 141
6.2. Mrk 35: isocontornos de Hα . . . 142
6.3. Mrk 35: mapas de color . . . 143
6.4. Mrk 35: ajustes 2D . . . 144
6.5. Muestra del SDSS-DR6: presentación . . . 151
6.6. Muestra del SDSS-DR6. Ejemplos: gráficos de estabilidad . . . 152
6.7. Muestra del SDSS-DR6. Ejemplos: ajustes 2D . . . 154
6.8. Muestra del SDSS-DR6. Ejemplos: ajustes 2D (II) . . . 155

6.9. Muestra del SDSS-DR6. Ejemplos: ajustes 2D (III) 156
6.10. Muestra del SDSS-DR6. Ejemplos: ajustes 2D (IV) 157
6.11. Muestra del SDSS-DR6. Ejemplos: ajustes 2D (V) 158
6.12. Muestra del SDSS-DR6. Ejemplos: ajustes 2D (V) 159
6.13. Muestra del SDSS-DR6: parámetros estructurales 161
6.14. Muestra del SDSS-DR6: comparación con ajustes 1D (I) 162
6.15. Muestra del SDSS-DR6: comparación con ajustes 1D (II) 163
6.16. Magnitudes, colores e índices de Sérsic para los *hosts* de la muestra de 28 BCGs utilizando el sistema fotométrico del SDSS 164
6.17. Magnitud absoluta del *host* y de las BCGs incluyendo el *starburst* 166
6.18. Candidatos a QBCG y BCG a partir de la búsqueda en el SDSS 168
6.19. Histogramas de propiedades de los candidatos a QBCGs y BCGs 169

A.1. Cam 0341-404, filtro B: imagen, modelo y residuo. 179
A.2. Haro 1, filtro B: imagen, modelo y residuo. 180
A.3. Haro 15, filtro V: imagen, modelo y residuo. 180
A.4. PHL 293 B, filtro B: imagen, modelo y residuo. 180
A.5. Mrk 5, filtro B: imagen, modelo y residuo. 181
A.6. Mrk 33, filtro B: imagen, modelo y residuo. 181
A.7. Mrk 35, filtro B: imagen, modelo y residuo. 181
A.8. Mrk 35, filtro B: imagen, modelo y residuo. 182
A.9. Mrk 86, filtro B: imagen, modelo y residuo. 182
A.10. Mrk 297, filtro B: imagen, modelo y residuo. 182
A.11. Mrk 314, filtro B: imagen, modelo y residuo. 183
A.12. Mrk 324, filtro B: imagen, modelo y residuo. 183
A.13. Mrk 370, filtro B: imagen, modelo y residuo. 183
A.14. Mrk 401, filtro B: imagen, modelo y residuo. 184
A.15. Mrk 527, filtro B: imagen, modelo y residuo. 184
A.16. Mrk 600, filtro B: imagen, modelo y residuo. 184
A.17. Mrk 1089, filtro B: imagen, modelo y residuo. 185
A.18. Mrk 1090, filtro B: imagen, modelo y residuo. 185
A.19. Tololo 0127-397, filtro B: imagen, modelo y residuo. 185
A.20. UM 417, filtro B: imagen, modelo y residuo. 186
A.21. UM 462, filtro R: imagen, modelo y residuo. 186
A.22. I Zw 123, filtro B: imagen, modelo y residuo. 186
A.23. II Zw 33, filtro B: imagen, modelo y residuo. 187
A.24. II Zw 40, filtro B: imagen, modelo y residuo. 187
A.25. II Zw 70, filtro B: imagen, modelo y residuo. 187
A.26. II Zw 71, filtro B: imagen, modelo y residuo. 188
A.27. III Zw 102, filtro B: imagen, modelo y residuo. 188
A.28. III Zw 107, filtro B: imagen, modelo y residuo 188

Índice de tablas

1.1. Propiedades características de las galaxias enanas 2
1.2. Muestra de galaxias y parámetros básicos 31
1.3. Registro de observaciones 32

3.1. Muestra de BCGs de referencia y parámetros básicos 63
3.2. Parámetros de la galaxia subyacente derivados de los ajustes 2D 65
3.3. Variación de los parámetros de Mrk 5 al cielo 71

4.1. Parámetros de Sérsic ajustados a la muestra de 28 BCGs 82
4.2. Valor medio de los parámetros estructurales de la muestra y comparación con valores de la literatura 87
4.3. Masa de gas y masa estelar 93

5.1. Compilación de medidas de CO de la literatura 108
5.2. Observaciones de CO 115
5.3. Observaciones de CO: apuntado central 123
5.4. Propiedades de las galaxias obtenidas de la literatura 125
5.5. Parámetros de formación estelar en las BCGs observadas 134

6.1. Colección de datos de Mrk 35 140
6.2. Parámetros estructurales de la galaxia anfitriona de Mrk 35 145
6.3. Colores integrados del *host* de Mrk 35, derivados del ajuste 2D de un modelo de Sérsic 146
6.4. Descomposición del flujo en los brotes de Mrk 35 147
6.5. Fotometría en Hα de los brotes de formación estelar de Mrk 35 148
6.6. Fotometría en banda ancha de los brotes detectados en Mrk 35 149
6.7. Muestra de galaxias 153
6.8. Criterios utilizados para la selección de candidatos a QBCGs del SDDS/RD6 165
6.9. Criterios de selección de la muestra de BCGs del SDDS/RD6 167

1

Introducción y Fundamentos

A lo largo de esta Tesis se han estudiado las propiedades globales de las Galaxias Compactas Azules (BCGs). En este Capítulo introductorio posicionaremos a estos objetos en el contexto más general de las Galaxias Enanas, definiendo las distintas clases a partir de sus principales características. Luego nos centraremos particularmente en las propiedades de las BCGs. Revisaremos brevemente las características más relevantes de sus poblaciones estelares, propiedades estructurales y dinámicas, así como sus posibles vínculos evolutivos con el resto de enanas. Posteriormente, en §1.6 se plantearán los principales objetivos que buscamos y motivan esta Tesis y presentaremos la muestra de galaxias con la que se ha trabajado. Finalmente, daremos una breve descripción de las diferentes secciones que componen esta Tesis. Para facilitar la lectura, hemos incluido en el Apéndice B un compendio de abreviaturas y acrónimos con su correspondiente descripción, que se han utilizado a lo largo de la Memoria.

1.1. Las Galaxias Enanas y sus clases

Hasta hace relativamente poco tiempo, cuando los catálogos de galaxias estaban limitados en luminosidad (p.ej., de Vaucouleurs & de Vaucouleurs 1964), estaban dominados en número por las galaxias más brillantes (i.e., espirales y elípticas gigantes). Sin embargo, catálogos limitados en distancia (p.ej. Kraan-Korteweg 1986; Tully 1988) y estudios de la función de luminosidad de galaxias en diferentes entornos (p.ej., Loveday 1997; Marzke & Da Costa 1997; Marzke et al. 1998; Blanton et al., 2001; De Propris et al., 2003), han puesto en evidencia que las enanas son el tipo de galaxia más abundante en el Universo próximo (Mateo 1998), creyéndose incluso que habrían sido mucho más numerosas en épocas pasadas (Ellis 1997). En el censo del Grupo Local representan aproximadamente el 80 %−90 % de las galaxias (Mateo 98; Grebel 2001), mientras que en el Volumen Local ($D \lesssim 10$ Mpc) el $\sim$85 % de las galaxias son enanas (Karachentsev et al., 2004).

La definición de galaxia enana es ciertamente arbitraria y se basa en su luminosidad, observable relacionado de alguna manera con la masa, uno de los parámetros físicos cuyo papel es más importante en la evolución de estos sistemas estelares (ver Brinchmann & Ellis 2000, y sus referencias). Así, las galaxias enanas se han ido catalogando tipicamente

Tabla 1.1: Propiedades características de las galaxias enanas.

Propiedad	dIs (1)	BCGs (2)	dEs (3)	dSph (4)	dS (5)
M_V (mag) [a]	$\gtrsim -18$	$\gtrsim -18$	$\gtrsim -17$	$\gtrsim -14$	$\gtrsim -18$
$\mu_{0,V}$ [mag arcsec^2] [b]	$\gtrsim 21$	$\gtrsim 19$	$\gtrsim 21$	$\gtrsim 22$	$\gtrsim 23$
r [kpc] [c]	$\lesssim 5$	$\lesssim 5$	$\lesssim 4$	$\lesssim 3$	$\lesssim 5$
regiones HII	muchas y dispersas	centrales	no	no	pocas
apariencia óptica	irregular	elíptica/irregular	elíptica	elíptica	elíptica
nucleación	no	si	si	muy débil	si
formación estelar	débil a moderada	intensa	no/muy débil	no	débil
rotación (gas)	sólido rígido lento	sólido rígido	no	no	sólido rígido lento
$Z/Z_\odot$ [d]	$\sim 1/40-1/3$	$\sim 1/50-1/2$	~ 1	~ 1	muy bajo
$M_{HI}/M_\odot$ [e]	$\lesssim 10^9$	$\lesssim 10^9$	$\lesssim 10^8$	$\lesssim 10^5$	$\lesssim 10^9$
$M_{tot}/M_\odot$ [f]	$\lesssim 10^{10}$	$\lesssim 10^{10}$	$\lesssim 10^9$	$\lesssim 10^7$	$\lesssim 10^{10}$
frecuentes en	campo	campo	cúmulos	cúmulos	campo

Notas. Líneas: (1) dIs=enanas irregulares; (2) BCGs=galaxias compactas azules; (3) dEs=enanas elípticas; (4) dSph=enanas esferoidales; (5) dS=espirales enanas. (*a*) magnitud absoluta en el filtro V; (*b*) brillo superficial central en el filtro V; (*c*) radio óptico; (*d*) metalicidad (en unidades solares); (*e*) masa de HI en unidades solares; (*f*) masa total en unidades solares. Tomado de Vaduvescu (2005).

como aquellas galaxias con magnitudes absolutas $M \gtrsim -18$ mag (ver p.ej., Grebel 2001), aunque en ocasiones — como veremos más adelante — este límite no está tan definido, fluctuando en torno a dicho valor dependiendo, entre otras cosas, del filtro utilizado o del tipo de objeto (clase de galaxia enana) considerado.

El universo de las galaxias enanas posee una gran diversidad, habiéndose clasificado en varios grupos o clases según la apariencia que muestran en el óptico. Siguiendo la secuencia de Hubble (Hubble 1936) entre las denominadas enanas "tardías" se encuentran las enanas irregulares y de bajo brillo superficial (dIs/LSBGs), las espirales enanas (dS) y a las compactas azules (BCGs), mientras que a las enanas elípticas y/o esferoidales (dE/dSph) se les denomina enanas "tempranas". En general, las galaxias enanas presentan diferentes propiedades y metalicidades, existiendo una superposición parcial en su clasificación y en sus propiedades físicas. La transición en la secuencia de Hubble es gradual y hasta cierto punto arbitraria (Gil de Paz et al., 2003). Así, hacia bajas magnitudes absolutas las clases dIs, dE y LSBGs convergen (Kunth & Ostlin 2000).

La Tabla 1.1 muestra un resumen de algunas características presentes en distintas clases de enanas siguiendo principalmente los trabajos de Grebel (2000; 2001). En la Fig. 1.1 se presentan varias imágenes con ejemplos de las distintas clases de galaxias enanas, mostradas según una combinación de imágenes del "Sloan Digital Sky Survey" [1] (SDSS) en los filtros ópticos, *ugriz*.

Las galaxias enanas, además de ser menos luminosas (y masivas), poseen tamaños y brillos superficiales ópticos típicamente menores que las denominadas galaxias "normales", esto es, elípticas o espirales gigantes. Comparadas con éstas, las enanas tardías presentan

[1] Disponible publicamente en: `http://www.sdss.org/dr6`

Figura 1.1: El "zoo" de las galaxias enanas. Se muestran los distintos tipos morfológicos mediante imágenes en falso color tras una combinación de filtros anchos *ugriz* observados por el cartografiado del cielo SDSS DR6 (Sloan Digital Sky Survey, Data Release 6). De izquierda a derecha: DDO 126 (dI), DDO 154 (LSBG) y NGC 2552 (dS) en el panel superior, y IZw 18 (HII/BCG), Haro 8 (BCG) y VCC 009 (dE) en el panel inferior.

además densidades superficiales de HI y fracciones de gas (cociente masa de HI a masa total) mayores. Además, los halos de HI en dIs suelen ser muy extensos en comparación a su componente estelar, llegando en ocasiones a extenderse varias veces el radio óptico de la galaxia (p.ej., NGC 4449, Hunter et al., 1998).

Los primeros modelos de masa para enanas tardías basados en curvas de rotación del gas (HI), mostraron que las propiedades de la materia oscura en estas galaxias eran similares a las de galaxias espirales (Carignan 1985; Carignan, Sancisi & van Albada 1988). Muchas galaxias enanas estudiadas están dominadas por materia en toda su extensión óptica y de HI (p.ej., DDO 154, Carignan & Beaulieu 1989), mientras que otras muestran mayor dispersión tanto en las propiedades como en la cantidad de materia oscura, p.ej., la nube Mayor de Magallanes (Kim et al., 1998). Estudios más recientes y extensos indican, sin embargo, que las galaxias enanas no estarían necesariamente dominadas por materia oscura dentro de su radio óptico, presentando en su mayoría modelos de masa y fracciones de materia oscura similares a los de galaxias espirales dentro de un radio $\sim$4 veces el radio de escala de la galaxia (Swaters 1999; Swaters et al., 2000).

Por numerosas, las galaxias enanas son muy importantes en diversas áreas de la astrofísica extragaláctica. Además, juegan un papel crucial en las teorías contemporáneas de formación y evolución de galaxias. Por ejemplo, en el escenario jerárquico de formación de

estructuras a gran escala, las enanas son las galaxias que se forman primero, convirtiéndose luego en las unidades fundamentales de las que se forman las galaxias de mayor tamaño (White & Frenk 1991; Kauffmann, White & Guilderoni 1993). Por otra parte, en el Universo Local la masa de las galaxias correla con su metalicidad (p.ej., Lequeux et al., 1979). Así, galaxias más luminosas son más metálicas, y poseen además mayor brillo superficial (Kunth & Östlin, 2000). El descubrimiento hecho por Searle & Sargent (1972) de galaxias enanas con una abundancia extremadamente pobre en metales, como I Zw 18 ($\sim$1/50 la abundancia solar, Izotov & Thuan 1999), ha resultado decisivo para comenzar a investigar si es posible que existan galaxias genuinamente jóvenes, o galaxias químicamente "no evolucionadas". El uso de galaxias enanas extremadamente pobres en metales como herramienta de determinación de abundancias primordiales como la del Helio (Pagel et al., 1992; Izotov, Thuan & Lipovetsky 1994; Izotov & Thuan 1999), les infiere aún un mayor atractivo.

Además, las galaxias enanas ricas en gas resultan ser laboratorios ideales para estudiar la formación estelar masiva en entornos poco metálicos y en el Universo cercano. Al ser objetos intrínsecamente poco masivos, no llegan a generar — como en el caso de galaxias espirales — ondas de densidad, por lo que los mecanismos de disparo y regulación de la formación estelar en las enanas aún no están del todo entendidos (Kunth & Östlin 2000).

1.1.1. Enanas Irregulares

Las dIs son galaxias enanas llamadas así básicamente por su morfología. En el Volumen Local, más del 70 % de las galaxias tienen tipos de Hubble tardíos (T=9 y 10), siendo la mayoría candidatos a dI (Karachentsev et al., 2004). Son objetos muy abundantes y se los puede encontrar tanto en entornos densos (esto es, grupos y cúmulos de galaxias), como aisladas (Binggeli et al., 1990). Los ejemplos más cercanos los encontramos en las Nubes Mayor y Menor de Magallanes (ver Fig. 1.2), a $\sim$ 49 kpc y 58 kpc, respectivamente (Mateo 1998). Son galaxias que presentan una considerable cantidad de gas en estado neutro (generalmente más que en estrellas), y posiblemente también molecular (básicamente hidrógeno).

Las dIs muestran evidencias de una formación estelar activa, distribuida en áreas extensas ($\sim$ kiloparsecs), aunque con tasas de formación de estrellas (SFR) bajas o moderadas (Kunth & Östlin 2000). Su historia de formación estelar (SFH), revisada por Grebel (1998) y Mateo (1998), muestra que en general, la mayoría de las dIs parecen haber experimentado una formación estelar más o menos continua a lo largo de un tiempo de Hubble[2], y que por tanto habrían evolucionado relativamente despacio, especialmente aquellas de menor brillo superficial, esto es, LSBGs (Bothun et al., 1991). Las regiones de formación estelar en las dIs se hallan distribuidas espacialmente en el disco óptico de la galaxia más que concentradas hacia el núcleo, formando "conglomerados" o "grumos", similares a las regiones HII gigantes de galaxias espirales (p.ej., NGC 604 en M 33).

Los perfiles de brillo superficial de las dIs están, en general, bien descritos por exponenciales, aunque algunas de ellas presentan perfiles más complejos (p.ej., van Zee 2000; Hunter & Elmegreen 2006; Vaduvescu et al., 2005). Por ello, son galaxias consideradas normalmente como "de disco" o "de tipo disco", al igual que otras galaxias tempranas como las espirales. Sus curvas de rotación han servido para estudiar la cinemática y dinámica del

[2] $t_H = 1/H_0$, donde H_0 es la constante de Hubble

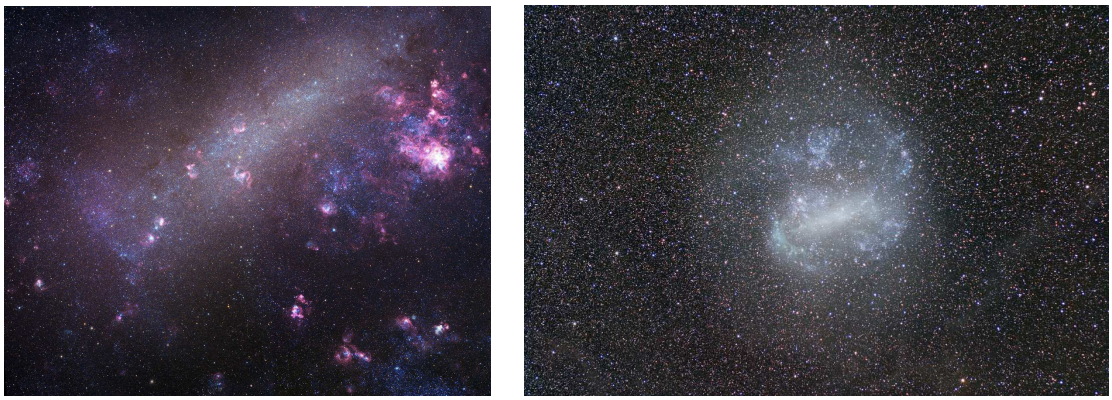

Figura 1.2: La Nube Mayor de Magallanes (LMC): la galaxia irregular más próxima a la Vía Láctea. Izquierda: imagen de las regiones centrales (CfA, Gendler & Hambsch 2005). Derecha: imagen de gran campo (Y. Beletsky, ESO) de la galaxia entera. Al contrario de lo que se creia a partir de imágenes como la de la izquierda, la galaxia LMC presenta, además de una morfología irregular en su región central, una envolvente estelar de muy bajo brillo superficial con forma elíptica.

gas. Al menos hasta los límites ópticos, las curvas de rotación indican típicamente rotación como sólido rígido (Hunter & Gallagher 1986; van Zee et al., 2001a; Swaters, Madore & Trewhella 2000). Más allá, hacia el exterior del disco gaseoso las curvas de rotación tienden a ser planas, sugiriendo que su dinámica estaría dominada por materia oscura (Mateo 1998). Por otra parte, algunas dIs presentan velocidades de dispersión o "random motions" elevadas ($\sim$10 km s^{-1}), que producen campos de velocidad desordenados (Puche, Westphal & Brinks, 1991; Fuentes-Masip et al., 2000a,b).

En general, las dIs son galaxias pobres en metales, esto es, con abundancias subsolares (entre un 3 % y 5 % de la abundancia solar, $Z_{\odot}$) derivadas a partir del estudio espectroscópico (tipicamente, utilizando la línea de emisión del Oxígeno dos veces ionizado, [OIII]λ4363) de sus regiones HII (Kunth & Östlin 2000). En ocasiones las regiones HII de las dIs pueden ser lo suficientemente brillantes para aparecer en cartografiados o *surveys* de objetos con líneas de emisión intensas, y así, ser listadas como BCGs o galaxias HII. El solapamiento entre ambos tipos de galaxias es evidente, y la transición entre una y otra es gradual y sin una separación bien definida.

1.1.2. Enanas Elípticas y Esferoidales

En el otro extremo de la secuecia de Hubble, las enanas elípticas (dEs) y enanas esferoidales (dSph) son galaxias tempranas y, al igual que sucede con las dIs y BCGs, la distinción entre ellas no llega a ser del todo clara (p.ej., Bingelli 1994; Kunth & Östlin 2000); ambas clases de galaxia son probablemente las más abundantes del Universo (Ferguson & Bingelli 1994), tendiendo a ser muy numerosas en cúmulos de galaxias, y en menor medida, acompañando a galaxias elípticas gigantes de campo (Binggeli et al., 1990). En el Grupo Local son $\sim$60 % (Mateo 1998), mientras que en el Cúmulo de Virgo el 80 % de las galaxias aparecen clasificadas como dEs (Sandage & Binggeli 1984). Por esta razón y por

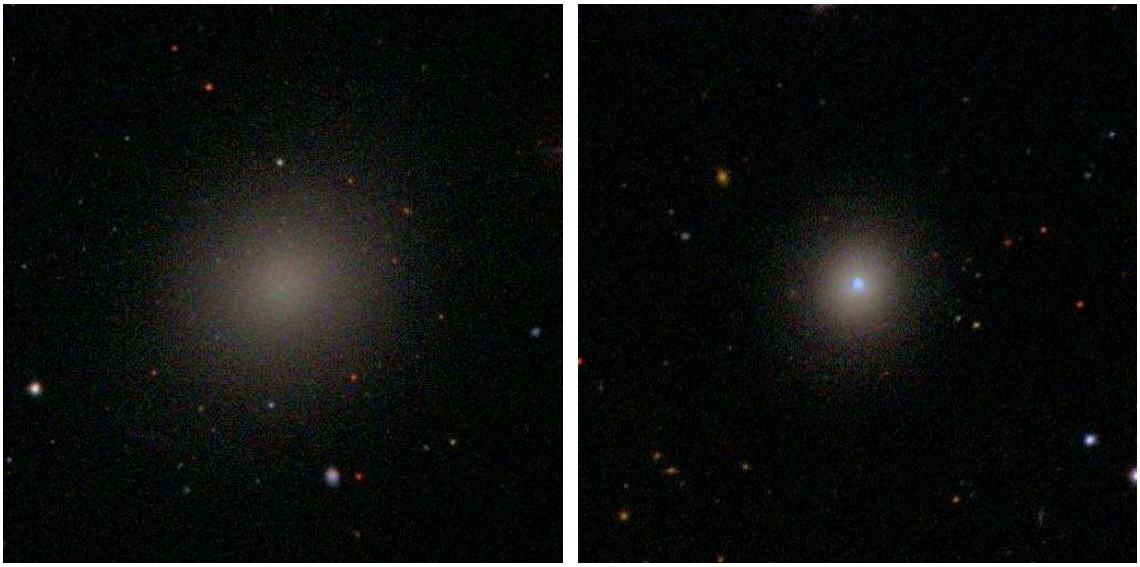

Figura 1.3: Galaxias enanas elípticas en imágenes (combinación de filtros anchos *ugriz*) del *survey* SDSS (DR6): VCC 9 (izquierda) pertenece al cúmulo de Virgo, mientras que IC 225 (derecha) es una dE de campo, característica por presentar una región central azul.

su proximidad (∼16 Mpc[3]), las dEs del cúmulo de Virgo han sido objeto de exhaustivos estudios.

El nombre de dEs deriva de su morfología, que en general tienen apariencia elíptica. Sin embargo, estructural y también morfológicamente las dEs presentan una gran diversidad, que probablemente se traslade a otras propiedades físicas. Así, las dEs poseen una clasificación morfológica no exenta de ambigüedades (Lisker et al., 2007). Por un lado, siguiendo su definición "clásica", hay dE con núcleo o sin él, que difieren en propiedades como el agrupamiento (p.ej., Ferguson & Sandage 1989), su distribución de elipticidades (p.ej., Binggeli & Popescu 1995), o sus colores integrados (Rakos & Schombert 2004; Lisker et al., 2005). Por otro lado, las dEs también incluyen al subtipo dS0 (Sandage & Binggeli 1984), de las cuales se conjetura que podrían tener discos (Binggeli & Cameron 1991; Aguerri et al., 2005).

En su definición clásica a las dEs se les atribuye una cinemática y dinámica similar a las elípticas gigantes, esto es, virializadas, y en ocasiones se las presenta como una versión poco masiva de éstas (ver Graham & Guzmán, 2003). Sin embargo, en algunas dEs se han encontrado evidencias de una rotación significativa (Simien & Prugniel 2002; van Zee et al., 2004b) y presencia de estructuras tipo barra, características de las galaxias de disco (Barazza et al., 2002; Lisker et al., 2006; Corsini et al., 2007). El descubrimiento de la presencia de subestructuras como brazos espirales y/o barras en muchas dEs (p.ej., Jerjen et al., 2000; Barazza et al., 2002; Geha et al., 2003; Graham et al., 2003; De Rickje et al., 2003; Lisker et al., 2007), ha puesto en evidencia que una buena parte de las dEs tienen discos. Además, las estructuras barradas que aparecen en los discos de las galaxias enanas tienen propiedades dinámicas similares a las barras de las galaxias brillantes (Corsini et al., 2007). Cabe entonces la pregunta de si las dEs son galaxia de disco sin un esferoide estelar,

[3]Nasa Extragalactic Database (NED)

o esferoides con una débil componente de disco embebida (Morelli et al., 2004). A las dE de Virgo con una estructura de tipo disco se las designa como "dEdi", y se cree que podrían ser una población de galaxias diferente a las dE clásicas (Lisker et al., 2006a). En Virgo las "dEdi" presentan una frecuencia decreciente entre ∼50 % en el extremo brillante de la función de luminosidad, hasta ∼5 % a $m_{\rm B}$>16.

Las dEs poseen una población estelar de edad avanzada o intermedia. En general, se caracterizan por no presentar formación estelar reciente ni contener cantidades significativas de gas (van Zee et al., 2004a) o polvo (p.ej., Grebel et al., 2001; Conselice et al., 2003). Su metalicidad, calculada a través de fotometría óptica multibanda (van Zee et al., 2004a) o análisis de índices de Lick en espectroscopía de alta resolución (Geha et al., 2003), es solar o subsolar, mayor al del resto de enanas.

Contrariamente a su concepción original, ∼15 % de las dEs de Virgo presentan claras detecciones de HI en la línea de 21 cm (Conselice et al., 2003) y además algunas dEs luminosas de Virgo muestran regiones centrales azules, originadas por una formación estelar reciente o incluso aún en desarrollo (Lisker et al., 2006b). Entre este pequeño grupo de dEs que exhiben formación estelar, gas y polvo encontramos, por ejemplo en el Grupo Local, a las galaxias NGC 205 o NGC 185 (Hodge 1973), y a la galaxia aislada IC 225 (Gu et al., 2006), que se muestran en la Fig. 1.3. El solapamiento o continuidad entre algunas propiedades entre las clases dEs, dIs y BCG muestra que en cierta forma su frontera, así como un posible vínculo evolutivo entre ellas, no es del todo claro.

1.1.3. Galaxias Compactas Azules

Entre las galaxias enanas, las Compactas Azules (BCGs o BCDs[4], Thuan & Martin 1981) son aquellas que sufren los estallidos de formación estelar (esto es, *starbursts*) más intensos (Kunth & Östlin 2000). Historicamente, las BCGs están definidas por dos propiedades fotométricas: luminosidad ($-21\lesssim M_{\rm B}\lesssim-12$, p.ej., Kunth & Östlin 2000) y compacidad (diámetro del *starburst* $\lesssim$1−5 kpc, p.ej., Cairós 2000). En un principio, Zwicky (1965) las designó como galaxias "compactas" para distinguirlas de estrellas en las placas fotográficas tomadas en Monte Palomar. También estudios como los de Haro (1956), Zwicky et al. (1966) y Markarian (1967) se refieren a ellas como objetos compactos, haciendo referencia al alto brillo superficial que presentaban en las placas fotográficas. Posteriormente se incluyó el color en su definición, llamándolas además "azules" en alusión al elevado brillo superficial que presentaban (>20 mag arcsec^{-2}) en las placas de ese color (Zwicky 1970). Como dato paradójico cabe comentar que en la muestra original del catálogo de Zwicky resultó que sólo unos pocos de aquellos objetos eran BCGs, siendo en su mayoría galaxias activas (AGNs), espirales con formación estelar central, o HII gigantes en las zonas externas de galaxias espirales (Kunth & Östlin 2000).

Las BCGs no serían objetos tan abundantes, al menos en el Universo Local, como lo son las dIs o dEs. Además, a diferencia principalmente de las dEs, es más frecuente hallarlas en campo que en entornos de alta densidad, como cúmulos de galaxias (p.ej., Salzer 1989; Campos-Aguilar et al., 1993). Incluso, cerca de un 20 % de ellas estaría cerca o dentro de

[4]BCD: del inglés *Blue Compact Dwarfs*. A lo largo de esta Tesis nos referiremos a las Galaxias Compactas Azules como BCGs, aunque también utilizaremos el término BCD en figuras o tablas extraídas de otros estudios, ya que ambos términos se utilizan indistintamente en la literatura para definir la clase.

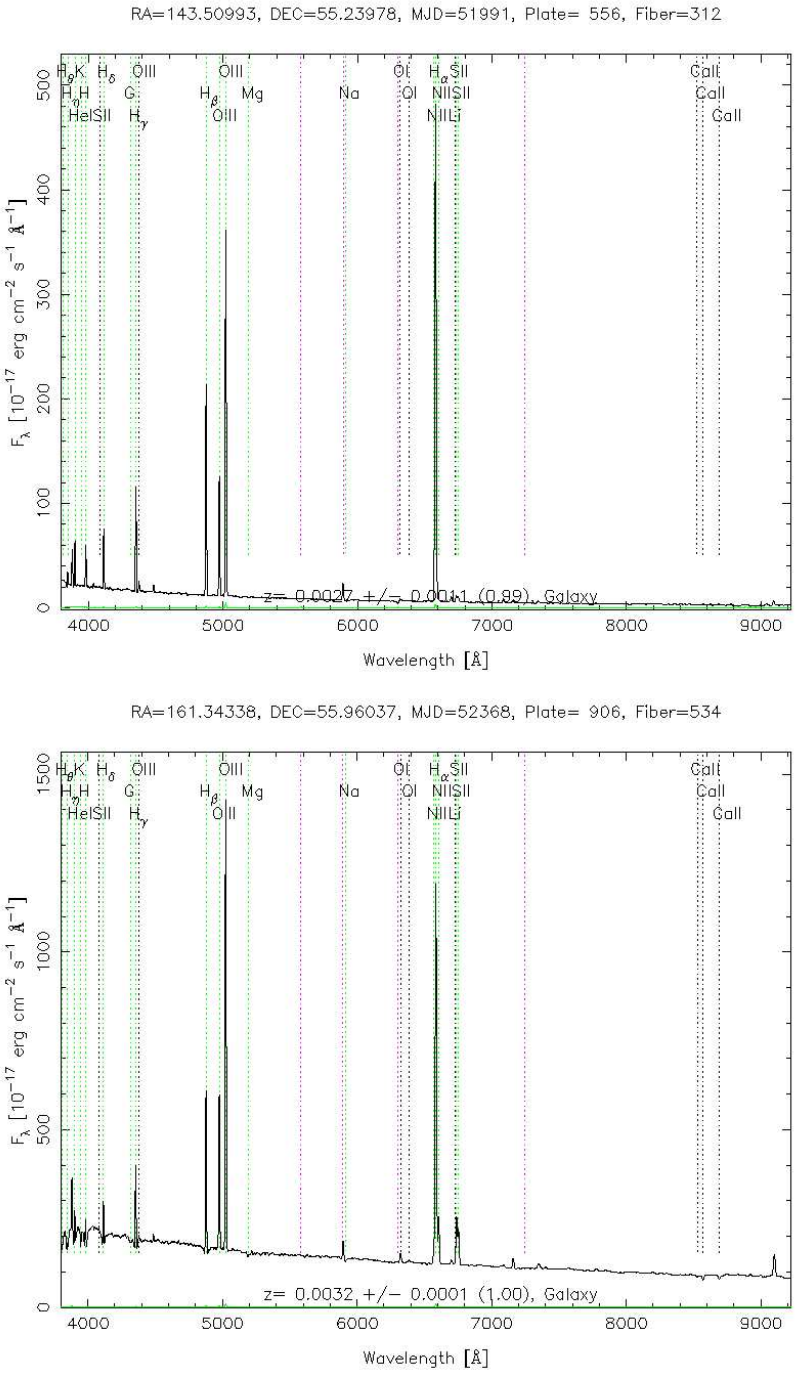

Figura 1.4: Se muestran espectros ópticos típicos de BCGs obtenidos por el SDSS. El espectro de arriba, correspondiente a la galaxia IZw 18, tiene un ancho equivalente de Hα un factor 8 mayor que el mostrado en el panel inferior, que corresponde a la galaxia Mrk 35.

"voids" (Pustil′nik et al., 1995). Sin embargo, muchas BCGs suelen presentar rasgos que indican interacciones, así como "compañeras" cercanas — también enanas — de menor brillo superficial (Taylor et al., 1997).

Algunas características que definen actualmente a las BCGs, quedaron mejor establecidas a partir de los trabajos de Sargent & Searle (1970), Thuan & Martin (1981) o Kunth & Sargent (1986). Sargent & Searle (1970) descubrieron que algunas de las galaxias del catálogo de Zwicky presentaban espectros muy similares a los observados en regiones HII gigantes de los discos de galaxias espirales, esto es, líneas de emisión muy intensas y estrechas sobre un continuo azul. Así, las BCGs forman estrellas a ritmos muy elevados ($\lesssim$10 $M_{\odot}yr^{-1}$, Fanelli, O′Connell & Thuan, 1988; Gil de Paz et al., 2003), mostrando en una gran fracción de ellas (>93 %) líneas de emisión en Hα [λ6563 Å] con anchos equivalentes (EW) típicamente mayores a $\sim$20 Å (Gil de Paz et al., 2003). En la Fig. 1.4 se muestran como ejemplo dos espectros ópticos típicos tomados del SDSS.

Por otra parte, Thuan & Martin (1981) utilizaron interferometría en 21 cm para demostrar que las BCGs son objetos ricos en gas, con fracciones de HI típicamente >30 %, y masas $M_{HI}\sim10^8-10^9M_{\odot}$. El gas en estas galaxias presenta una baja o muy baja metalicidad ($Z_{\odot}/50 \leq Z \leq Z_{\odot}/3$), aún en algunas de las más luminosas (Kunth & Östlin 2000). De hecho, las abundancias de metales de las BCGs — medidas utilizando los espectros de sus regiones HII — son inferiores a la encontradas en todos los otros tipos de enanas (Kunth & Östlin 2000).

Su baja metalicidad, la abundancia de gas y el intenso ritmo de formación estelar que presentan, que de ser continuo, implicaría consumir todo el gas disponible en escalas de tiempo mucho menores a la edad del Universo ($\sim10^9$ años), hicieron despertar por ellas un gran interés. A aquellas BCGs más extremas en dichas propiedades se las llama habitualmente "regiones HII extragalácticas aisladas" o "galaxias HII" (p.ej., Terlevich et al., 1991; Melnick et al., 1985a; Martín-Manjón et al., 2008; Hägele et al., 2008). Estudios como los de Sargent & Searle (1970), Searle & Sargent (1972) y Searle (1973), concluyeron que podría tratarse de galaxias genuínamente jóvenes, formando su primera generación de estrellas, o bien tratarse de galaxias más viejas sufriendo intensos y breves (hasta $\sim$10 Ma, Kunth & Östlin 2000) brotes de formación estelar, seguidos por períodos de calma más prolongados ($\sim$1−3 Ga; Thuan 1991).

Con la llegada de los detectores CCD modernos, de mayor sensibilidad que las placas fotográficas, fue posible mostrar la presencia sistemática de una envolvente estelar extendida, más o menos roja y de menor brillo superficial, albergando a los brotes de formación estelar (p.ej., Loose & Thuan 1986; Kunth & Sargent 1986). Esta componente es la que se suele denominar "galaxia anfitriona" de las compactas azules. En la Fig. 1.5 se muestra una comparación entre la imagen digitalizada de una BCG tomada por una placa fotográfica azul del telescopio de Palomar y otra de la misma BCG utilizando un detector CCD en un telescopio con el doble de apertura. En ella se pone de manifiesto la existencia, dificilmente detectable en un principio, de una galaxia subyacente al brote de formación estelar central.

En la actualidad, la mayoría, sino todas las BCGs se distinguen por ser *sistemas viejos sufriendo recurrentes episodios de formación estelar masiva* (p.ej., Cairós et al., 2001a). El estudio detallado de la galaxia anfitriona de las BCGs es, como veremos a lo largo de esta Tesis, de vital importancia para establecer la historia evolutiva y de formación estelar de

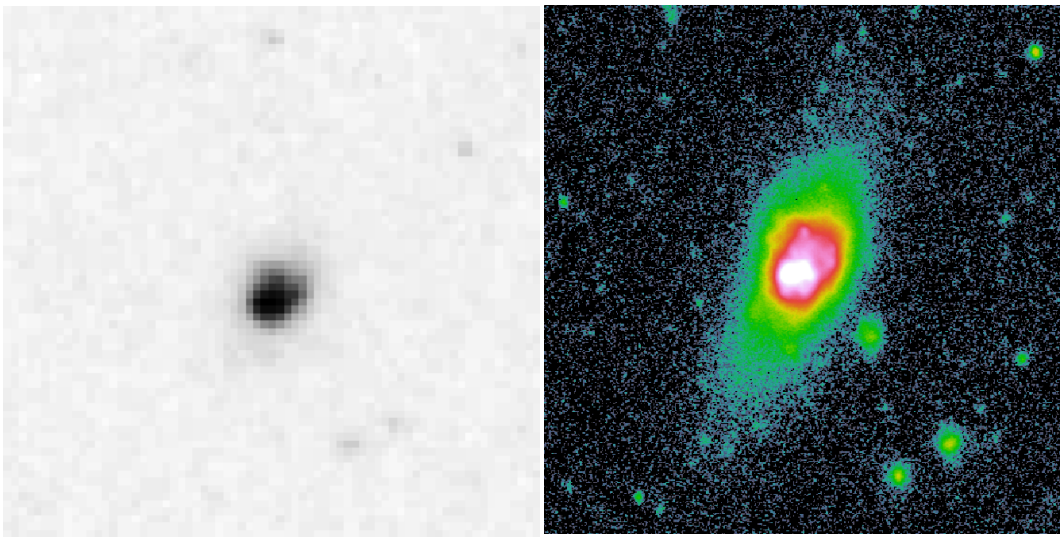

Figura 1.5: Comparación entre una imagen CCD (derecha) en un telescopio de clase 2 metros (NOT) y una imagen digitalizada (izquierda) de una placa fotográfica azul (Telescopio de clase 1 metro, Palomar) de la BCG Mrk 36. En la imagen CCD se pueden apreciar la componente de bajo brillo superficial (en verde) y el intenso brote de formación estelar central con mucho mayor detalle y contraste que en la placa azul.

estos objetos. Además, la caracterización de esta componente vieja es el tema central de esta Tesis.

1.2. Las Poblaciones Estelares de las BCGs

Las galaxias compactas azules se caracterizan por presentar dos poblaciones estelares diferentes: una población joven, constituída por los cúmulos de estrellas que se forman en los estallidos de formación estelar que se ven en la actualidad, y una población de estrellas más vieja que conforman lo que llamamos galaxia subyacente o *host*[5], término que utilizaremos como convención a lo largo de esta Tesis.

1.2.1. La población joven

La formación estelar en BCGs tiene lugar en grumos y conglomerados, brotes estelares en ocasiones muy luminosos y compactos (p.ej., NGC 1705, Melnick, Moles & Terlevich 1985). Recientemente, utilizando la alta resolución espacial provista por el HST se han resuelto los llamados "super cúmulos estelares" (SSCs) en galaxias con intensa formación estelar (p.ej., M 82, Melo et al., 2005 y referencias incluidas). Usando modelos fotométricos evolutivos se les ha estimado edades de hasta ∼10 Ma. La presencia y abundancia de SSCs tiene gran importancia al estudiar el disparo y confinamiento de la formación estelar en galaxias con formación estelar intensa (generalmente llamadas galaxias *starburst*), así como

[5] *host* es el término, en inglés, más utilizado en la literatura especializada para definir la galaxia anfitriona. Análogamente también se utilizan "componente LSB", del inglés "low surface brightness component", ó "USP", del inglés "underlying stellar population"

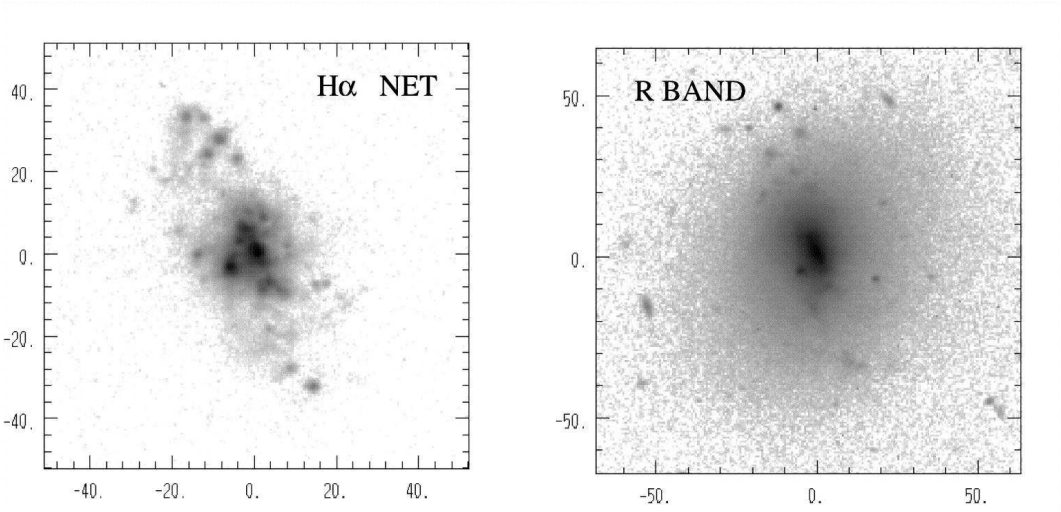

Figura 1.6: Imágenes de Mrk 370 (tomada de Cairós et al., 2002): a la izquierda se muestra la imagen neta (tras la sustracción del continuo) a través de un filtro estrecho centrado en la línea de Hα. A la derecha se muestra, en comparación, una imagen en el filtro ancho B. Las escalas en los ejes indican segundos de arco.

de su historia de formación estelar (Thuan, Izotov & Lipovetsky 1996; Östlin, Bergvall & Roennback 1998; Tenorio-Tagle et al., 2003).

El campo de radiación ultravioleta (UV) de los cúmulos jóvenes de estrellas masivas llega a nosotros en su mayor parte tras su absorción por el gas de su medio interestelar circundante y su posterior re-emisión en el infrarrojo cercano y en el óptico, principalmente a través de la línea de Hα. Así, sus espectros están dominados por intensas líneas de emisión (ver Fig. 1.4) y sus imágenes en banda ancha — especialmente hacia filtros azules (esto es, U, B) — y en banda estrecha (p.ej., Hα) están dominadas por el *starburst*. Como ejemplo, la Fig. 1.6 (izquierda) muestra la emisión del gas ionizado de las regiones HII de Mrk 370 en la línea de Hα [λ6563Å] una vez sustraido el continuo adyacente a la línea, en contraste con la Fig. 1.6 (derecha) que muestra la emisión en la banda R, en donde la línea se superpone con la emisión del continuo estelar.

Las BCGs son por sus características "laboratorios" ideales para el estudio, en el universo cercano, de la formación estelar masiva en un medio pobre en metales y con relativamente pocos problemas de extinción (Kunth & Östlin 2000). El análisis fotométrico (p.ej. Martínez-Delgado 2005, Cairós et al., 2007) y espectroscópico (Martínez-Delgado et al., 2007) de la emisión nebular provee la información acerca de las luminosidades y rangos de edades de los brotes, así como de información cinemática (Muñoz-Tuñón et al., 1996; Martínez-Delgado et al., 2007).

Utilizado su distribución espectral de energía (p.ej., Fanelli et al., 1988) o síntesis de poblaciones (p.ej., Bergvall 1985), se ha estudiado la formación estelar en BCGs, su función inicial de masas (IMF), contenido estelar y las edades de sus brotes (p.ej., Noeske et al., 1998; Cairós et al., 2000; Mas-Hesse & Kunth 1999). Algunos resultados sugieren que la formación estelar de las BCGs se produce en intensos y breves estallidos cíclicos (Thuan 1991; Mas-Hesse & Kunth 1999). Típicamente, se datan edades para los brotes entre $\sim$3–10 Ma (ver p.ej. Cairós 2000, Gil de Paz et al., 2003), soliendo estar separados por períodos de

tiempo del orden de $\sim$1$-$3 Ga, donde la galaxia permanecería en relativa calma (Sargent & Searle 1972; Sánchez-Almeida et al., 2008). Así, este ciclo se repetiría hasta consumirse las reservas de gas, combustible indispensable para formar estrellas. Sin embargo, algunos otros resultados sugieren que el episodio de formación estelar podría ser, en algunos casos, más prolongado. Los brotes se propagarían a través de la galaxia, dando lugar en las regiones HII más luminosas, separados por intervalos de breve duración, si los hubiera (p.ej., Legrand 2000; Legrand et al., 2000; Recchi & Hensler 2005). La retroalimentación (qué fracción del gas procesado en un brote se reutiliza en formar estrellas) y factores como el entorno agregan complejidad a las condiciones en las que se produce y evoluciona la formación estelar en las BCGs.

1.2.2. La población vieja

Utilizando fotometría de apertura en el NIR, Thuan (1983) estudió la historia de formación estelar de 36 BCGs, concluyendo que eran galaxias viejas: las BCGs poseen estrellas evolucionadas poblando lo que llamamos su galaxia subyacente o *host*. A diferencia del *starburst* central, esta componente estelar es generalmente mucho más extendida y se detecta sólo a partir de brillos superficiales débiles ($\sim$22–24 mag arcsec^{-2} en B). La fotometría superficial profunda resulta una herramienta poderosa para estudiar las poblaciones estelares en las BCGs. En particular, permite discriminar espacialmente el *host* de los brotes de formación estelar, llegando a los niveles de brillo superficial necesarios ($>$26 mag arcsec^{-2} en B) para analizar las propiedades de la población vieja.

Así, el análisis de perfiles de brillo superficial y perfiles de color de las BCGs, tanto en el óptico (Loose & Thuan 1986; Telles 1995; Papaderos et al., 1996b; Doublier et al., 1997, 1999; Cairós 2000; Cairós et al., 2001a,b; Bergvall & Östlin 2002; Gil de Paz et al., 2005), como en el infrarrojo cercano (James 1994; Doublier et al., 2001; Cairós et al., 2003; Noeske et al., 2003, 2005; Vaduvescu et al., 2006), permitieron comprobar que en general el *host* presenta colores integrados rojos (esto es, $B-R\sim1$) y variaciones radiales casi despreciables. Esto, en conjunción con diagramas color$-$magnitud obtenidos utilizando el HST (Aloisi, Tosi & Greggio 1999; Schlute-Ladbeck et al., 1999a,b; Ostlin 2000; Crone et al., 2000,2002; Drozdovsky et al., 2001) permitieron confirmar la conclusión de Thuan y establecer la existencia de una población estelar evolucionada, subyacente al *starburst*, con edades de al menos $\sim10^9$ años. Sólo en el caso de algunas pocas BCGs ($<$5 %) los resultados que conciernen a su estado evolutivo son aún contradictorios. Este es el caso, por ejemplo, de IZw 18 (ver Fig. 1.1), donde existen posiciones encontradas posiblemente debido a incertidumbres en las distancias (Östlin 2000) y contaminación de los colores integrados de la galaxia subyacente por emisión nebular (Izotov et al., 2001; Papaderos et al., 1998, 2002).

El estado evolutivo de las BCGs y su historia de formación estelar, así como los mecanismos que disparan la formación estelar son aún temas en desarrollo, en los que a pesar del gran número de trabajos publicados hasta ahora, no existen conclusiones definitivas, debido en parte a la degeneración presente en los modelos (p.ej., edad$-$metalicidad) y su dependencia con la metodología adoptada para analizar los perfiles de luz, la profundidad de la emisión medida, la longitud de onda utilizada, la calidad de los datos, o la estimación precisa de la contribución de la emisión nebular que contamina los colores (Kunth & Östlin

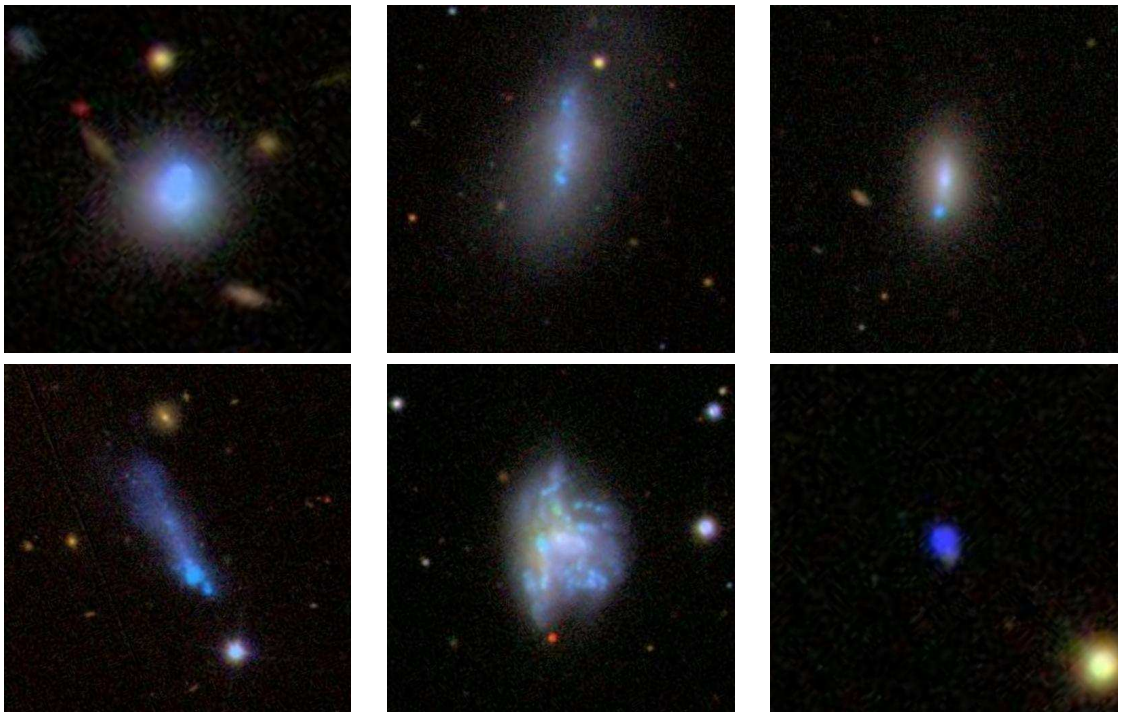

Figura 1.7: Clasificación morfológica de Loose & Thuan (1986) para BCGs. Se muestran ejemplos, de izquierda a derecha, de los tipos: "nE", "iE", "iI" (arriba); "iI,C", "iI,M", "iI, O" (abajo).

2000).

1.3. Morfología y Estructura de las BCGs

Como hemos ya enunciado en las secciones anteriores, las BCGs son galaxias pequeñas, dominadas por un brote central de morfología en ocasiones irregular, y de una componente más extendida de isofotas más o menos regulares, responsable de la mayor parte del contenido estelar de la galaxia. Fueron Loose & Thuan (1985) quienes originalmente propusieron un esquema de clasificación morfológica para las BCGs. Ellos se basaron en la variedad morfológica observada en imágenes ópticas de banda ancha, distinguiendo varios grupos; se denominó "iE" a aquellas BCGs que presentan isofotas internas irregulares, producto de múltiples brotes de formación estelar distribuidos sobre un *host* difuso y de isofotas elípticas. Se denominaron "nE" a las BCGs que presentan su formación estelar concentrada hacia el núcleo, sobre un *host* elíptico de isofotas regulares a todos los niveles de brillo. A aquellos otros objetos que presentaban morfología irregular en sus regiones externas y un núcleo desplazado del centro geométrico de la galaxia, se les definió como "iI". A su vez, a estas se las subdividió en "iI,C", esto es, aquellas con apariencia "cometaria", "iI,M", esto es, aquellas que muestran signos de interacción (o mergers), e "iO", esto es, aquellas donde no se detecta ningún tipo de envolvente exterior al *starburst* en las imágenes ópticas, y que constituyen el tipo menos habitual de BCGs. En la Fig. 1.7 se ilustran los tipos morfológicos de Loose & Thuan (1985) a través de imágenes del SDSS-DR6.

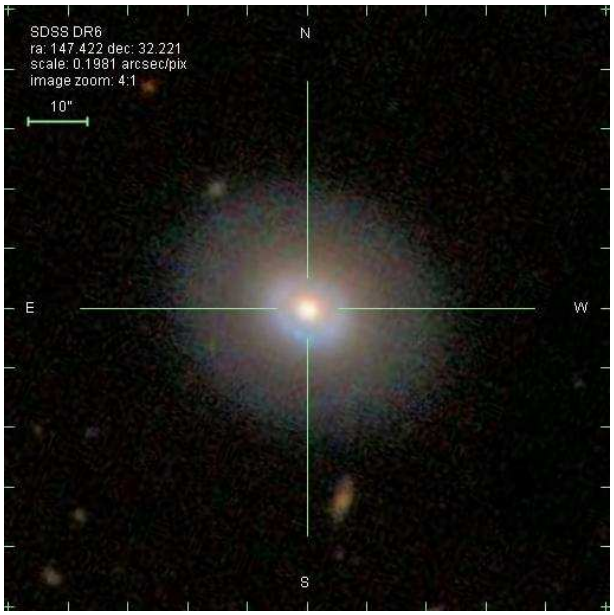

Figura 1.8: Mrk 409, un ejemplo de BCG con morfología compleja. La galaxia muestra evidencias de la presencia de dos anillos, uno interno y otro más externo.

Kunth et al. (1988), a partir de un estudio de imagen profunda multicolor con CCD de 7 galaxias, llegó similarmente a la conclusión que las BCGs constituían un conjunto heterogéneo de morfologías: objetos que aparecían como regiones HII extragalácticas aisladas, objetos con morfología irregular, y en el más común de los casos, objetos con envolturas externas más o menos simétricas que sugieren la existencia de una población estelar evolucionada. Más recientemente, Cairós et al. (2001a) agrupó morfológicamente a las BCGs según la apariencia y distribución espacial que presentan los brotes de formación estelar en imágenes de Hα. Así, se definieron cuatro clases: "*starbursts* nucleados", o galaxias con un único brote central; "*starbursts* extendidos", o galaxias con varios brotes dispersos; "*starbursts* en cadena", aquellas con más de un brote siguiendo un cierto alineamiento; y "*starbursts* cometarios", BCGs con un brote de formación estelar principal que se encuentra desplazado del centro de la galaxia (esto es, con apariencia de cometa). Por último, algunos estudios han encontrado evidencias en varias BCGs de morfologías más complejas, como la disposición en forma de anillo, en ocasiones dobles (internos y externos), de la formación estelar (ver p.ej. en Fig. 1.8, Mrk 409, Gil de Paz et al., 2003b).

Por otra parte, la distribución espacial de la luz de las BCGs se ha estudiado mediante el análisis de perfiles radiales de brillo superficial que, similarmente a como se hace en otros tipos de galaxia, permiten profundizar en el conocimiento de las propiedades de la galaxia anfitriona. Este tipo de análisis se realiza mediante ajustes de funciones analíticas a la distribución de luz de las galaxias. Diversos autores han intentado ajustar los perfiles de brillo usando leyes exponenciales, al igual que en otras galaxias tardías como las espirales, o leyes del tipo $r^{1/4}$, al igual que en galaxias tempranas, p.ej. las elípticas. Se han encontrando resultados diversos dependiendo no sólo de la muestra de objetos seleccionada, sino de la técnica implementada y de la calidad de los datos. La forma de los perfiles en las BCGs

cambia sustancialmente con el radio galactocéntrico. Esto significa que los resultados del ajuste de una componente estructural por medio de una función analítica, dependerá en gran medida del intervalo radial donde se elija ajustar. Éste, a su vez, está condicionado por la extensión del *starburst* y por la profundidad de las imágenes, que limitará su extensión y por tanto el número de puntos disponibles para el ajuste.

Los primeros estudios ya mostraban divergencias en este sentido. Mientras Bergvall (1985) ajustaba el perfil de brillo en el filtro I de ESO 338-IG04 mediante un modelo exponencial[6] a sus zonas externas, sugiriendo que se trataba de un disco estelar, Loose & Thuan (1986b) encontraban, por el contrario, que Mrk 33 presentaba una componente extendida de colores muy rojos que seguía un perfil más acorde con el de las galaxias elípticas[7]. Papaderos et al. (1996a) analizó en detalle imágenes profundas en los filtros B y R de una muestra de 12 de BCGs, hallaron que sus perfiles de luz presentaban, en general, tres componentes: un *starburst*, un "plateau" o región intermedia, y una componente extendida, que se ajustaban generalmente bien con la suma de dos exponenciales y una función Gaussiana en el centro. Telles & Terlevich (1997) también encontraron adecuados ajustes exponenciales en las zonas externas. Por el contrario, Doublier et al. (1997) encontraron que perfiles del tipo $r^{1/4}$ ajustaban bien en una buena cantidad de objetos de una muestra, aunque también había algunos otros que se ajustaban mejor con perfiles exponenciales. Utilizando fotometría superficial hasta brillos ∼28–30 mag arcsec^{-2} en B, Bergvall & Östlin (2002) encontraron que en cuatro de las seis BCGs de su muestra sus *hosts* presentan perfiles radiales similares a los de galaxias elípticas masivas, esto es, del tipo $r^{1/4}$. Ajustando perfiles de Sérsic (del tipo $r^{1/n}$, ver §2) sobre estas galaxias encuentraron valores de $n>>4$. Las discrepancias mencionadas, se deben más a la incertidumbre observacional, que condicionan mucho los resultados del ajuste, que a diferencias intrínsecas en el comportamiento del perfil de brillo de las galaxias ajustadas.

La motivación de este trabajo de Tesis viene en gran medida de la necesidad de obtener métodos fiables que permitan llegar a conclusiones libres de sesgos observacionales. Resumiendo entonces, la forma del perfil de luz promediado depende en gran medida de qué técnica se utilice para construírlo (ver §2), así como de cuánto contamine el *starburst* en extensión e intensidad (Marlowe et al., 1999). Algunos autores han refinado las técnicas de construcción de los perfiles (p.ej., Cairós 2000; Cairós et al., 2001a), así como el método y las funciones utilizadas para el ajuste de los mismos (ver p.ej., Caon et al., 2005, Vaduvescu et al., 2006). En particular, en los últimos años se ha comenzado a explorar el ajuste del perfil de luz mediante funciones de Sérsic (p.ej., Gil de Paz et al.2005, Caon et al., 2005; Amorín et al., 2007), y la utilización de datos infrarrojos (p.ej., Cairós et al., 2003; Noeske et al., 2003, 2005; Vaduvescu et al., 2006).

Independientemente del tipo de ajuste o perfil utilizados, los estudios realizados por diferentes autores en los últimos años confirman claramente la existencia de una galaxia subyacente en la gran mayoría (>95 %) de BCGs. Sus brillos superficiales centrales son mayores y sus escalas menores, en promedio, que los de otros tipos de enanas como dIs, dEs y LSBGs (p.ej., Papaderos et al., 1996a; Noeske et al., 2000), confirmando que son sistemas compactos. Sin embargo, las propiedades estructurales de las BCGs son poco

[6]Comúnmente expresado de la forma: $f(r) \propto \exp(-r/h)$, donde h es un radio de escala (ver def. en §2.4)

[7]Comúnmente expresado de la forma: $f(r) \propto \exp[-(r/r_{\rm e})^{1/4}]$, donde $r_{\rm e}$ es el radio efectivo (ver def. en §2.4)

homogéneas entre los diferentes estudios realizados. Más allá de la diversidad de su clase, la caracterización precisa del *host* de las BCGs depende en gran medida de la extensión de los perfiles, esto es, la profundidad y calidad de los datos, el método utilizado para construirlo, los modelos analíticos que se intenten ajustar, y la precisión con la que se haya eliminado la contribución del *starburst* al perfil (Kunth & Östlin 2000; Caon et al., 2005).

La caracterización de la galaxia anfitriona de las BCGs es por tanto un trabajo que aún no ha concluido satisfactoriamentee. Esta Tesis tratará en profundidad este problema y propondrá una nueva perspectiva desde donde poder estudiar la estructura de las BCGs. En particular, caracterizaremos a la galaxia subyacente estudiando su distribución bidimensional de brillo, utilizando datos profundos y poniendo especial interés en eliminar, de la manera más eficiente, la luz del *starburst* que enmascara a la emisión del *host* en filtros ópticos.

1.4. Gas y Dinámica de las BCGs

El movimiento estelar dentro del potencial gravitatorio de una galaxia se estudia generalmente utilizando los parámetros cinemáticos derivados de las líneas de absorción de sus espectros. A diferencia de otras clases de galaxias enanas donde esto es relativamente sencillo (p.ej. dEs, van Zee et al., 2004, o dIs, Carignan et al., 1990), la baja metalicidad e intensa formación estelar presente en las BCGs hacen que sus líneas de absorción queden fácilmente diluidas por la intensa emisión de continuo en el azul producido por las estrellas jóvenes y las líneas nebulares que pueblan el rango óptico del espectro. En el NIR las líneas del Calcio (Ca λ8498, 8542, 8662 Å, el llamado "Triplete del Calcio") se puede utilizar para extraer información de la cinemática estelar (p.ej., Dressler 1984; Hägele et al., 2007). Sin embargo, la detección de estas líneas de absorción, especialmente en las regiones externas, esto es, no dominadas por el *starburst* y de bajo brillo superficial, requiere un gran esfuerzo observacional. Por tanto, los análisis cinemáticos de las BCGs han quedado restringidos en su mayoría a las regiones centrales y a objetos relativamente luminosos ($M_B \lesssim -18$, p.ej., Östlin et al., 2004). En algún caso se ha hallado evidencias de un desacople entre la cinemática estelar desordenada y la rotación del gas en las zonas centrales de la galaxia (p.ej., He 2-10 , Marquart et al., 2007).

Por otra parte, la cinemática y distribución espacial del gas ionizado por las estrellas masivas que se están formando en las BCGs se estudia a través de las líneas de emisión más intensas del espectro, como la línea de Hα. Para ello se utiliza espectroscopia de rendija (p.ej., Gil de Paz, Zamorano & Gallego, 1999) o bien, con mayor resolución, espectroscopia de campo integral (3D) o interferometria Fabry–Perot, de donde se puede obtener información espacial y espectroscópica a la vez (p.ej., Martínez–Delgado et al., 2007; Marquart et al., 2007). En general, el campo global de velocidades del gas ionizado en BCGs posee gradientes constantes, característicos de una rotación como sólido rígido (p.ej., Petrosian et al., 1997). Sin embargo, algunos estudios mostraron casos donde la cinemática de la línea de Hα es desordenada, indicando una turbulencia a nivel local, que pueden atribuirse a efectos de encuentros o "mergers" pasados, choques, vientos provocados por supernova o calentamiento debido a la presencia de estrellas masivas (p.ej., Östlin et al., 1999, 2001; Gil de Paz et al., 1999).

Por otra parte, el contenido y la dinámica del gas neutro en las BCGs comenzaron

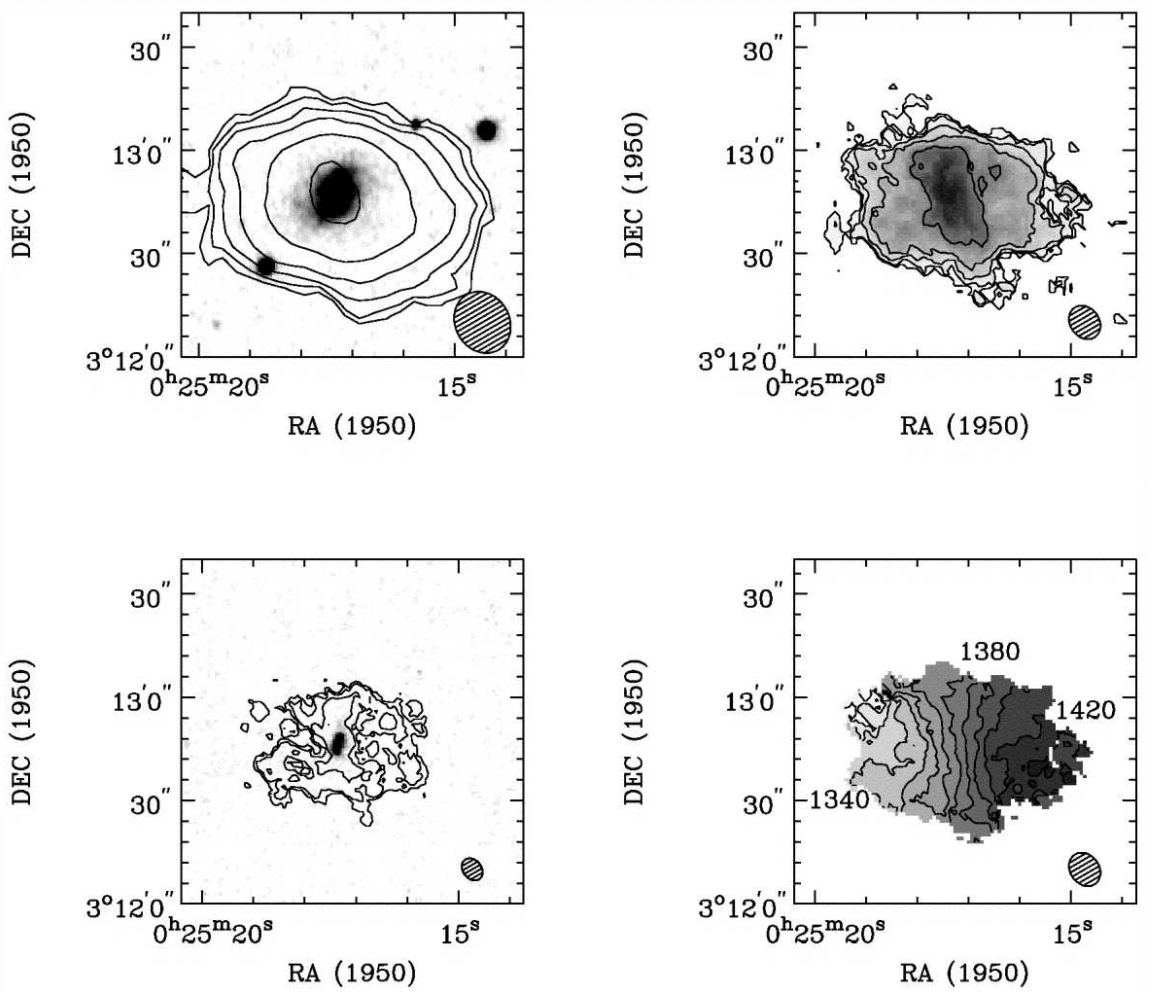

Figura 1.9: Mapas de HI correspondientes a UM 38, tomados de van Zee et al. (2001b). (*Superior izquierda*): contornos de HI (0.5, 1, 2, 4, 8 y 16×10^{20} átomos cm^{-2}) superpuestos sobre una imagen en B. El tamaño del haz es $18.5'' \times 15.8''$. (*Superior derecha*): mapa de intensidad integrada de HI e isocontornos superpuestos. El tamaño del haz es $10.4'' \times 8.4''$. (*Inferior izquierda*): contornos de HI (0.4, 0.8 y 1.6×10^20 átomos cm^{-2}) en un tamaño del haz de $7.0'' \times 5.4''$. (*Inferior derecha*): campo de velocidades del gas neutro. Los contornos se indican cada 10 km s^{-1}.

a estudiarse a partir de observaciones "single dish" (con una única antena) de la línea de emisión del hidrógeno neutro a λ21 cm (p.ej., Charmaraux et al., 1970; Bottinelli et al., 1973, 1975; Lauque 1973). Los primeros *surveys* extensos de HI en BCGs los realizaron Gordon & Gottesman (1981) y Thuan & Martin (1981) utilizando antenas de gran apertura como la de Arecibo (Puerto Rico) o la de Green Bank (Reino Unido) de 315 m y 95 m de diámetro, respectivamente. En ellos se contabilizaron más de 200 detecciones, en su mayoría del hemisferio norte, y se pudo concluir que las BCGs eran en su mayoría objetos ricos en gas. Sus masas de HI están en torno a $10^8-10^9 M_\odot$, y muestran cocientes entre la masa de HI y la luminosidad integrada en el azul, $0.1 \lesssim M_{HI}/L_B \lesssim 1$ (Staveley-Smith et al., 1992).

El desarrollo de las técnicas interferométricas de alta resolución en radio, permitieron posteriormente mostrar con mayor resolución la cinemática y distribución espacial del gas neutro en las BCGs (p.ej., Lequeux & Viallefond 1980). Si bien estos estudios se han restringido a un número limitado aunque representativo de objetos, en general las BCGs muestran una cinemática gaseosa regular, con un dominio de la rotación dentro del radio óptico en la mayoría de los casos (p.ej., Walter et al., 1997; van Zee et al., 1998a,b, 2001b). Sólo en unas pocas, en cambio, las velocidades de dispersión son considerables. Por ejemplo, BCGs como VIIZw 403 o Mrk 33, muestran campos de velocidad irregulares que las alejan de la rotación pura (Thuan et al., 2004). En la Fig. 1.9 se muestran los mapas de los distintos momentos del HI observado en la BCG UM 38, tomados del trabajo de van Zee et al. (2001b). Se puede ver en ellos la emisión de HI extendiéndose bastante más allá del radio óptico y su diagrama cinemático mostrando una clara rotación, como en el resto de las 6 BCGs allí analizadas.

En su mayoría, la distribución radial promedio del gas neutro en las BCGs estudiadas es concentrada hacia el centro, en contraste con enanas de menor brillo superficial como las dIs o LSBGs (Taylor et al., 1994; Simpson & Gottesman 2000; van Zee et al., 2001a). En la Fig. 1.10 se muestra este hecho a partir de los perfiles tomados de van Zee et al. (1997, 1998a, 2001a). Este hecho facilitaría a las BCGs disponer de un ritmo de formación estelar mayor que a las dIs/LSBGs.

Por otra parte y salvo en algunas excepciones (p.ej., Walter et al., 1997), las curvas de rotación de las BCGs tienden a ser planas en sus zonas externas (p.ej., Viallefond 1987, Meurer et al., 1996, 1998; van Zee et al., 1998a) y aunque son ricas en gas, la cantidad de HI observada no es suficiente para reproducirlas. Esta característica se suele relacionar con la presencia de grandes cantidades de materia oscura (Carignan & Freeman 1988; Broeils 1992). En la Fig. 1.11 se muestran como ejemplo las curvas de rotación de las BCGs (iL,C o "cometarias") NGC 2366 y NGC 4861, derivadas por Thuan et al. (2004).

van Zee et al. (2001b) mostraron que las curvas de rotación de las BCGs crecen desde el centro con una pendiente mayor al de las dIs típicas, lo que significa que poseen menor momento angular específico. Por medio de un análisis de inestabilidades del disco gaseoso (Toomre 1964), ellos encontraron que el umbral de densidad superficial del gas necesario para desencadenar el *starburst* en las BCGs es proporcional a la pendiente de la curva de rotación de la galaxia. Por tanto, este umbral debe ser mayor en las BCGs que en las dIs, lo que podría explicar las diferencias en el modo en que forman estrellas. Las densidades de columna de HI observadas para ambos tipos de galaxia estarían cerca del umbral de densidad calculado en cada caso (ver p.ej., van Zee et al., 2001b), y además sus picos de densidad se ven generalmente correlacionados con los sitios de formación estelar actual.

Por otra parte, las nubes de gas molecular constituyen el medio básico donde se origina

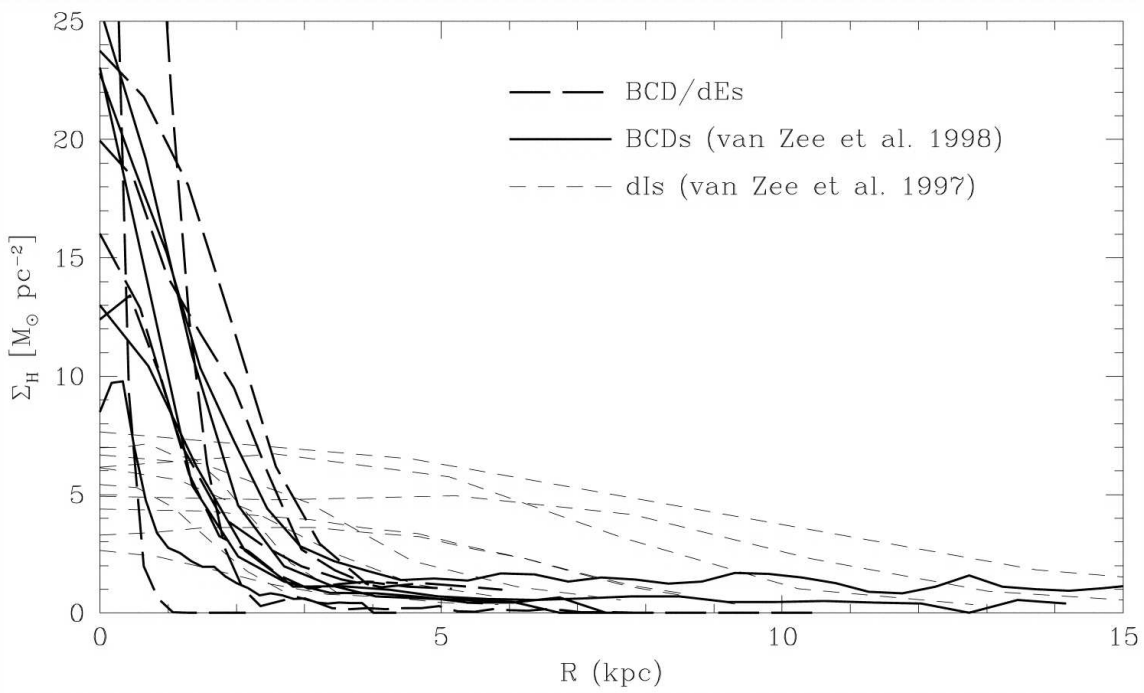

Figura 1.10: Comparación entre los perfiles radiales promedio de gas neutro en BCGs (van Zee et al., 1998a) y dIs (van Zee et al., 1997). En las BCGs se observa una mucha mayor concentración del gas neutro que en las dIs. Tomado de van Zee et al. (2001b)

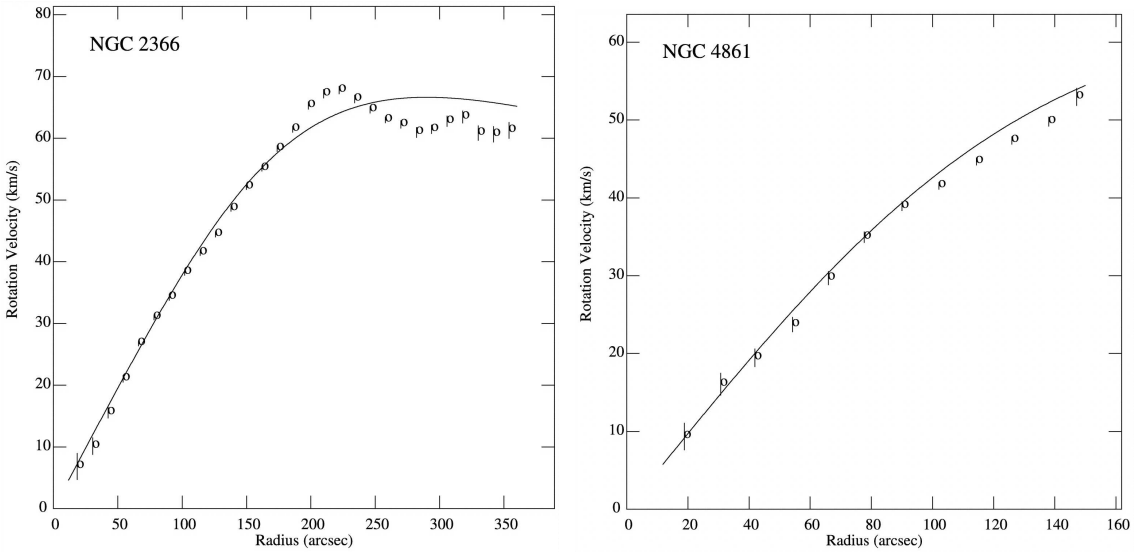

Figura 1.11: Curva de rotación en BCGs: se muestran las curvas de rotación para las BCG "cometarias" NGC 2366 y NGC 4861. Las líneas continuas representan el modelo ajustado, mientras que los círculos abiertos representan las velocidades estimadas observacionalmente. Tomado de Thuan et al. (2004).

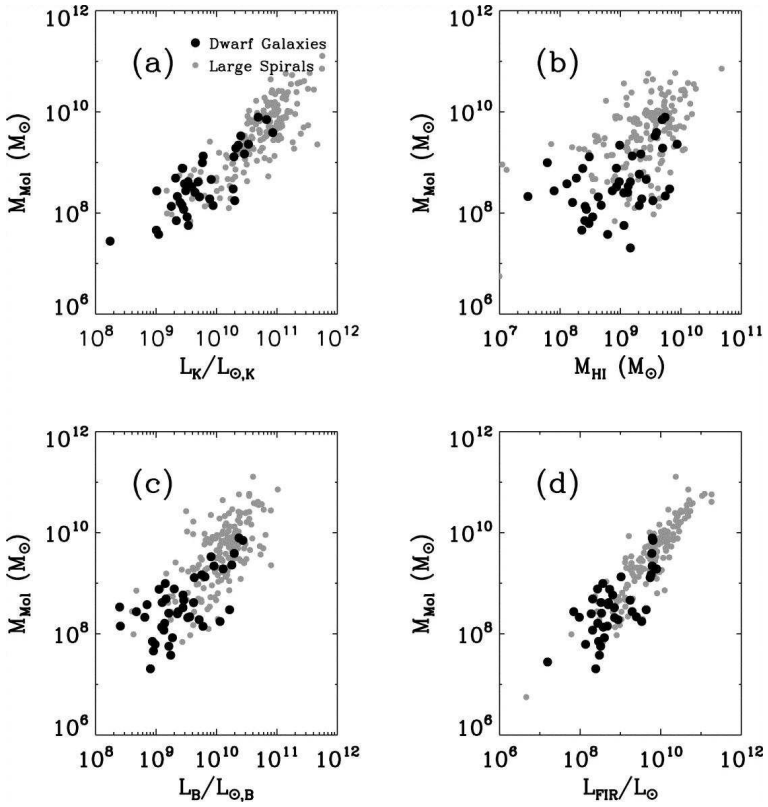

Figura 1.12: Relaciones globales entre el contenido de gas molecular y: (a) la luminosidad en banda K, (b) el contenido de gas neutro, (c) la luminosidad en banda B, y (d) la luminosidad en el infrarrojo lejano, para una muestra de galaxias enanas tardías (dIs/BCGs/dS, puntos oscuros) y unaa muestra de galaxias espirales (puntos claros). Tomado del trabajo de Leroy et al. (2005).

la formación estelar. En galaxias, el gas molecular está conformado en su mayoría por hidrógeno molecular (H_2) frío ($\sim$10 K) y por lo tanto es prácticamente "invisible". Así, el contenido de H_2 en galaxias se conoce indirectamente a partir de trazadores, como el ^{12}CO. Esta molécula se excita y emite a partir de colisiones entre moléculas de H_2. Sin embargo, en galaxias enanas y en particular en aquellas más pobres en metales como las BCGs, su detección es muy baja comparada con la de galaxias espirales (Israel 2005).

Una de las razones argumentadas para explicar esta baja tasa de detección es la dependencia del factor de conversión H_2 – CO con la metalicidad (ver p.ej. Combes et al., 2001). En galaxias de baja o muy baja metalicidad como las BCGs, dIs o LSBGs, el carbono (C) y el oxígeno (O) son poco abundantes, por lo que también lo sería el CO. Por ejemplo, en las Nubes de Magallanes el factor de conversión podría ser hasta 10 veces mayor que en entornos como el de las nubes moleculares de la Vía Láctea (Rubio et al., 1993). Por tanto, en galaxias pobres en metales aunque el H_2 sea relativamente abundante, la detección de CO puede dificultarse. Además, el polvo también es poco abundante en las BCGs, por lo que la emisión UV de las estrellas masivas es menos absorbida por éste y destruye más facilimente las molécula de CO por fotodisociación (Combes et al., 2001).

Estudios como los llevados a cabo por Arnault et al. (1988), Taylor et al. (1998) o

Barone et al. (2000), han puesto de manifiesto una cierta dependencia entre metalicidad y detección de CO, aunque en algunos trabajos más extensos no se ha llegado a conclusiones definitivas (p.ej., Gondhalekar et al., 1998; Israel et al., 1995). En cambio, algunos autores sugieren que problemas de dilución en el haz de los telescopios y de falta de sensibilidad suficiente en los detectores, podrían ser también responsables de la escasa detección (p.ej., Barone et al., 2000, Leroy et al., 2005).

Leroy et al. (2005) llevaron a cabo un *survey* extenso de emisión de CO en galaxias enanas, entre ellas algunas BCGs y muchas dIs y espirales enanas. Ellos encuentran estrechas correlaciones entre el contenido en CO y propiedades globales de la galaxia como su morfología (ver también Sage et al., 1992), tamaño óptico, luminosidad en banda K e infrarrojo lejano y contenido de gas neutro, muy similares a las que muestran las galaxias espirales, como se ejemplifica en la Fig. 1.12.

En esta Tesis se aborda el problema de la detección y caracterización del gas molecular en una muestra de BCGs utilizando la gran apertura y sensibilidad de los instrumentos de la antena de 30 metros de IRAM (Granada, España). En el Capítulo 5 se discutirá el contenido de gas molecular de las BCGs y se relacionará con su contenido de gas neutro, con las propiedades derivadas para la galaxia subyacente y con algunos indicadores de la formación estelar que alberga.

1.5. Los posibles vínculos evolutivos entre BCGs, dEs y dIs

La existencia de vínculos evolutivos entre los distintos tipos de galaxias enanas es muy importante en el contexto de la evolución de galaxias. De acuerdo a las hipótesis estándar, las galaxias enanas difieren entre sí basicamente en su contenido en gas y en la intensidad y distribución de la formación estelar (Thuan 1985). Estas diferencias han llevado a plantear e investigar diversas relaciones evolutivas entre dIs, BCGs y dEs, como se muestra esquemáticamente en la Fig. 1.13, tomada de Papaderos et al. (1996b). Por ejemplo, parece evidente que las dEs debieron haber tenido en algún momento el contenido de gas necesario para formar sus estrellas hoy ya evolucionadas. Por tanto resulta natural buscar entre las enanas tardías, ricas en gas, a sus progenitoras. Sin embargo, esto debe implicar uno o varios mecanismos — internos o externos — capaces de consumir o eliminar eficientemente y de forma relativamente rápida todo o la mayoría del gas disponible.

Por una parte, en un entorno hostil y de alta densidad como los cúmulos de galaxias, las enanas ricas en gas (dIs/BCGs) podrían sufrir perturbaciones externas que podrían arrancarles el gas y hacerlas evolucionar hacia las galaxias tempranas (dEs/dSph). Diversas simulaciones numéricas han propuesto mecanismos tales como la pérdida de masa por encuentros a alta velocidad con galaxias masivas (esto es, "galaxy harassment", Moore et al., 1998; Mastropietro et al., 2005; Aguerri & Gonzalez-García 2008, enviado), interacciones de marea (esto es, "tidal stirring", Mayer et al., 2001), o desprendimiento del gas por presión (esto es, "ram-pressure stripping", Lin & Faber 1983; Quilis et al., 2000; Sánchez-Janssen et al 2008; Boselli et al., 2008) como posibles mecanismos responsables de una transformación morfológica.

Diversas evidencias observacionales apoyan la secuencia dIs/BCGs$\leftrightarrows$dEs, como la presencia de dEs soportadas por rotación (Pedraz et al., 2002; Geha et al., 2003; van Zee et al., 2004b) y/o ricas en gas neutro (Conselice et al., 2003b; van Zee et al., 2004b) en el cúmulo

de Virgo. Estudios recientes basados en espectroscopia e imagen del SDSS han mostrado que ∼50 % de la población brillante de dEs en Virgo posee claros indicios de la presencia de discos, rasgos espirales o barras, decreciendo su frecuencia (hasta ∼5 %) hacia el límite de bajas luminosidades (Lisker et al., 2006). Además, ∼15 % de las dEs brillantes de Virgo tienen regiones centrales azules, poniendo en evidencia una formación estelar reciente. Lisker et al. (2006b; 2007) proponen que la población de dEs de Virgo está compuesta por diferentes subcategorías de objetos, de los que no todos se debieron formar por dIs o BCGs a las que se les arrancó el gas. Boselli et al. (2008) utilizaron datos multifrecuencia y modelos evolutivos para concluir que las galaxias enanas con formación estelar que entran por primera vez a un cúmulo pierden todo o casi todo su gas neutro en escalas de tiempo $\lesssim$150 Myr mediante "ram-pressure stripping". Esas enanas se vuelven rojas e inhiben su formación estelar, poseen mayores metalicidades, y presentan propiedades espectro – fotométricas y estructurales similares a las dEs observadas. BCGs o espirales enanas jóvenes, débiles y de alto brillo superficial, serían probablemente progenitoras de las dEs más masivas, mientras que las dIs/LSBGs, de menor brillo superficial, evolucionarían rápida (<1 Gyr) y eficientemente hacia objetos apagados de muy bajo brillo superficial, no detectables en búsquedas sistemáticas realizadas desde la Tierra (ver p.ej., Sabatini et al., 2005).

Por otra parte, en entornos menos densos las dIs parecen formar estrellas a un ritmo lo suficientemente continuo y moderado como para mantenerse en dicho estado durante la edad actual del Universo o más (van Zee et al., 2001a), por lo que no necesariamente tendrían que sufrir una evolución pasiva hacia las dEs. Además, una galaxia aislada, rica en gas, y en un potencial dominado por materia oscura podría retener la mayor parte de su material bariónico en forma de gas, produciendo sólo la mínima cantidad de estrellas necesaria para mantener el equilibrio de su disco de gas (Warren et al., 2007). En cambio, los estallidos de formación estelar observados en las BCGs resultan insostenibles a lo largo del tiempo de vida de la galaxia (Searle & Sargent 1972) por lo que, a no ser que posean una IMF o una historia de formación estelar excepcionalmente distintas, deberían estar en una fase temprana de su evolución (Kunth & Östlin 2000).

Searle (1973) y Thuan (1985) sugirieron que las dIs podrían ser BCGs durante sus períodos de calma, esto es, en los que el estallido cesa y da lugar a una formación estelar moderada y continua. Davies & Phillipps (1988) elaboraron la idea y sugirieron que una galaxia dI podría consumir totalmente su gas a partir de intensos estallidos de formación estelar recurrentes, donde las galaxias se verían como BCGs, separados por cortos períodos de calma. Observacionalmente dIs y BCGs poseen colores NIR (Thuan 1985), propiedades del gas neutro (Staveley-Smith et al., 1992) y distribución espacial (Pustil′nik et al., 1995) similares, que avalan este escenario. Sin embargo, Papaderos et al. (1996b) y posteriormente otros autores (Patterson & Thuan 1996; Marlowe et al., 1997; Salzer & Norton 1999; Papaderos et al., 2002; Hunter & Elmegreen 2006) a través del estudio de parámetros estructurales, colores promedio y gradientes de color, encontraron que a igual magnitud absoluta, la galaxia anfitriona de las BCGs del tipo "iE" y "nE", es sistemáticamente más compacta y posee en promedio un brillo superficial mayor que la del resto de galaxias enanas. Este resultado se puede ver en la Fig. 1.14. Esta disparidad estructural fue interpretada como el resultado de una contracción adiabática de la galaxia en respuesta a una caída masiva, a gran escala, de gas neutro que precedería al estallido de formación estelar. La mayor concentración central de los halos de HI observada en BCGs (van Zee et al., 1998, 2001b,

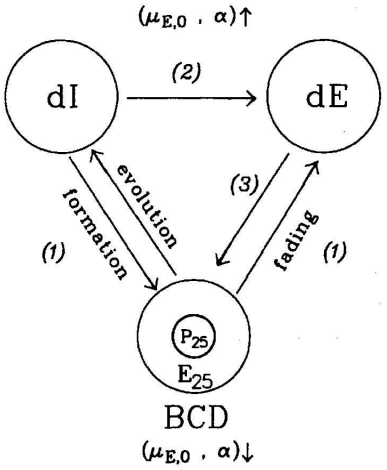

Figura 1.13: Representación esquemática de varios escenarios evolutivos entre BCGs, dIs y dEs: (1) dI⇆BCG→dE (Thuan 1985; Davies & Phillipps 1988), (2) dI→dE (Lin & Faber 1983), (3) dE→BCG (Silk et al., 1987). Tomada de Papaderos et al. (1996b).

ver también §1.4) apoya este argumento.

De manera alternativa, se han propuesto escenarios donde tras un intenso brote de formación estelar, una galaxia enana rica en gas podría evolucionar perdiendo su gas por medio de la energía cinética inyectada al medio interestelar tras sucesivas explosiones de supernova (Dekel & Silk 1986, Yoshii & Arimoto 1987). Parte de ese material expulsado rico en metales podría caer nuevamente originando a un nuevo brote, y dando pie a una posible evolución dE→BCG (ver Fig. 1.13, Silk et al., 1987).

Sin embargo, expulsar la totalidad del medio interestelar (ISM) en una galaxia enana dominada por materia oscura, como las dIs o las BCGs, no parece sencillo según modelos y observaciones (Mac Low & Ferrara 1999; Ferrara & Tolstoy 2000; Silich & Tenorio-Tagle 1998, 2001; van Zee et al., 2001b; Tajiri & Kamaya 2002). La historia de formación estelar de varias dSph's del Grupo Local indica, a través del análisis de sus diagramas color–magnitud (Mateo 1998; Grebel 1999), que son capaces de retener su ISM tras sufrir varios episodios de formación estelar.

Observacionalmente, estudios como los de Taylor (1997), Pustil′nik et al. (2001) o Noeske et al. (2001) muestran en buena parte de las galaxias tardías analizadas la presencia de compañeros cercanos de menor brillo superficial, pudiendo producir interacciones de marea suficientes para explicar los estallidos estelares en BCDs. Por otra parte, mediante simulaciones numéricas Bekki (2008) explica la posible formación de BCGs a partir del encuentro entre dos progenitoras enanas muy ricas en gas y con halos de HI muy extendido, esto es, una dI o LSBG. Estas fusiones o "mergers" reproducen los *starbursts* centrales observados en BCGs, mientras que la evolución de las poblaciones viejas preexistentes en los precursores formarían los actuales *hosts* de las BCGs. La metalicidad del brote estelar sería baja porque se formarían a partir del gas fresco de los halos de HI de las progenitoras. Además,

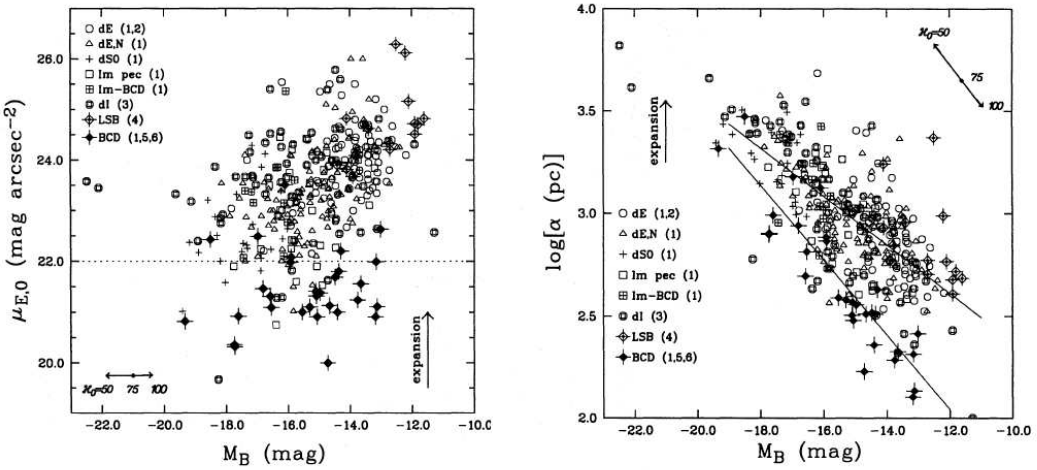

Figura 1.14: (*izquierda*) Brillo superficial central,(μ_0) en función de su magnitud absoluta de galaxias dI, dE y *hosts* de BCGs, entre otras, indicadas por su símbolo. (*derecha*) Radio de escala del *host* (α) de las BCG y de galaxias dI y dEs, entre otras, en función de su magnitud absoluta. Puede apreciarse que para las BCGs el valor de μ_0 es en promedio $\sim$2 mag más débil y el valor de α es un factor 2 mayor que para dIs y dEs. Tomado de Papaderos et al. (1996b)

este gas puede ser suficientemente abundante para que la BCG tenga halos extensos de HI como los observados. Sin embargo, la fusión de galaxias ricas en gas no evolucionaría hacia las dE, principalmente porque presentarían discos extensos de HI, con la dificultad ya planteada de eliminar este ISM mediante retroalimentación estelar (Tajiri & Kamaya 2002).

Bekki (2008) propone que un escenario de interacciones y fusiones podría explicar la evolución de las BCGs de clase "iI", muchas de las cuales muestran signos de interacciones. Incluso la clase "iE", podrían ser remanentes de "mergers" con halos ya relajados dinámicamente. La clase "nE", en cambio, podrían estar asociada a una evolución BCGs⇆dEs/dS0 (p.ej., ver Gil de Paz 2005; Lisker et al., 2006b, Gu et al., 2006; Knezec 1999; Dellenbusch et al., 2008).

Las futuras simulaciones numéricas deberán explicar las restricciones planteadas por las propiedades estructurales (ver Bekki 2008). El análisis de los perfiles de luz a través de parámetros estructurales, colores promedio, y gradientes de color en BCDs son una de las principales herramientas utilizadas para restringir y discutir la evolución de las distintas familias de galaxias enanas (Papaderos et al. 1996b; Noeske et al. 2000, 2005; Cairós et al. 2003; Caón et al. 2005). En esta Tesis se abordarán las posibles conexiones evolutivas entre dIs, dEs y las BCGs a partir del análisis global de la estructura y colores de sus *hosts*. La diversidad de los objetos bajo estudio permitirá discutir en cierta extensión los escenarios expuestos anteriormente.

1.6. Objetivos y motivaciones de la Tesis

Nuestro grupo de investigación lleva varios años estudiando las galaxias compactas azules. Se han llevado a cabo dos trabajos de Tesis más (Cairós 2000; Martínez-Delgado 2008, en desarrollo) los que han proporcionado importantes resultados científicos publicados en varios artículos relacionados con los temas que hemos mencionado en esta introducción. Podemos destacar Cairós et al. (2001a,b; 2002; 2003; 2007), Caon et al. (2005) y Martínez-Delgado et al. (2007). La experiencia acumulada y los resultados obtenidos en dichos trabajos, han motivado y generado el presente estudio. Esta Tesis intentará mejorar problemas encontrados previamente por medio del desarrollo de herramientas novedosas y también explorar otros problemas en los que no habíamos trabajado anteriormente.

El objetivo principal de esta Tesis es llevar a cabo un estudio detallado de propiedades globales relacionadas con el origen y evolución de las galaxias compactas azules. En particular, profundizaremos en dos aspectos clave: las propiedades estructurales de la galaxia anfitriona y la relación de estas con el contenido de gas y las propiedades de la formación estelar que alberga. Utilizaremos para ello una muestra de objetos extensa y de gran diversidad morfológica que cubre el rango de luminosidades y masas de la clase.

Entre las motivaciones que dan origen a esta Tesis se pueden citar diversas preguntas que, como hemos revisado en las anteriores secciones, continuan abiertas tras años de intensa investigación relacionados con el origen y la evolución de las BCGs:

- ¿Cuáles son los errores observacionales que determinan la fiabilidad y precisión del ajuste de la distribución de luz de las galaxias? ¿es posible cuantificarlos?

- ¿Cuál es la naturaleza de la galaxia subyacente donde tiene lugar el intenso estallido de formación estelar que vemos?. En particular, ¿cuáles son sus parámetros estructurales? ¿cuáles son sus edades y colores?, ¿cuáles son sus masas?

- ¿Cómo se origina y regula el estallido de formación estelar que tiene lugar en ellas?, ¿cuál es la influencia de la galaxia anfitriona en dichos mecanismos?, ¿cuál es, en cambio, la influencia de su entorno?

- ¿Qué tipo de galaxia esperamos ver cuando la formación estelar cese?, ¿representan las BCGs un estadio común y posible en la evolución de todas las galaxias enanas? y en particular, ¿qué podemos aportar a partir de sus propiedades, p.ej., estructurales, de escala o del gas, a los posibles escenarios evolutivos que vinculen a las BCGs con las enanas irregulares y elípticas?

- ¿Cuál es el contenido de gas molecular de las BCGs? y ¿cuáles son sus propiedades y cómo se relacionan con el resto de propiedades globales de la galaxia, como por ejemplo su metalicidad, su contenido estelar y de gas neutro, así como su ritmo y eficiencia de formación estelar?

Nuestro conocimiento actual acerca de la naturaleza de la galaxia anfitriona de las BCGs se debe, sobre todo, a estudios de fotometría superficial en el óptico y en el infrarrojo cercano (p.ej., Loose & Thuan 1986; Kunth et al., 1988; Papaderos et al., 1996a; Telles et al., 1997; Marlowe et al., 1997; Doublier et al., 1997,1999; Salzer & Norton 1999; Vennik et

al., 2000; Cairós et al., 2001a,b; Cairós et al., 2003; Noeske et al., 2005; Caon et al., 2005). Sin embargo, una de las principales limitaciones de este tipo de estudios es tener que interpretar y ajustar una porción muy limitada de los perfiles de brillo superficial promediados radialmente. Si bien la técnica es buena y puede reproducir en muchos casos los perfiles de brillo de muchas BCGs, existen aún grandes limitaciones para lograr una caracterización detallada del *host* en BCGs del Universo cercano, que conciernen tanto a la metodología — como por ejemplo la construcción de los perfiles y el método y funciones utilizadas en su ajuste — como a la calidad de los datos, esto es, principalmente su profundidad (ver p.ej., Noeske et al., 2005; Caon et al., 2005). Por ello, en esta Tesis nos proponemos presentar una nueva metodología para el estudio de las BCGs, basada en el ajuste bidimensional de la distribución de luz de la galaxia anfitriona, esto es, pixel a pixel, aprovechando de esta forma toda la información disponible a partir de las imágenes astronómicas. Creemos que este tipo de análisis tendrá especial relevancia en el futuro al intentar estudiar objetos como las BCGs a mayor distancia, esto es, desplazamientos al rojo intermedio ($z \sim 1$), como ya se ha empezado a explorar en estudios recientes sobre objetos más luminosos (ver p.ej., Noeske et al., 2006).

La adaptación de esta técnica, ya explorada en otro tipo de objetos astronómicos, al intrincado caso particular de las BCGs, requiere una primera evaluación de las posibles fuentes de error en los ajustes, que haremos por medio de simulaciones sobre modelos de galaxias. Estos nos darán pistas acerca de cómo optimizar una solución, esto es, que sea estable y con la menor incertidumbre posible, y cuál es el rango de errores esperable en función de la extensión de los perfiles y su relación señal a ruido. Además, es necesario un análisis a posteriori de los ajustes en galaxias reales para imponer tests de consistencia, que tengan en cuenta las fuentes de error detectadas así como las restricciones que impone la física del problema, p.ej., colores y luminosidades (ver p.ej., Caon et al., 2005). La calidad de los datos con los que se trabaja es sumamente relevante en este tipo de estudios (Noeske et al., 2005). La heterogeneidad de la muestra de galaxias y la calidad de la colección de imágenes ópticas (B, V, R e I) estudiadas en esta Tesis es la adecuada para hacer posible un análisis cuantitativo y cualitativo de las limitaciones y virtudes de la técnica y del conjunto de suposiciones adoptadas a lo largo del análisis.

Las propiedades de la galaxia anfitriona que pretendemos derivar del ajuste 2D serán utilizadas para intentar aportar respuestas a varias de las preguntas expuestas con anterioridad. Así, buscaremos relaciones globales entre los parámetros estructurales y las propiedades y contenido del gas neutro. Esto servirá para estudiar a grandes rasgos la dinámica de estos objetos y preguntarnos cual es su estado evolutivo, comparando estas propiedades con las de otras clases de enanas con y sin formación estelar. En particular, estimaremos las masas estelares de los *hosts* y analizaremos sus relaciones de escala.

Por otra parte, las propiedades de la galaxia anfitriona están relacionadas con la formación estelar que albergan. Así, el estudio de esta última no puede ser completo sin conocer con detalle las propiedades de los *hosts*. Uno de los aspectos menos estudiados, relacionados con el origen y la regulación de los estallidos de formación estelar en las BCGs, es el contenido y propiedades del gas molecular. La principal dificultad para ello radica en la escasa detectabilidad de sus trazadores, p.ej., el CO. En esta Tesis, nos hemos propuesto contribuir a profundizar en ello mediante observaciones milimétricas de las dos primeras transiciones rotacionales del CO mediante un único apuntado, cubriendo principalmente las regiones

centrales de una selección de galaxias extraída de la muestra principal de esta Tesis. Estas observaciones representan sólo un primer paso antes de abordar observaciones de mayor resolución, que tengan por objeto lograr mapas detallados de la distribución espacial y cinemática del gas molecular. Los resultados obtenidos contribuirán al análisis del contenido molecular y su relación con las propiedades globales, en particular con la estructura de las galaxias y con los ritmos y eficiencias de formación estelar, que obtendremos a partir de datos multifrecuencia disponibles de la literatura.

Por último, finalizaremos esta Tesis mostrando los primeros pasos en dos aplicaciones directas de la nueva metodología 2D desarrollada para el análisis de los perfiles de luz de las BCGs: su utilización sobre las imágenes de grandes *surveys* públicos, como el SDSS, que permitirá analizar un mayor volumen de galaxias con datos homogéneos en calidad y profundidad, así como su aplicación a estudios espectro – fotométricos dedicados al análisis de la historia de la formación estelar de las BCGs, donde una caracterización precisa de la galaxia anfitriona resulta fundamental.

1.7. Descripción de la muestra de BCGs

La muestra de galaxia que se utilizan en esta Tesis está compuesta por 28 galaxias (ver Fig. 1.15) que presentan formación estelar activa, catalogadas en diversos estudios como BCGs (ver Cairós et al., 2001 y sus referencias). La mayor parte de ellas pertenecen a catálogos realizados a partir de los primeros *surveys* de prisma objetivo llevados a cabo por Haro (1956), Zwicky (1971) y Markarian et al. (1969 a,b; 1971; 1972; 1973; 1974). La muestra de galaxias está compuesta por 28 BCGs, de las cuales 22 están incluidas en el catálogo de Thuan & Martin (1981), cuatro[8] se extrajeron del catálogo de Terlevich et al. (1991), y dos[9] se extrajeron del de Mazzarella & Boronson (1993). Estas dos últimas galaxias forman parte de un grupo compacto de Hickson (Hickson 1982), mientras que las restantes 26 son galaxias de campo.

Esta muestra de BCGs es la misma que fue seleccionada por Cairós et al. (2001 a,b) para un análisis multibanda, enfocado a estudiar la morfología, perfiles de brillo superficial, así como su fotometría espacialmente resuelta e integrada. En aquel trabajo se seleccionaron los objetos de las listas anteriormente mencionadas de acuerdo a los criterios: luminosidades representativas de las BCGs ($-21 \lesssim M_{\rm B} \lesssim -14$), compacidad (diámetro del *starburst* $\lesssim$1 kpc), y con espectros ópticos dominados por líneas de emisión sobre un continuo más brillante en el extremo azul, esto es, con intensa formación estelar.

Se ha utilizado la misma muestra seleccionada por Cairós et al. (2001ab) por diversas razones. Por un lado se trata de una muestra relativamente extensa y representativa que incluye un conjunto heterogéneo de BCGs que, en principio, permitiría llegar a conclusiones más generales. La muestra cubre al completo la clasificación morfológica de Loose & Thuan (1985): de las 28, 11 han sido clasificadas como iE, 6 como nE, y 9 como il (Cairós et al., 2001a). Las restantes dos galaxias son *starbursts* luminosos mas que galaxias enanas, mostrando incluso rasgos espirales. En particular, muchas galaxias de la muestra muestran algún rasgo morfológico característico, como la presencia de barras o signos de interacción,

[8]Tol 0127-397, UM 4167, Cam 0341-4045 y UM 462
[9]Mrk 1089 y Mrk 1090

visibles en la presencia de colas, puentes, o cambios bruscos de orientación de sus isocontornos. Por otra parte, la muestra posee un rango de luminosidades amplio y , en su mayoría, se disponen de datos sobre contenido de gas y abundancias en la literatura. En la Tabla 1.2 se presenta la muestra utilizando datos básicos de las galaxias recopilados de la literatura.

Por otra parte, las observaciones en las bandas ópticas B,V,R e I contenidas en esta Tesis ya estaban disponibles a partir de las imágenes — ya reducidas y calibradas[10] — obtenidas por el grupo de investigación en diversas propuestas entre 1988 y 1999. La colección de imágenes se tomó con diferentes telescopios, detectores CCD y configuraciones instrumentales, por lo que no son homogéneas en cuanto a su calidad y resolución. Su profundidad — $\sim$1 % del cielo oscuro en el visible — supuso que en la mayoría de los casos se obtengan perfiles de brillo superficial que llegan a 26–28 mag arcsec^{-2} (ver §3). En la Tabla 1.3 se ha incluido la Tabla 2 de Cairós et al. (2001a), donde se detalla el registro de las observaciones.

1.7.1. Breve descripción de la Memoria

En el Capítulo 2 introduciremos los conceptos básicos del ajuste de componentes estructurales en galaxias, describiendo las técnicas uni y bidimensional y las funciones analíticas que se utilizan. Luego nos centraremos en el problema específico del ajuste de perfiles de brillo superficial en BCGs, presentando los principales problemas que plantea. Posteriormente presentaremos el método en el que basaremos nuestro análisis, que será detallado a continuación en todos sus pasos. Finalizaremos el Capítulo 2 presentando el conjunto de simulaciones implementadas como paso previo al ajuste de galaxias reales.

En el Capítulo 3 presentaremos el primer estudio realizado sobre galaxias reales poniendo a prueba la nueva metodología. En él, se presentarán parámetros estructurales y colores para una muestra limitada a ocho BCGs expresamente seleccionadas por la calidad de sus datos para un análisis detallado. Esto permitirá posteriormente una comparación cuantitativa con resultados previos obtenidos mediante una técnica unidimensional sobre el mismo conjunto de datos por colaboradores.

En el Capítulo 4 aplicaremos el método desarrollado ajustando el resto de galaxias de la muestra, que por la calidad de sus datos ofrecerá mayores restricciones metodológicas, ayudando a mejorar la técnica. Posteriormente y también en el Capítulo 4, nos centraremos en analizar las propiedades estructurales de la galaxia anfitriona de las BCGs y sus relaciones de escala. Se compararán colores, parámetros estructurales y relaciones de escala de nuestra muestra con las extraídas de la literatura para otras galaxias enanas.

En el Capítulo 5 se presentarán observaciones milimétricas de las transiciones 1$\rightarrow$0 y 2$\rightarrow$1 del CO para una muestra de 10 BCGs. Las masa de gas molecular derivadas se analizarán en función de propiedades globales de las galaxias como el ritmo y la eficiencia de formación estelar.

En el Capítulo 6 resumiremos algunos trabajos que se han podido realizar a partir de la metodología y parte de la experiencia adquirida en esta Tesis. Por un lado, mostraremos la posibilidad y alcance de aplicar con éxito dicha técnica a imágenes públicas de BCGs extraídas del SDSS. Por otro, se mostrará cómo la caracterización detallada del *host* en

[10] El procesamiento (substracción de "bias", corrección de campo plano o "flat-fielding", y eliminación de rayos cósmicos) de las imágenes −llevado a cabo con IRAF−, así como su calibración en flujo, fue realizado con anterioridad a esta Tesis (Cairós 2000; Cairós et al., 2001).

una BCG se emplea en un estudio espectro-fotométrico para eliminar la contribución de la población estelar vieja en el análisis evolutivo de los brotes de formación estelar de una de las galaxias, Mrk 35.

Por último, el Capítulo 7 resumirá las principales conclusiones de la Tesis, planteando las futuras líneas de trabajo que se pretenden continuar.

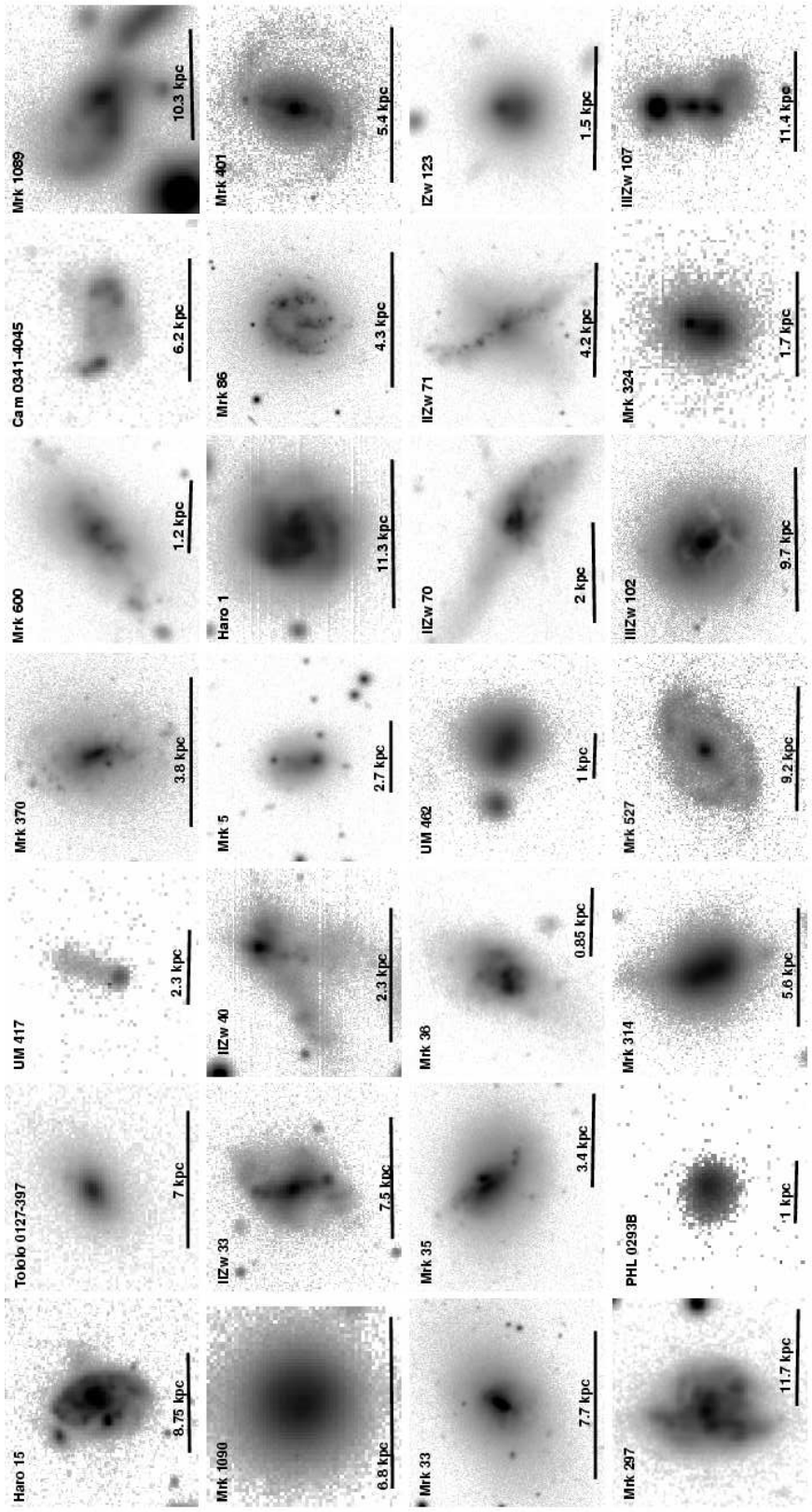

Figura 1.15: Muestra de galaxias compactas azules utilizada a lo largo de la Tesis. Imágenes en la banda B en escala de grises logarítmica. Las galaxias se muestran en la orientación estándar $_{\mathrm{E}}\!\leftarrow\ \uparrow^{\mathrm{N}}$.

Tabla 1.2: Muestra de BCGs y sus parámetros básicos.

Galaxia (1)	α ($J2000$) (2)	δ ($J2000$) (3)	D [Mpc] (4)	$A_{\rm B}$ (5)	$m_{\rm B}$ (6)	$B-V$ (7)	$M_{\rm B}$ (8)	TM (9)
Cam 0341-4045	03 42 49.4	−40 35 56	56.69	0.068	16.62	0.36	−17.21	il,M
Haro 1	07 36 56.4	35 14 31	52.11	0.184	12.79	0.54	−20.98	nE
Haro 15	00 48 35.9	−12 43 07	84.15	0.101	14.06	0.35	−20.67	il,M
PHL 0293 B	22 30 33.9	−00 07 35	21.39	0.302	17.65	0.51	−14.30	nE
Mrk 5	06 42 15.5	75 37 33	13.96	0.364	15.58	0.60	−15.51	il,C
Mrk 33	10 32 31.9	54 24 03	22.30	0.052	13.46	0.41	−18.33	nE
Mrk 35	10 45 22.4	55 57 37	15.60	0.031	13.21	0.61	−17.79	iE
Mrk 36	11 04 58.5	29 08 22	10.43	0.131	15.38	0.35	−14.84	iE
Mrk 86	08 13 14.7	45 59 26	8.12	0.232	12.41	0.73	−17.37	iE
Mrk 297	16 05 12.9	20 32 32	65.10	0.330	13.16	0.44	−21.24	iE
Mrk 314	23 02 59.2	16 36 19	28.95	0.383	14.15	0.07	−18.53	iE
Mrk 324	23 26 32.8	18 16 00	22.43	0.215	15.39	0.58	−16.58	iE
Mrk 370	02 40 29.0	19 17 50	10.85	0.399	13.59	0.53	−16.99	iE
Mrk 401	09 30 17.0	29 32 24	24.07	0.101	13.82	0.01	−18.19	SB
Mrk 527	23 13 12.7	06 19 18	47.56	0.473	13.58	0.55	−20.28	SB
Mrk 600	02 51 04.6	04 27 14	12.81	0.282	15.29	0.31	−15.53	iE
Mrk 1089	05 01 37.8	−04 15 30	52.65	0.220	14.05	0.08	−19.78	il,M
Mrk 1090	05 01 44.1	−04 17 19	51.93	0.238	15.16	0.10	−18.65	iE
Tololo 0127-397	01 29 15.8	−39 30 37	61.05	0.067	16.18	0.51	−17.81	nE
UM 417	02 19 30.2	−00 59 11	35.08	0.141	18.04	0.29	−14.83	il,C
UM 462	11 52 37.3	−02 28 10	14.12	0.083	14.69	0.47	−16.14	iE
I Zw 123	15 37 04.2	55 15 48	12.52	0.062	15.46	0.55	−15.09	nE
II Zw 33	05 10 48.1	−02 40 54	36.41	0.439	15.02	0.81	−18.22	iE
II Zw 40	05 55 42.6	03 23 32	9.69	3.538	15.18	1.12	−18.29	il,M
II Zw 70	14 50 56.5	35 34 18	19.12	0.053	14.85	0.41	−16.61	il
II Zw 71	14 51 14.4	35 32 32	19.64	0.055	14.46	0.56	−17.06	il
III Zw 102	23 20 30.1	17 13 32	22.71	0.109	12.61	0.76	−19.28	nE
III Zw 107	23 30 09.9	25 31 58	78.09	0.259	15.08	0.60	−19.64	il,M

Notas.− Columnas: (1) nombre de la galaxia; (2) ascensión recta en horas, minutos y segundos; (3) declinación en grados, minutos y segundos de arco; (4) distancia, estimada suponiendo $H_0 = 75$ km s^{-1} Mpc^{-1}, después de corregir por velocidad de recesión relativa al centroide del grupo local por caída Virgocentrica; (5) coeficiente de extinción Galáctica en el filtro B (tomado de Schlegel, Finkbeiner, & Davis, 1998); (6) magnitud asintótica en el filtro B, tomado de Cairós et al. (2001b). Notar que las magnitudes asintóticas listadas en Cairós et al. (2001b) se corrigieron de extinción Galáctica siguiendo Burstein & Heiles (1984); aquí se presentan sin corregir; (7) color B−V calculado a partir de la fotometría asintótica de Cairós et al. (2001b), sin corrección por extinción galáctica; (8) magnitud absoluta calculada a partir de las distancias listadas en (4) y las magnitudes asintóticas en B de (6), corregidas por extinción según los coeficientes dados por Schlegel, Finkbeiner, & Davis (1998); (9) Tipo morfológico, tomado de Loose & Thuan (1986).

Tabla 1.3: Registro de observaciones.

Galaxia	Fecha	Telescopio	Tiempo de Exposición (seg) B	V	R	I
Cam 0341-404	1991 Nov	ESO 1.52 m	1800	1200	600	600
Haro 1	1988 Oct	CAHA 3.5 m	200	200	200	200
Haro 15	1998 Oct	JKT 1.0 m	3600	2500	2500	2700
HL 293 B	1988 Oct	CAHA 3.5 m	600	600	600	600
Mrk 5	1999 Jan	NOT 2.52 m	3100	1500	2500	1500
Mrk 33	1999 Jan	NOT 2.52 m	2100	2000	1200	1200
Mrk 35	1999 Jan	NOT 2.52 m	1800	1200	960	1200
Mrk 36	1999 Jan	NOT 2.52 m	1800	900	2000	1200
Mrk 86	1999 Jan	NOT 2.52 m	1500	1200	1200	1200
Mrk 297	1998 Aug	CAHA 2.2 m	2000	900	...	300
Mrk 314	1988 Oct	CAHA 3.5 m	600	...	120	600
Mrk 324	1988 Oct	CAHA 3.5 m	600	600	540	600
Mrk 370	1998 Oct	JKT 1.0 m	1500	1000	800	1200
Mrk 401	1988 Oct	CAHA 3.5 m	400	...	60	...
Mrk 527	1988 Oct	CAHA 3.5 m	360	300	...	240
Mrk 600	1998 Oct	JKT 1.0 m	1800	1600	1200	1800
Mrk 1089	1989 Jan	INT 2.5 m	400	400	400	400
Mrk 1090	1989 Jan	INT 2.5 m	400	400	400	400
Tololo 0127-397	1991 Nov	ESO 1.52 m	1800	1200	600	900
UM 417	1991 Nov	CAHA 2.2 m	1200	1200	...	...
UM 462	1989 Jan	INT 2.5 m	600	900	900	900
I Zw 123	1999 Jan	NOT 2.52 m	1200	700	...	600
II Zw 33	1997 Dec	CAHA 2.2 m	1600	600	...	600
II Zw 40	1988 Oct	CAHA 3.5 m	600	600	600	600
II Zw 70	1999 Aug	NOT 2.52 m	1600	1500	2200	1400
II Zw 71	1999 Aug	NOT 2.52 m	1600	1500	2200	...
III Zw 102	1988 Oct	CAHA 3.5 m	600	600	120	...
III Zw 107	1988 Oct	CAHA 3.5 m	480	540	540	540

Nota. Tabla tomada de Cairós et al. (2001a). CAHA = Centro Astronómico Hispano – Alemán, Almería, España. INT = Isaac Newton Telescope, La Palma, España. NOT = Nordic Optical Telescope, La Palma, España. JKT = Jacobous Kapteyn Telescope, La Palma, España. ESO = European Southern Observatory, La Silla, Chile.

2

Determinación de los parámetros estructurales en BCGs

Las galaxias son sistemas estelares que están formadas por una o varias componentes estructurales, con propiedades físicas diferentes. La información global de las distintas componentes galácticas procede, principalmente, de dos observables: su distribución de luz y su campo radial de velocidades. Su caracterización permite obtener información sobre su distribución de masa y velocidades — y por tanto de su potencial gravitatorio — imprescindibles para estudiar la dinámica que afecta a los procesos que intervienen en su formación y evolución. Una forma de caracterizar la distribución de luz de una galaxia es mediante el ajuste de las distintas componentes estructurales que la forman. Generalmente, en este tipo de ajustes se supone que cada componente galáctica sigue una ley matemática que depende de una serie de parámetros estructurales, que describen la distribución de luz de las galaxias.

En este Capítulo repasaremos cuales son las técnicas utilizadas, en general, para obtener estos parámetros. Nos centraremos luego más en detalle en la extracción de parámetros estructurales en las BCGs, explicando las características y dificultades que presenta este problema particular. Focalizaremos básicamente en el análisis de la influencia del *starburst* que alberga la galaxia anfitriona en la medida de las regiones de mayor brillo superficial. Como consecuencia, el área de galaxia disponible para el ajuste del perfil del *host* está muy limitada, lo que afecta en buena medida a la obtención de sus parámetros estructurales. En esta Tesis, hemos desarrollado un nuevo método 2D que permite el ajuste de la distribución de luz de las BCGs directamente sobre las imágenes, haciendo un tratamiento estadístico adecuado. Además, la técnica permite optimizar el área ajustada mediante el uso de máscaras capaces de seguir con precisión la forma del *starburst*, eliminando del ajuste todos los píxeles que puedan contribuir con luz del *starburst* al perfil de la galaxia subyacente. Explicaremos detalladamente la metodología y presentaremos su aplicación a un conjunto de objetos simulados, implementadas para contrastar su ventajas y limitaciones, evaluando también los errores que caben esperar en función del área de galaxia muestreada y su rango de intensidades. Los principales contenidos de este Capítulo se encuentran publicados en la revista Astronomy & Astrophysics y pueden ser consultados en Amorín et al. (2007).

2.1. Perfiles unidimensionales

Denominamos perfiles de brillo superficial o perfiles 1D, a aquellos donde se representa el brillo superficial como función de la distancia al centro de la galaxia. En general, estos perfiles se utilizan para representar en una dimensión la distribución espacial de la luz emitida por las distintas componentes galácticas. Para obtenerlos se utilizan diversos métodos, dependiendo en general de las características del objeto. Los más simples están basados en el ajuste de las isofotas galácticas mediante elipses centradas, generalmente, en el centro de la galaxia. Estos ajustes de elipses se suelen llevar a cabo mediante un proceso iterativo (Jedrzejewski, 1987) que fue incorporado en la tarea *ellipse* al paquete de tratamiento de datos STSDAS de IRAF[1]. Este algoritmo ajusta los parámetros que describen las elipses (su brillo y geometría) minimizando las desviaciones de las elipses a las isofotas observadas. Con ello, se dispone de la variación radial de los parámetros que describen las elipses ajustadas: intensidad, centro, elipticidad, ángulo de posición, y sus correspondientes incertidumbres.

Los perfiles radiales nos permiten identificar las componentes estructurales de las galaxias, ya que cada una de ellas deja su impronta en las isofotas, y por lo tanto, en los parámetros de las elipses ajustadas (ver p.ej., Aguerri et al. 2000; Prieto et al. 2001). Una manera de caracterizar las diferentes componentes estructurales de las galaxias es suponer que cada una de ellas presenta un perfil de brillo superficial descrito por un modelo matemático que depende de ciertos parámetros libres. Mediante el ajuste del modelo a cada componente identificable en el perfil de brillo, se obtienen los parámetros más adecuados para describir cada una de ellas (ver p.ej., Prieto et al. 2001).

Dado que algunos tipos de galaxias, como por ejemplo muchas BCGs, presentan una morfología irregular a alguno o a todos los niveles de brillo superficial, métodos de extracción como ELLIPSE no son del todo adecuados para describir con precisión la distribución de luz a lo largo de toda la galaxia. Algunos autores han propuesto metodologías específicas para un dado objeto de estudio. Por ejemplo, Cairós et al. (2000, 2001a) construyeron los perfiles de brillo sin hacer suposiciones previas acerca de su morfología. Además, utilizan dos métodos diferentes según la porción del perfil considerada, a fin de tener en cuenta los cambios en el cociente S/N. Caon et al. (2005) también usaron un método refinado pero utilizando ELLIPSE. Ellos ajustan de manera diferente las regiones de alta y baja relación S/N. En las regiones externas, de menor S/N, los ajustes de elipses se realizaron en imágenes submuestreandas a fin de obtener puntos de mayor S/N. Por tanto, en galaxias como las BCGs, la construcción de un perfil de brillo fiel a la distribución real es una tarea complicada que no está exenta de ambigüedades. Esta dificultad, y las limitaciones impuestas por las restricciones del ajuste han generado en muchos casos resultados, aun para una misma galaxia, ambiguos y en ocasiones poco fiables (ver ejemplos en Cairós et al., 2003).

2.2. Ajustes bidimensionales

Son aquellos que permiten ajustar un modelo matemático a la distribución de luz en galaxias directamente a partir de sus imágenes, esto es, pixel a pixel, sin necesidad de la construcción previa de un perfil promediado. Este tipo de técnicas han comenzado a tomar

[1] IRAF: Image Reduction and Analysis Facility, NOAO/NSF

en las últimas dos décadas un mayor protagonismo, debido principalmente a las limitaciones que presentan las técnicas 1D en la descomposición bulbo/disco de galaxias brillantes (p.ej. Shaw & Gilmore 1989; Byun & Freeman 1995; Wadadekar et al. 1999; Khosroshahi et al. 2000). Su desarrollo hacia algoritmos más rápidos y robustos, que fueran capaces de ajustar automáticamente grandes bases de datos de galaxias dio lugar a dos programas muy extendidos, GIM2D (Simard, 1998) y GALFIT (Peng et al., 2002). Estos códigos poseen algunas diferencias entre si en cuanto a su velocidad y capacidades según el objeto de estudio, pero básicamente se basan en el ajuste de funciones analíticas y axialmente simétricas a la imagen de una galaxia, utilizando toda la información contenida en cada pixel.

A diferencia de las técnicas 1D, donde en la extracción y ajuste de un perfil de brillo se encuentran limitaciones y ambigüedades que resultan en la pérdida de información de las imágenes (Baggett et al., 1998), el ajuste directo de cada pixel de la imagen, pesado apropiadamente según su incertidumbre o *rms*, da a los algoritmos 2D un potencial mayor en muchas aplicaciones astrofísicas. Por ello, los métodos de ajuste 2D han sido ampliamente utilizados para ajustar componentes estructurales en galaxias tempranas y tardías cercanas resueltas (Peng et al., 2002; Peng, 2002), en galaxias tipo disco (Barden et al., 2005), en galaxias esferoidales de campo (Treu et al., 2005) o dominadas por su bulbo Méndez-Abreu et al. (2008), en galaxias activas (Sánchez et al., 2004; Dong & De Robertis, 2006), y en galaxias compactas azules luminosas a $z \sim 1$ (Noeske et al., 2006), entre otras. Además, su potencial ha sido probado recientemente en diversos *surveys* de galaxias (p.ej., GEMS o COSMOS, Häussler et al., 2007; Prescott et al., 2004).

2.3. El programa de ajuste bidimensional GALFIT

A fin de modelar la distribución espacial de luz de la galaxia anfitriona de las BCGs por medio de parámetros estructurales, se ha elegido el programa GALFIT [2]. Este algoritmo puede ajustar una o varias funciones analíticas y axialmente simétricas simultáneamente, además de un pedestal oscilante a fin de reproducir el cielo de fondo de las imágenes. GALFIT está escrito en el lenguaje de programación C+, y dos de sus características principales son su flexibilidad y su rapidez. Ello lo hace particularmente útil tanto en análisis que involucran ajustes manuales, donde el proceso de "prueba y error" resulta necesario, como en estudios estadísticos. Además, y en contraste a su principal alternativa ,GIM2D, permite la utilización de máscaras, que como se explicará más adelante, es una condición necesaria para la extracción precisa de los parámetros estructurales en BCGs.

En esta sección se dará una breve descripción de las características básicas del programa así como de su funcionamiento dentro del contexto en el que fue utilizado en esta Tesis. Para una descripción completa, referimos al lector a Peng et al. (2002a[3]).

2.3.1. Descripción y funcionamiento

El programa GALFIT puede ser ejecutado en forma interactiva o bien — lo que es más aconsejable — a partir de un fichero de entrada o *input*. La Fig. 2.1 ilustra un posible

[2]En todo el trabajo se ha utilizado la versión 2.0.3*b* de GALFIT, por lo que las características descritas en este trabajo corresponden a dicha versión

[3]`http://zwicky.as.arizona.edu/$^{\sim}$cyp/work/galfit/galfit.html`

```
# IMAGE PARAMETERS
A) zw102.fits         # Input data image (FITS file)
B) zw102.out.fits     # Name for the output image
C) none               # Noise image name (made from data if blank or "none")
D) psf.fits           # Input PSF image and (optional) diffusion kernel
E) 1.                 # PSF oversampling factor relative to data
F) ./masks/m1.fits    #Pixel mask (ASCII file or FITS file with non-0 values)
G) none               # Parameter constraint file (ASCII)
H) 35  1245  35  1247 # Image region to fit (xmin xmax ymin ymax)
I) 281 283            # Size of convolution box (x y)
J) 24.12              # Magnitude photometric zeropoint
K) none               # Plate scale (dx dy)  [arcsec/pix.  Only for Nuker.]
O) both               # Display type (regular, curses, both)
P) 0                  # Create output image only? (1=yes; 0=optimize)
S) 0                  # Modify/create objects interactively?

# Sersic function
 0) sersic            # Object type
 1) 135.  150.  1 1   # position x, y        [pixel]
 3) 13.        1      # total magnitude
 4) 30.        1      #     R_e              [Pixels]
 5) 1.3        1      # Sersic exponent (deVauc=4, expdisk=1)
 8) 1.0        1      # axis ratio (b/a)
 9) 90.0       1      # position angle (PA)  [Degrees: Up=0, Left=90]
10) 0.0        1      # diskiness (< 0) or boxiness (> 0)
 Z) 0                 # output image (see above)

# sky
 0) sky
 1) 4.93        1     # sky background       [ADU counts]
 2) -0.0162     1     # dsky/dx (sky gradient in x)
 3) 0.0106      1     # dsky/dy (sky gradient in y)
 Z) 0                 # output image
```

Figura 2.1: Ejemplo de fichero de entrada para GALFIT. Los números que siguen a cada valor de un dado parámetro indican si éste es obligado a quedar fijo (será 0) o libre en el ajuste (será 1). Los comentarios (a la derecha, indicados con el signo #) describen cada línea de entrada.

input, donde se pueden apreciar tanto la descripción de los elementos de entrada como lo parámetros iniciales del modelo que se propone ajustar.

Para ajustar galaxias y fuentes puntuales GALFIT supone perfiles con simetría axial descritos mediante elipses generalizadas (Athanassoula et al. 1990), originalmente propuestas para modelar componentes barradas. Cuando los ejes principales de la elipse están alineados con los ejes coordenados, la coordenada radial viene dada por

$$r = \left(|x - x_c|^{2+c} + |\frac{y - y_c}{q}|^{2+c} \right)^{1/(2+c)} \tag{2.1}$$

donde $q = b/a$ es el cociente entre el semieje mayor (a) y el semieje menor (b) de las elipses, y c es un exponente que describe la forma de las isofota. Mientras una elipse pura posee c=0, una elipse tipo caja "boxy" posee c<0, en tanto que a una elipse tipo disco "disky" le corresponde c>0. Aunque pueden ser parámetros libres del ajuste, tanto q como c se aplican a una dada componente no como un todo, esto es, sin dependencia con la coordenada radial. Esto, en ciertas circunstancias, podría ser una limitación a la hora de modelar cierto tipo

de galaxias.

El conjunto de funciones analíticas que puede utilizar GALFIT es amplio (ver Peng et al. 2002). En esta Tesis, como se verá en detalle más adelante, se ha utilizado la "ley" de Sérsic para describir la distribución de luz de las galaxias. Además, se ha utilizado una función polinómica de primer grado para modelar la luz del cielo de fondo (que en adelante llamaremos simplemente cielo), dada por la ecuación

$$cielo(x,y) = cielo(x_0,y_0) + (x-x_0)\frac{\mathrm{d}cielo}{\mathrm{d}x} + (y-y_0)\frac{\mathrm{d}cielo}{\mathrm{d}y} \tag{2.2}$$

donde (x_0,y_0) son las coordenadas centrales de la imagen, mientras que $\frac{\mathrm{d}cielo}{\mathrm{d}x}$ y $\frac{\mathrm{d}cielo}{\mathrm{d}y}$ describen el gradiente de cielo en las dos dimensiones espaciales.

Para optimizar el ajuste GALFIT minimiza el valor de χ^2_ν correspondiente al residuo generado por la imagen y el modelo (esto es, la sustracción entre ambos), por medio de un algoritmo de Levenberg-Marquardt modificado (subrutina extraida de "Numerical Recipes", Press et al. 1997). La definición de χ^2_ν que se considera en este caso es

$$\chi^2_\nu = \frac{1}{N_{dof}} \sum_{x=1}^{nx} \sum_{y=1}^{ny} \frac{(flujo_{x,y} - modelo_{x,y})^2}{{\sigma^2}_{x,y}} \tag{2.3}$$

donde

$$modelo_{x,y} = \sum_{\nu=1}^{nf} f_{\nu,x,y}(\alpha_1 ... \alpha_n) \tag{2.4}$$

siendo N_{dof} es el número de grados de libertad del ajuste, nx y ny son las dimensiones de la imagen en píxeles, mientras que n_f es el número de funciones analíticas empleadas $f_{\nu,x,y}(\alpha_1 ... \alpha_n)$ donde $\{\alpha_1 ... \alpha_n\}$ son los parámetros libres de cada una de ellas. Si decidimos ajustar una función polinómica dedicada a ajustar el fondo de cielo (como en nuestro caso) ésta se incluye como uno de los términos contenido en la sumatoria de la Ec. 2.4. El peso ("Poissoniano") otorgado a cada pixel en el ajuste es calculado por GALFIT de manera automática como $\sigma^{-1}_{x,y}$, donde $\sigma_{x,y}$ es su ruido cuadrático medio (rms). Este rms bien puede ser introducido como dato de entrada por el usuario mediante una imagen, como ser calculado por GALFIT automáticamente por medio de la expresión

$$\sigma_{x,y} = \sqrt{N_{comb}\ \ (GAIN \times I_{x,y} + RDNOISE^2)} \tag{2.5}$$

donde $I_{x,y}$ es la intensidad en cuentas de cada pixel (cielo más galaxia) y los parámetros RDNOISE, GAIN y N_{comb}, son respectivamente el ruido de lectura del detector en $[e^-]$, su ganancia en $[e^-/ADU]$ y el número de imágenes combinadas en la reducción. Estos parámetros y sus valores *deben* figurar necesariamente en la cabecera de las imágenes. El tratamiento estadístico que realiza GALFIT en sus ajustes 2D permite disponer de incertidumbres bien determinadas pixel a pixel, dando mayor peso a aquellos píxeles de mayor S/N. Consideramos esta característica como una ventaja sobre los algoritmos 1D, donde la incertidumbre viene determinada por un promedio de píxeles.

Por otra parte, una posibilidad importante que ofrece GALFIT es poder tener en cuenta el *seeing* mediante la convolución de los modelos con la *PSF* (*"Point Spread Function"*) de

las imágenes. Este proceso lo efectúa una subrutina integrada al programa que utiliza una "Transformada Rápida de Fourier" (Press et al. 1997). La *PSF* pueden ser sintéticas, esto es, extraídas de un ajuste (p.ej., TinyTin para imágenes del HST) o bien estrellas de buena S/N relativa perteneciente al campo cercano a la galaxia, como ha sido el caso de nuestros ajustes. En ambos casos se proporcionan al programa como una imagen *fits*.

2.4. Modelos analíticos

Existen diferentes "leyes" o funciones analíticas que describen el brillo superficial de las galaxias dependiendo del tipo de objeto y el tipo de estructura que se pretende modelar. Mientras las galaxias elípticas y componentes esferoidales de galaxias de disco han sido originalmente ajustadas mediante una única componente, una gran cantidad de galaxias — especialmente las de tipo tardío — parecen bien descritas por un perfil mixto, donde pueden distinguirse dos componentes principales: un bulbo, que domina la zona central, y un disco, que domina las regiones más externas (ver Méndez-Abreu et al. 2008; Aguerri et al. 2004, 2005b; y también Freeman 1970 para una revisión más completa).

• Perfil exponencial

Desde hace décadas se ha comprobado (p.ej., Freeman 1970) que el brillo superficial de los discos de galaxias se puede modelar generalmente bien hacia las regiones externas, mediante una función exponencial del tipo

$$I(r) = I_0 e^{-(r/r_s)} \tag{2.6}$$

(Freeman 1970), donde $I(r)$ e I_0 son la intensidad a la distancia galactocéntrica (r) y en el centro de la distribución de brillo, respectivamente. Por su parte, r_s es el radio de escala, o la distancia a la que la intensidad del perfil cae e^{-1} de su valor en el centro. Como ilustración, en la Fig. 2.2 se muestra un perfil de brillo superficial en la banda K para la galaxia espiral tardía M 33 y su ajuste mediante un modelo exponencial, que reproduce el perfil observado en casi toda su extensión, incluso hasta valores de brillo superficial por debajo del brillo del cielo nocturno.

• Perfil de $r^{1/4}$

La estructura de objetos esferoidales se suelen describir mediante una función hallada de forma empírica por de Vaucouleurs (1948, 1953),

$$I(r) = I_e \; 10^{-3.33[(r/r_e)^{1/4}-1]} \tag{2.7}$$

llamada en general "ley" de $r^{1/4}$, y donde el factor numérico 3.33 está elegido de forma tal que r_e sea el "radio efectivo", o aquel radio que encierra la mitad de la luminosidad integrada de la galaxia, siendo I_e la intensidad a dicho radio.

Como ilustración la Fig. 2.3 muestra un perfil de brillo radial para la galaxia elíptica NGC 661, bien modelado por una "ley" de $r^{1/4}$. A pesar de su popularidad y relativo éxito, tanto la universalidad de la ley de $r^{1/4}$ en el ajuste de galaxias elípticas y bulbos de espirales, asi como su significado físico, son poco claros. Con la llegada de la fotometría

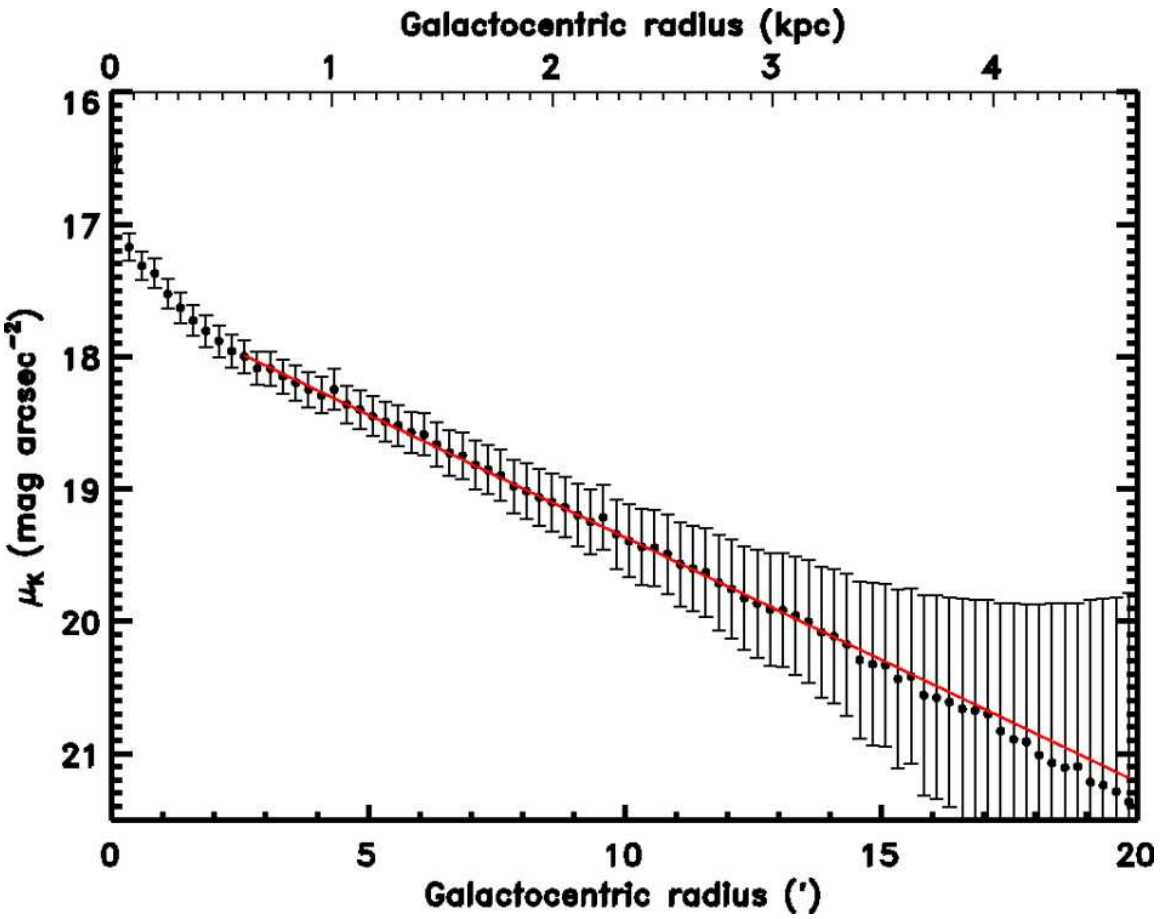

Figura 2.2: Perfil radial de brillo superficial para la galaxia espiral tardía M 33 obtenido mediante imagen profunda en la banda K (2MASS). A partir de $2'$ el perfil sigue un modelo exponencial hasta las zonas más externas (Simon et al., 2006).

CCD, se ha mostrado que para la mayor parte de las galaxias elípticas y esferoidales, la ley de $r^{1/4}$ es sólo una aproximación de primer orden que en numerosas ocasiones sólo ajusta bien en un intervalo limitado del perfil de brillo. En este sentido, estudios como por ejemplo los de Schombert (1986); Binggeli & Cameron (1991); Capaccioli et al. (1987); Andredakis et al. (1995); Graham & Guzmán (2003); Trujillo et al. (2004); Aguerri et al. (2004, 2005b), han introducido ciertas dudas sobre su universalidad, y sobre todo, sobre su fiabilidad para derivar parámetros efectivos precisos en galaxias tempranas, ya que éstas resultan ser demasiado dependientes de la porción de luz ajustado. Este hecho, así como los errores provenientes de las incertidumbres en la sustracción del cielo de fondo, son la razón principal de las discrepancias en los valores de los parámetros ajustados, como los presentados por diferentes autores (p.ej., Capaccioli et al., 1992).

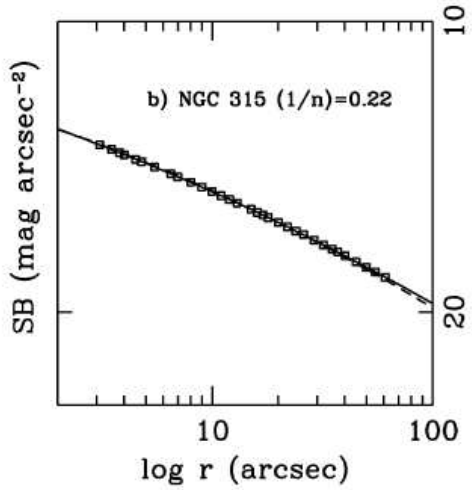

Figura 2.3: Perfil de brillo superficial de la galaxia elíptica NGC 315, un buen ejemplo de perfil de "de Vaucouleurs" ($r^{1/4}$, línea discontinua). La línea continua indica también el ajuste de un perfil de Sérsic de índice $n \sim 4$. Tomado de Brown et al. (2003).

- **Perfil de Sérsic**

Sobre la base de estos argumentos se comenzó a investigar y generalizar el uso de una ley de potencia en la cual el exponente es también un parámetro libre. La fórmula, originalmente propuesta por Sérsic (1968), y que lleva su nombre es de la forma

$$I(r) = I_{\rm e}\ e^{-b_n[(r/r_{\rm e})^{1/n}-1]} \tag{2.8}$$

o bien en forma logarítmica

$$\mu(r) = \mu_{\rm e} + \frac{2.5 b_n}{\ln(10)}[(r/r_{\rm e})^{1/n} - 1] \tag{2.9}$$

(ver también Caon et al. 1993; Graham & Driver 2005), donde $r_{\rm e}$ es el "radio efectivo", $\mu_{\rm e}$ es el brillo superficial a dicho radio y n es el índice de la ley de potencia, normalmente llamado "índice de Sérsic". El coeficiente b_n está acoplado a n de forma tal que $r_{\rm e}$ encierre la mitad de la luminosidad integrada de la galaxia en un área proyectada $A = \pi r^2$, dada por la expresión

$$L(< r) = I_e\ r_{\rm e}^2\ 2\pi\ n \frac{e^{b_n}}{(b_n)^{2n}} \gamma(2n, b_n) \tag{2.10}$$

El valor de b_n puede estimarse numéricamente o bien aproximarse en un rango amplio de valores de n (p.ej., $0.5 \leq n \leq 16.5$, Caon et al. 1993) como $b_n \sim 2n - 1/3$. Por su parte, cuando $r \to \infty$ la función gamma puede expresarse como $\gamma(2n, b_n) \to \Gamma(2n) = (2n - 1)!$ (Ciotti, 1991; Graham et al., 2005), que reemplazándola en la Ec. 2.10 conduce a la

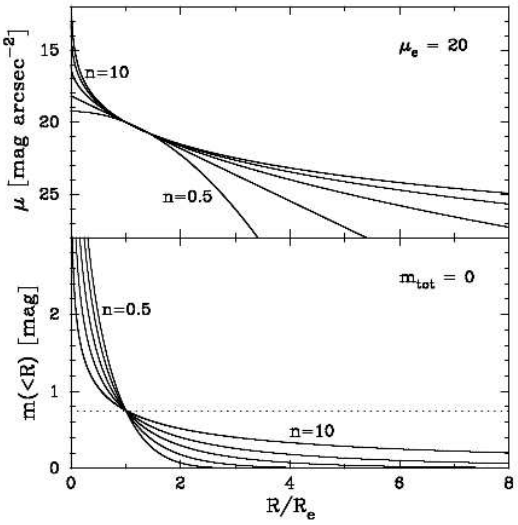

Figura 2.4: Panel superior: perfiles de Sérsic (Ec. 2.9), normalizados a μ_e=20 mag arcsec^{-2}, para valores del índice n=0.5, 1, 2, 4, y 10. Panel inferior: perfiles de Sérsic (multiplicando -2.5 por el logaritmo de la Ec. 2.10), normalizados a magnitud total cero. La línea punteada está desplazada 0.75 mag (un factor 2 en flujo) de la magnitud total. Figura tomada de Graham & Driver (2005).

luminosidad total L_{tot}. En el caso de ajustes de modelos de Sérsic con GALFIT, la Ec. 2.10 lleva un término multiplicativo $q/R(c)$ adicional, en el que $q = b/a$ es el cociente de los semiejes mayor y menor a y b respectivamente, mientras que $R(c)$ es una función que tiene en cuenta el cociente entre el área de una elipse perfecta y una elipse generalizada (ver Ec. 2.1) de un dado parámetro c,

$$R(c) = \frac{\pi\ c}{4\ \beta(1/c, 1+1/c)} \tag{2.11}$$

donde $\beta(1/c, 1+1/c)$ es la función "beta" con dos argumentos. A diferencia de la Ec. 2.10, la expresión utilizada por GALFIT para ajustar la luminosidad en cuentas del modelo tiene en cuenta la inclinación de la galaxia por medio del término $q/R(c)$.

El perfil de Sérsic posee la elegancia formal de definir una secuencia continua entre un perfil "Gaussiano" (n=0.5), un perfil exponencial (n=1) y un perfil de "de Vaucouleurs" (n=4), simplemente variando el exponente n. Como se ilustra en la Fig. 2.4, la curvatura y concentración del perfil de Sérsic cambian según los valores del índice n.

La introducción de n como parámetro libre conlleva a una mayor flexibilidad en el ajuste de los perfiles observados que en el caso de las "leyes" exponencial y de $r^{1/4}$ (Ecs. 2.6 y 2.7). El valor de n podría aportar un posible significado físico a esta ley empírica a partir de correlaciones con parámetros fotométricos globales, calculados independientemente. Por ejemplo, el valor de n se ha correlacionado con el radio efectivo y la luminosidad total (Caon et al., 1993; Trujillo et al., 2001), con la dispersión de velocidades (Trujillo et al., 2001), y también con las masas de agujeros negros supermasivos (Graham et al., 2001b) en galaxias tempranas. Además, según algunos estudios n estaría bien correlacionado con el cociente

de luminosidad bulbo/disco (Andredakis et al., 1995), que es uno de los parámetros usados en establecer los tipos morfológicos de galaxias.

2.5. Caracterización de la galaxia anfitriona de las BCGs

No ha sido sino hasta hace relativamente poco tiempo que se ha reconocido que las propiedades físicas de la galaxia anfitriona podrían afectar sustancialmente el proceso de formación estelar en BCGs (Papaderos et al. 1996a; Cairós et al. 2002; Silich & Tenorio-Tagle 2001) y que su estructura podía dar pistas acerca de su estado evolutivo (Östlin, Bergvall & Ronnback 1998; Doublier et al. 1997, 1999; Noeske et al. 2000; Kunth & Östlin 2000; Cairós et al. 2002). Esto ha sido consecuencia, principalmente, de su bajo brillo superficial, que hace que cualquier estudio cuantitativo dedicado a sus propiedades requiera de un gran esfuerzo observacional y de análisis, aun con detectores rápidos y eficientes como los que se utilizan en la actualidad.

En la última década la herramienta más poderosa que se ha utilizado para estudiar el *host* de las BCGs ha sido la fotometría superficial profunda. Los detectores CCD modernos tienen resolución espacial, campo de visión y sensibilidad suficientes para discriminar espacialmente las regiones de formación de estrellas y su galaxia subyacente. Su sensibilidad permite alcanzar niveles de brillo superficial más débiles que el brillo del cielo en las diferentes bandas espectrales. Brillos superficiales $\mu_{\rm B}\sim$ 26−28 arcsec^2 en el rango óptico, o $\mu_{\rm K}\sim$ 21−22 arcsec^2 en el infrarrojo cercano, son normalmente suficientes para detectar la componente estelar vieja y ajustar los parámetros estructurales del *host* en muchas BCGs (ver p.ej., Cairós et al. 2001a; Caon et al. 2005; Cairós et al. 2003; Noeske et al. 2005). Sin embargo, alcanzar o superar incluso estos niveles de brillo superficial requiere de grandes tiempos de integración en telescopios de gran apertura.

2.5.1. Presentación del problema

Como ya hemos introducido brevemente en §1, diversos estudios de fotometría superficial han mostrado claramente la superposición de al menos dos componentes en la distribución de luz de las BCGs. Por un lado la componente *starburst*, cuya luz proviene tanto del gas ionizado (regiones HII) como de las estrellas jóvenes y masivas responsables de dicha ionización. Por otro lado, el *host*, formado por estrellas más viejas pertenecientes a una población evolucionada. La emisión de los brotes de formación estelar en BCGs se encuentra generalmente distribuida en las zonas centrales de la galaxia, en forma más o menos compacta y en uno o varios brotes. Esta emisión posee alto brillo superficial ($\mu_{\rm B}\sim$18−20 mag arcsec^2), y por lo tanto "contamina" o "camufla" la emisión del *host* (de menor brillo superficial) con mayor intensidad principalmente en las zonas centrales de las galaxias (Loose & Thuan 1986; Telles 1995; Papaderos et al. 1996b; Marlowe et al. 1997; Doublier et al. 1997, 1999; Cairós et al. 2001a,b; Bergvall & Östlin 2002). A modo de ilustración se presenta la Fig. 2.5, que muestra esquemáticamente un perfil radial representativo de las BCGs. El *host* se muestra aquí representado como una componente exponencial (en color rojo), mientras que el conjunto de brotes de formación estelar — la componente que llamamos *starburst* — se muestra dominando el perfil hacia el centro (flecha en color negro). Entre ambas, existe un radio ($R_{\rm tran}$) definido como "radio de transición", a partir del cual la contribución de la

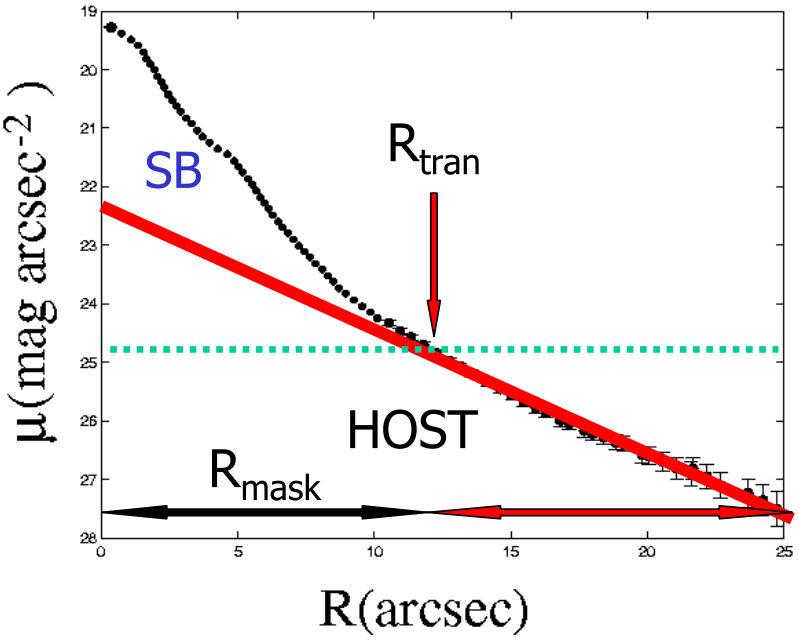

Figura 2.5: Perfil de brillo radial para una BCG y los principales elementos que caracterizan el ajuste. Se indican: la región del perfil dominada por el *starburst* (SB) y por el *host* y el radio de transición ($R_{\rm tran}$). Las flechas negras y rojas indican la región enmascarada ($R_{\rm mask}$) y la región ajustada, respectivamente. El ajuste se indica mediante la recta roja, mientras que la línea de puntos verde indica el nivel de brillo superficial a partir del cual el perfil empieza a estar dominado por el *starburst*.

emisión del *starburst* al perfil es despreciable (Caon et al. 2005).

Siguiendo la discusión planteada por Cairós et al. (2003), los principales problemas que presenta el ajuste de la distribución de luz del *host* de las BCGs son, básicamente, los siguientes:

- **determinar con precisión la región de ajuste y su extensión**

  Para obtener ajustes con resultados fiables resulta crítico disponer de la mayor porción posible de perfil perteneciente exclusivamente a la emisión del *host*. Por lo tanto, definir la forma y enmascarar con la mayor precisión posible la contribución del *starburst*, y la de eventuales fuentes de fondo o cercanas que se superpongan en las imágenes, es una tarea fundamental en cualquier metodología que pretenda derivar con precisión los parámetros estructurales del *host*. En el rango óptico se ha visto que en general la contribución del *starburst* se extiende hasta brillos $\mu_{\rm B}\sim$ 22−24 mag arcsec^{-2} (Papaderos et al. 1996; Cairós et al. 2001b; Bergvall & Östlin 2002), por lo que aun disponiendo de observaciones profundas (26−28 mag arcsec^{-2}) esto significa disponer de intervalos de ajuste $\lesssim$4−5 magnitudes en la escala de brillos que, dependiendo de la galaxia, se traduce en un intervalo radial que en la mayoría de los casos suele ser menor al 50 % del perfil total observado.
  El radio de transición define la isofota de radio $R_{\rm tran}$ a partir de la cual se ajusta el perfil de brillo que no está contaminado por el *starburst*. Así, el ajuste se realiza en

todos los puntos del perfil (o pixeles de la imagen) cuyo radio cumpla $r \geq R_{\rm tran}$. La determinación de $R_{\rm tran}$ se realiza mediante el uso de los datos observacionales. Una inspección visual del perfil de brillo superficial resulta insuficiente si deseamos tener precisión, principalmente porque los perfiles promediados no presentan necesariamente una discontinuidad clara o un cambio significativo de pendiente que indique este punto con claridad. La falta de precisión en la determinación de $R_{\rm tran}$ podría conllevar a incluir puntos contaminados en el ajuste, que pueden llevar a sobrestimar el perfil del *host*, y por lo tanto, distorsionar las interpretaciones físicas del problema.
La inspección tanto de mapas y/o perfiles radiales de color, así como disponer de imagen en Hα pueden ayudar a definir la región de emisión del *starburst* con cierta precisión (p.ej. Cairós et al. 2001b, Gil de Paz et al. 2003). Sin embargo, la emisión en Hα podría llegar a ser insuficiente en muchos casos para determinar la extensión total de la contribución del *starburst* en un filtro óptico (Amorín et al. 2007). Mientras, los perfiles de color no presentan en todos los casos un claro punto de inflexión y un posterior comportamiento constante a partir de $R_{\rm tran}$ (ver p.ej. Gil de Paz et al. 2003).

- **disponer de imágenes profundas y de calidad**

  La extensión del perfil ajustado y el rango de brillos superficiales ajustado serán mayores cuando se disponga de imágenes lo más profundas posibles. Sin embargo, conforme se tiende hacia las zonas más débiles la relación señal a ruido de la componente que se pretende ajustar cae considerablemente, haciendo que los ajustes tengan incertidumbres crecientes hacia las zonas externas. Para minimizar este problema es crucial disponer de imágenes de calidad (bajo rms), y realizar una corrección por campo plano ("flat-fielding") y una sustracción del cielo de fondo de éstas muy precisa.

- **la elección de un modelo analítico apropiado**

  Desde un principio, los modelos exponenciales se han aplicado extensamente a las BCGs, ya que parecían reproducir bien las zonas más externas de sus perfiles radiales. Sin embargo, en muchos casos no se disponía de imágenes lo suficientemente profundas, lo que tiene como consecuencia que el perfil sea poco extenso y no se puedan ver en el desviaciones de una recta en un diagrama $\mu - r$, especialmente en galaxias con *starbursts* extensos. Conforme se ha ido progresando en la calidad de las observaciones y en la metodología, algunos autores han ido encontrado una significativa cantidad de casos (p.ej., $\sim$50 %, Cairós et al. 2003) donde las desviaciones del modelo exponencial puro resultan importantes (p.ej., Cairós et al. 2003; Gil de Paz & Madore 2005; Caon et al. 2005). Además, se han encontrado diferencias significativas en los brillos y escalas entre ajustes exponenciales de una misma galaxia en el óptico y en el NIR (Cairós et al. 2003).
  Por ello, en estudios más recientes se ha intentado modelar el *host* con mayor precisión utilizando modelos alternativos, como perfiles de Sérsic (p.ej. Noeske et al. 2005; Caon et al. 2005) o secantes hiperbólicas (p.ej., Vaduvescu et al. 2006).

Tras una revisión de la literatura y usando el conocimiento previo de nuestro equipo de trabajo, en esta Tesis hemos estudiado a la galaxia subyacente de las compactas azules

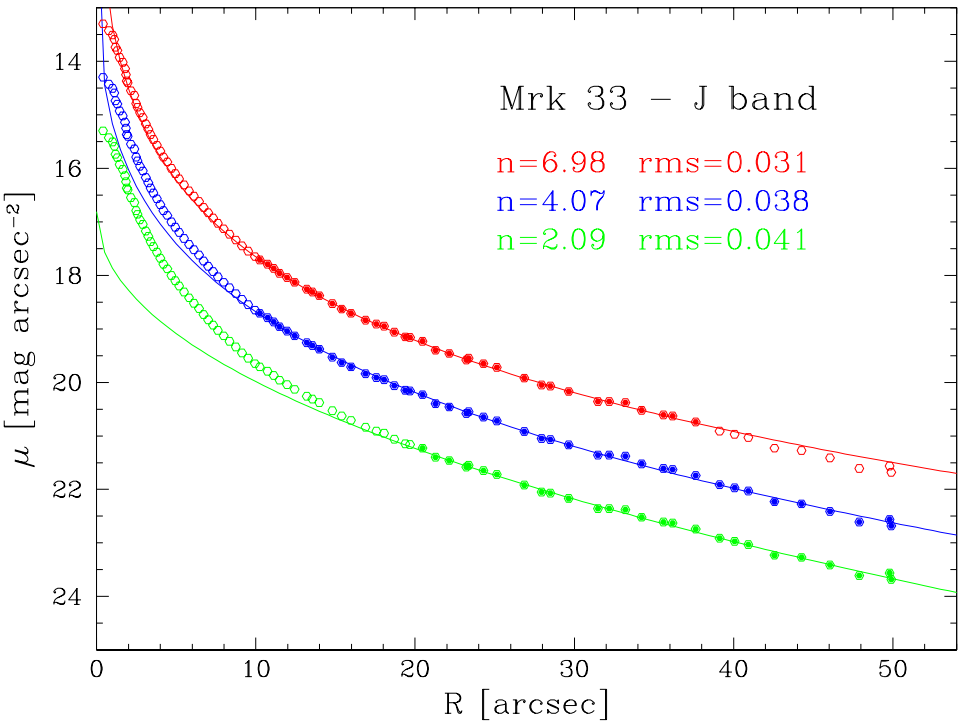

Figura 2.6: Perfil radial de una BCG en la banda J ajustado mediante un modelo de Sérsic 1D. Los puntos llenos son aquellos, en cada caso, utilizados en el ajuste. Se puede apreciar la alta dependencia del ajuste con el intervalo radial considerado. La inclusión de unos pocos puntos hacia el centro del perfil en el ajuste ocasiona parámetros de Sérsic muy distintos con similar rms. Los perfiles han sido desplazados en el eje Y para una mejor visualización (Cairós et al. 2003).

mediante el uso de la ley de Sérsic. Como hemos mencionado anteriormente, los perfiles de Sérsic poseen la flexibilidad de poder adaptarse a curvaturas en el perfil de brillo. Sin embargo, en el caso de su ajuste al *host* de las BCGs, como precio a esta valiosa propiedad poseen inconvenientes que se deben superar, en particular, su forma (esto es, su índice n) es altamente sensible a una posible contaminación debida al *starburst* y a las incertidumbres en la sustracción del cielo y otros objetos brillantes presentes en el mismo campo (p.ej., Caon et al. 2005; Noeske et al. 2005). Por tanto, su utilización debe cuidar al extremo cada uno de los dos ítems mencionados anteriormente.

Como ejemplo ilustrativo, la Fig. 2.6 muestra tres ajustes 1D al perfil de brillo en banda J de Mrk 33. En cada uno de ellos, se han tomado porciones distintas del perfil (los puntos llenos son los que se han tenido en cuenta en el ajuste), y por lo tanto el índice de Sérsic ajustado en cada caso es radicalmente distinto, aun cuando los ajustes poseen idéntica calidad. Esto pone de manifiesto la sensibilidad de este parámetro a la extensión de la región ajustada, a la inclusión de puntos dominados por la emisión del *starburst* y a la profundidad del perfil. Por otra parte, la Fig. 2.7 ilustra cuanto puede afectar una

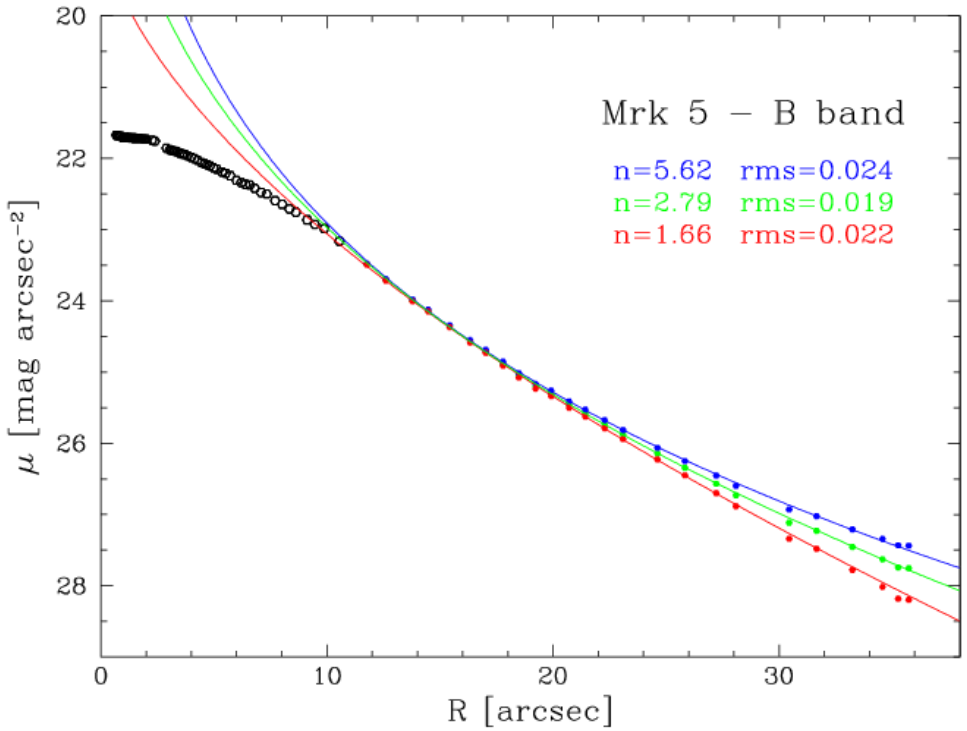

Figura 2.7: Perfil radial de Mrk 5 en la banda B, tomando tres valores distintos del fondo de cielo y ajustado, en cada caso, mediante un modelo de Sérsic. Se muestra el valor del índice n de Sérsic y el rms de cada ajuste (Caon et al. 2005).

indeterminación en la sustracción del cielo de fondo. En ella se muestran tres perfiles que difieren entre si en menos de 0.5 mag en los puntos más externos del perfil. Aunque se obtienen prácticamente con la misma precisión, sus ajustes son muy distintos otra vez, aun sobre el mismo intervalo radial.

Los tres puntos enumerados anteriormente: determinar con precisión la región de ajuste, profundidad y calidad de los datos, y la elección del modelo más adecuado, son fundamentales. Una subestimación en la importancia de cualquiera de ellos puede generar resultados poco fiables. En ocasiones, estas dificultades que ofrece el problema han llevado a distintos resultados según diferentes autores, o inconsistentes entre distintas bandas fotométricas. En la Fig. 2.8 mostramos los perfil radial de dos galaxias analizadas por Bergvall & Östlin (2002) y sus ajustes. En ellos puede apreciarse cómo a pesar de disponer de imágenes muy profundas el intervalo de ajuste es lo suficientemente pequeño y la determinación de los puntos externos lo suficientemente incierta para que los factores discutidos anteriormente generen una clara ambigüedad. Los autores encuentran ajustes mediante una ley de Sérsic con índices $n>>4$ tan buenos como con una función exponencial. Es importante volver a notar que este tipo de ambigüedades puede llevar a interpretaciones físicas muy diferentes, por lo que refinar la metodología utilizada es de extrema importancia.

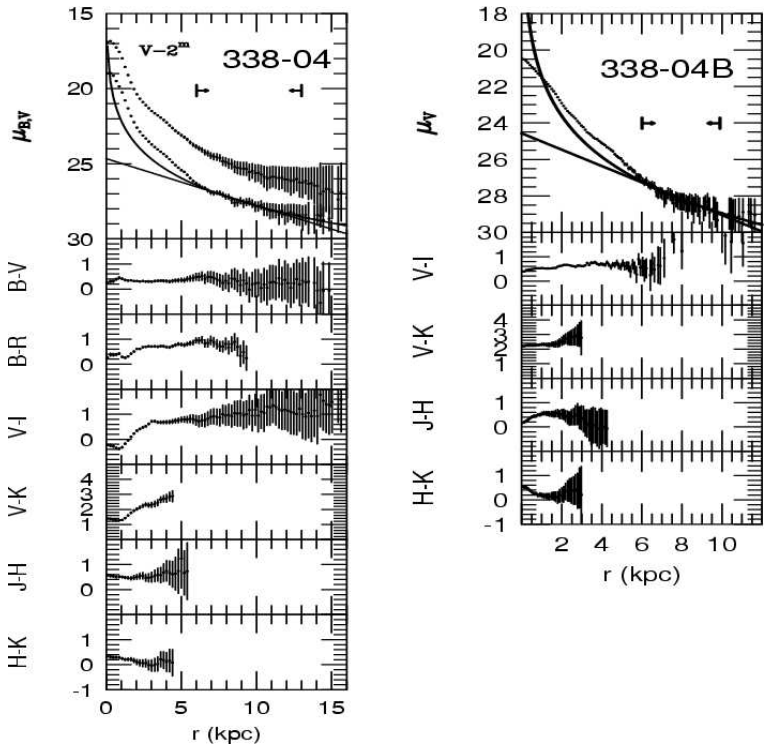

Figura 2.8: Perfiles de brillo superficial de las galaxias compactas azules ESO338-IG04 y ESO338-IG04b, y sus índices de color (tomada de Bergvall & Östlin 2002). Los ajustes, exponencial (línea recta) y Sérsic (línea curvada) fueron realizados en el intervalo indicado por las flechas. Las barras de error son desviaciones de 1σ incluyendo el error en el valor del punto de cero de la sustracción del cielo de fondo.

2.6. La Metodología

Esta Tesis presenta una metodología aplicada al modelado bidimensional de la galaxia subyacente de las galaxias compactas azules. Este procedimiento utiliza el código 2D GALFIT, y su implementación puede esquematizarse como muestra la Fig. 2.9. El primer paso del procedimiento consiste en preparar las imágenes de la galaxia que se pretenden ajustar y aquellas otras que se utilizan como PSF a fin de tener en cuenta el seeing de las imágenes y tener en cuenta el ruido asociado a éstas. Se seleccionan los parámetros de entrada, dispuestos en ficheros de entrada de GALFIT, así como los respectivos *scripts* [4] que agilizarán el procedimiento. Se diseñan el conjunto inicial de máscaras con el que se pretende, además de enmascarar el *starburst*, localizar el radio de transición. A partir de este radio, los ajustes con máscaras mayores deberían producir parámetros estables mientras exista una región de ajuste con suficiente relación S/N. Los ajustes con las máscaras preliminares se realizan fijando el fondo de cielo y también permitiendo que éste varíe como un parámetro libre más. Posteriormente, se inspeccionan los modelos y sus residuos, y se grafican los parámetros resultantes en función del radio equivalente de la máscara utilizada en cada caso (o equivalentemente, en función del área porcentual que ocupa esta máscara

[4] Pequeñas rutinas UNIX que automatizarán parte del procedimiento

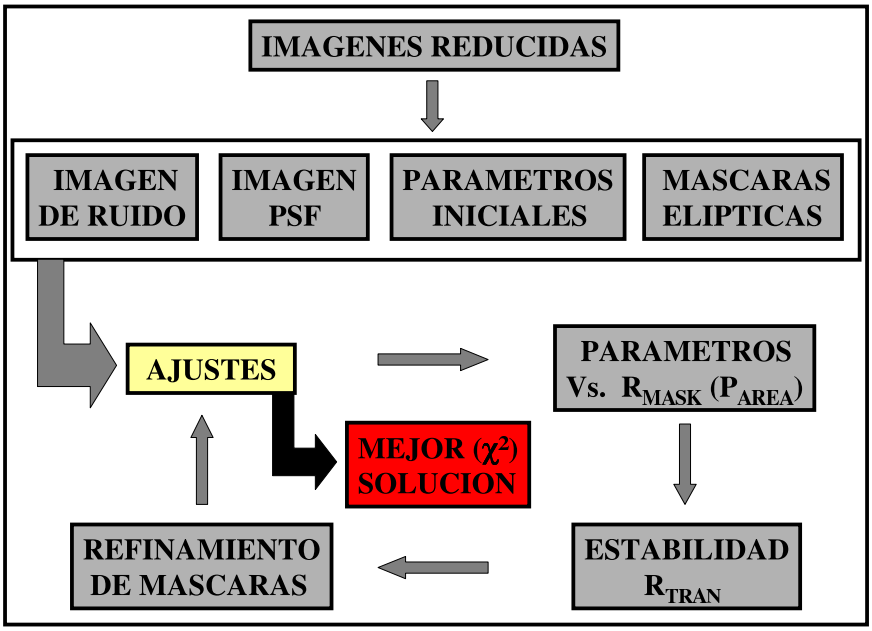

Figura 2.9: Esquema sencillo mostrando los pasos principales del método de ajuste utilizado.

con respecto al total de la galaxia). Este análisis permite identificar, además del radio de transición, el rango donde los ajustes pueden ser estables así como la incertidumbre que introduce el cielo de fondo y la forma de la máscara. Por último, un procedimiento iterativo utiliza los mismos residuos generados por los modelos seleccionados como "buenos" para a partir de ellos construir máscaras mejoradas, que sigan con mayor fiabilidad la forma y el tamaño del *starburst*. Este proceso utiliza dichas máscaras para volver a ajustar los parámetros y elegir eventualmente el mejor ajuste. Describiremos a continuación en cierto detalle cada paso (seis en total) de este procedimiento, que se presentan en forma de diagrama de flujo en la Fig. 2.9.

a) **Preparación de imágenes y parámetros de entrada**

El procedimiento tiene comienzo una vez obtenidas las imágenes de ciencia, ya reducidas y calibradas. De todas formas, como primer paso antes de ajustar estas imágenes es necesario inspeccionarlas y corroborar que el proceso de reducción ha eliminado cualquier artefacto presente, ya sean rayos cósmicos, píxeles malos o calientes, que pudieran contribuir en forma espúrea al ajuste. El tamaño de las imágenes a ajustar debe lograr un compromiso entre la cantidad de cielo disponible, el tiempo de cómputo, y la presencia de otras fuentes en el campo. En general, el cielo estará mejor determinado cuantos más píxeles no afectados por la luz de la galaxia u otros objetos tengamos, pero el disponer de un campo demasiado grande comparado con la extensión de la galaxia incrementa considerablemente el tiempo de cómputo y, eventualmente, la dificultad para enmascarar todos los posibles objetos contenidos en él.

Es recomendable además eliminar bordes, que en ocasiones pueden estar afectados por viñeteo. Teniendo en cuenta nuestra experiencia y las prescripciones de GALFIT, un tamaño de entre tres y seis veces el radio visible de la galaxia sería suficiente para lograr un buen ajuste en galaxias con perfiles de Sérsic relativamente bajos ($n \lesssim 2$). Sin embargo, en imágenes donde la sustracción de cielo durante la reducción no logre eliminar del todo algún gradiente, o en casos donde la galaxia presente un índice de Sérsic alto ($n \gtrsim 2$) ajustar una imagen de mayor tamaño puede ofrecer resultados más estables.

Además de la galaxia que se pretende ajustar las imágenes pueden mostrar estrellas u otras galaxias, que se deben enmascarar para que no contribuyan de forma espúrea a los modelos o al cielo de fondo. Para ello, se utiliza la tarea *plcreate* del software IRAF/PROS en conjunción con la herramienta de visualización y análisis de imágenes astronómicas DS9.

Por otra parte, GALFIT necesita un primer modelo a partir del cual iterar basado en parámetros iniciales, que irán incluidos en un fichero de entrada (ver Fig. 2.1). Aunque el ajuste no debería depender críticamente de ellos, los parámetros iniciales pueden ser elegidos a partir de datos previos disponibles para las galaxias, aunque sólo sean una estimación razonable, ya que de esta forma se disminuirá el tiempo de cómputo. En esta Tesis se han utilizado valores iniciales para la magnitud ($m_{\rm host}$), el radio efectivo ($r_{\rm e}$) y el índice de Sérsic (n) previamente publicados (Caon et al. 2005), o bien aproximados a través de los ajustes exponenciales de sus perfiles (Cairós et al. 2001a). Los restantes parámetros libres: cociente de semiejes (q), ángulo de posición (PA), parámetro de forma (c) y coordenadas centrales (x_c, y_c) se han estimado a partir de valores medios sobre las isofotas más externas ajustadas a estas galaxias. Se ha comprobado también que una estimación por inspección visual, o midiendo sobre la imagen, resulta suficiente y no altera los resultados. Se introduce además como parámetro inicial el ruido de la imagen, ya sea mediante una imagen proporcionada por el usuario o bien creada por GALFIT (ver §2.3.1), y finalmente un valor para el cielo (ec. 2.2), estimado como veremos más adelante a partir de varias formas independientes.

b) **Selección de una PSF**

Se debe proveer al programa de una PSF para convolucionar con los modelos a fin de tener en cuenta el "seeing" de cada imagen. Puede haber varias maneras de hacerlo[5], aunque la más directa y representativa es introducir la PSF como una imagen de una estrella presente en el campo, no saturada y de buen cociente señal a ruido respecto a la galaxia. Este fue el método utilizado en este estudio. La convolución de los modelos que se ajustan es especialmente importante cuando se utilizan perfiles de Sérsic con n alto (ver Trujillo et al. 2001), ya que de no hacerlo los modelos tienden a sobrestimar los perfiles en la región central.

[5]ver guia técnica de GALFIT en: `http://www.ociw.edu/~peng/work/galfit/TFAQ.html`

c) **Elaboración de máscaras iniciales**

Cualquier técnica que se use para ajustar la galaxia subyacente en BCGs debe comenzar por eliminar la contribución del *starburst* a la luz total de la galaxia. Este es un paso importante que no siempre es directo, ya que la forma y extensión del *starburst* puede ser complicada de determinar con precisión.
Los mapas de color de la galaxia y las imágenes tomadas con un filtro estrecho como Hα, que traza la emisión del gas ionizado, pueden ayudar a disponer de una primera aproximación a una máscara que elimine la contribución del *starburst* en cualquiera de las bandas anchas utilizadas. La metodología que se presenta aquí propone en cambio iniciar un primer conjunto de ajustes del *host* utilizando máscaras derivadas de las imágenes ópticas, que inicialmente serán elípticas, que siguen el tamaño de las isofotas desde el centro de las galaxias hacia las regiones más externas. La cantidad y la diferencia en tamaño entre ellas dependerá del aspecto de sus isofotas y del rango en brillo superficial de la galaxia. Estos ajustes proporcionarán en primera aproximación información del comportamiento de los parámetros estructurales del *host* en función del área enmascarada (o inversamente del área disponible para el ajuste). De esta manera, se puede examinar la existencia de rangos radiales donde los parámetros resultan estables dentro de ciertos valores.
La construcción del conjunto de máscaras iniciales, que llamaremos "máscaras elípticas", se realiza a partir del software DS9, utilizando la tarea *plcreate* de IRAF. Las máscaras son imágenes de igual dimensión a las de la imagen de la galaxia en cuestión. Utilizando otra tarea de IRAF, llamada *imreplace*, sustituimos aquellos píxeles que queremos enmascarar (a priori "contaminados" por el *starburst*) por 1 y aquellos que quedan fuera de las máscaras (aquellos que pretendemos ajustar) por 0. De esta forma GALFIT interpreta correctamente cuales son los píxeles de la imagen de la galaxia que debe utilizar en el ajuste.

d) **Análisis de estabilidad**

Los parámetros estructurales, especialmente aquellos derivados a partir de ajustes de Sérsic, pueden depender en buena medida de la región de la galaxia ajustada (Cairós et al. 2003). Como se plantea en §2.3.1, ajustar píxeles afectados por cuentas provenientes del *starburst* conduce a ajustes engañosos. Por tanto, es fundamental determinar con buena precisión la región o el radio de transición ($R_{\rm tran}$), donde esta contribución es despreciable o ya no existe. En ajustes 1D, la diferencia entre el radio máximo hasta donde se ajusta el perfil y $R_{\rm tran}$ es el intervalo radial del ajuste. En los ajustes 2D el radio de transición conserva la misma definición, aunque se calcula como el radio equivalente de un círculo que contenga igual número de píxeles que la máscara para la cual la emisión del *starburst* es despreciable. Además, se ha definido el porcentaje de píxeles enmascarado en el ajuste como

$$P_{\rm area} = 100 \left(\frac{N_{\rm mask}}{N_{\rm gal}} \right) = 100 \left(\frac{R_{\rm mask}}{R_{\rm gal}} \right)^2 , \qquad (2.12)$$

donde $N_{\rm mask}$ es el número de píxeles enmascarados, contenidos en un círculo de radio $R_{\rm mask}$, y $N_{\rm gal}$ es el número total de píxeles con S/N>1, contenido en un círculo de radio $R_{\rm gal}$. Hemos considerado en todos nuestros ajustes que los píxeles que forman la galaxia son aquellos de S/N=1. Esto nos define el tamaño de nuestros objetos. Cuando $R_{\rm mask}$=$R_{\rm tran}$ la cantidad $100-P_{\rm area}$ cuantifica la fracción de galaxia que se ajusta con S/N>1, libre de emisión proveniente del *starburst*.
Tras correr los ajustes utilizando el conjunto de máscaras elípticas para cada galaxia y filtro, los parámetros derivados variarán con la porción de galaxia que se esté ajustando, es decir, con el área muestreada. Así, ajustes con máscaras pequeñas que no alcancen para cubrir la totalidad de la luz proveniente del *starburst* producirán modelos luminosos y compactos ($r_{\rm e}$ pequeños y/o n grandes). Una vez el ajuste haya sido hecho con una máscara lo suficientemente fiel al tamaño y forma del *starburst*, los parámetros ajustados se estabilizarán en torno a un valor medio, siendo su dispersión un reflejo tanto de la calidad de la imagen, del ajuste, así como de la cantidad de píxeles (área) disponibles para ajustar la función. Si enmascaramos demasiada galaxia, de forma que el área del ajuste es pequeña entonces se producirá una desestabilización de los parámetros ajustados. La representación de la estabilidad de los parámetros nos puede servir para determinar la bondad de los ajustes.
Graficando los parámetros libres de cada ajuste en función de $P_{\rm area}$ o $R_{\rm mask}$ se pueden advertir cambios bruscos en sus valores que indiquen el predominio o ausencia de la componente *starburst*. A fin de referirse a ellos, estos gráficos se han llamado "gráficos de estabilidad". En ellos se grafican los parámetros ajustados, tanto aquellos con un valor del cielo de fondo fijo calculado previamente, como aquellos donde la función de Sérsic se ajustó simultáneamente con la función de cielo (ec. 2.2). De esta manera se puede lograr distinguir en cuánto afecta a los parámetros la influencia del brillo del cielo y estimar una incertidumbre asociada a este efecto.

e) **Refinamiento final**

Mediante la inspección de los gráficos de estabilidad se identifica el mejor modelo, esto es, aquel tal que $R_{\rm mask}$ sea mínimo y para el que el *starburst* ya no afecte a los parámetros. A partir de ese modelo, tanto el valor de los parámetros como los residuos generados no variarán (más allá de los errores formales) aunque se aumente el tamaño de la máscara. Así podemos definir un rango de $P_{\rm area}$ o $R_{\rm mask}$.
Por otra parte, inspeccionando las imágenes de residuos (= galaxia − modelo) se evalúa si efectivamente los modelos en la zona de estabilidad poseen los rasgos esperables. Por un lado, cubriendo parte o la totalidad de la zona enmascarada — ocupada por el *starburst* — se espera un intenso residuo central (positivo en cuentas). A su vez, en los mejores casos se esperan residuos nulos — dentro del ruido rms local de las imágenes — fuera de la zona enmascarada del ajuste. Si la galaxia presentara componentes extra como: brazos espirales, barras, anillos, e incluso polvo interestelar, así como cualquier rasgo que se aleje de la simetría axial, éstos dejarán su impronta característica en los residuos y por tanto serán detectables.
Los residuos de los ajustes con máscaras elípticas pueden ser utilizados para refinar las propias máscaras. Como hipótesis básica se parte de que el modelo de *host* debe

ser menos brillante que la galaxia en las zonas donde exista contribución del *starburst* o cualquier otra componente extra que añada luz. En contrapartida, si el ajuste es bueno, la presencia de residuos negativos indicaría posibles trazas de polvo, distorsiones o *twists* que alejen al *host* de la simetría axial, o incluso posibles truncamientos del perfil.

El refinamiento de las máscaras se hace en un proceso iterativo a partir de las imágenes de residuos obtenidas del primer conjunto de ajustes con máscaras elípticas. El nuevo proceso de ajuste comienza utilizando la máscara irregular construida a partir del residuo producido (en el primer conjunto de ajustes) por el modelo, que a menor $R_{\rm mask}$, produce parámetros dentro de la región considerada de estabilidad. Los píxeles de residuo positivos, allí donde su intensidad en cuentas sea $I_{\rm gal} - I_{\rm mod} > 3\sigma$, serán aquellos píxeles que no se tendrán en cuenta en el nuevo ajuste. Para construirlas estas máscaras se utiliza nuevamente la tarea *imreplace*, a las que se les suma la máscara obtenida inicialmente para ocultar las estrellas y fuentes de campo presentes. A este nuevo conjunto de máscaras "refinadas" o "mejoradas" las llamaremos "máscaras irregulares". Al correr GALFIT con la nueva máscara produciremos un nuevo residuo que debe o bien mejorar con respecto al anterior o bien no cambiar. Repitiendo este proceso unas pocas veces se logra llegar a un modelo (y por tanto residuo) invariante. La principal ventaja que ofrece este método es la de producir máscaras que siguen con mayor precisión la forma y tamaño de la emisión del *starburst*. Por lo tanto, incorporamos píxeles del *host* al ajuste que mediante una máscara elíptica o circular no se ajustan. Este rasgo del procedimiento es especialmente útil en galaxias como las BCGs donde la formación estelar puede estar dispuesta de forma no necesariamente simétrica, pues permite disponer de un rango mayor donde ajustar y así lograr, especialmente en el caso de un modelo de Sérsic, mayor fiabilidad en el ajuste.

Una alternativa al proceso inicial de máscaras elípticas es utilizar máscaras construidas a partir de imágenes de filtro estrecho, especialmente Hα, que trazan la emisión del *starburst*. Sin embargo, además de ser más "caro" observacionalmente hablando, la sustracción de la emisión de la línea de Hα podría subestimar la emisión más difusa de los brotes de formación estelar, y así introducir píxeles lo suficientemente contaminados como para no lograr parámetros de Sérsic estables. Se ha hecho el experimento y como ejemplo se presenta la Fig. 2.10, donde se compara la máscara irregular final obtenida mediante el proceso aquí descrito y los contornos ($\gtrsim 3\sigma$) de la imagen sustraída de continuo de la emisión en Hα, ambas superpuestas a la imagen en el filtro B de la galaxia Mrk 35.

f) Definición de una solución

La solución final, se obtiene en cualquier caso a partir de ajustar las imágenes utilizando máscaras irregulares. Aquel ajuste con menor χ^2_ν será elegido como mejor solución, comprobando que sus parámetros sean consistentes con el rango de estabilidad previamente definido. Esta solución estará afectada de diversas fuentes de incertidumbre, como veremos más adelante, que pueden ser cuantificadas.

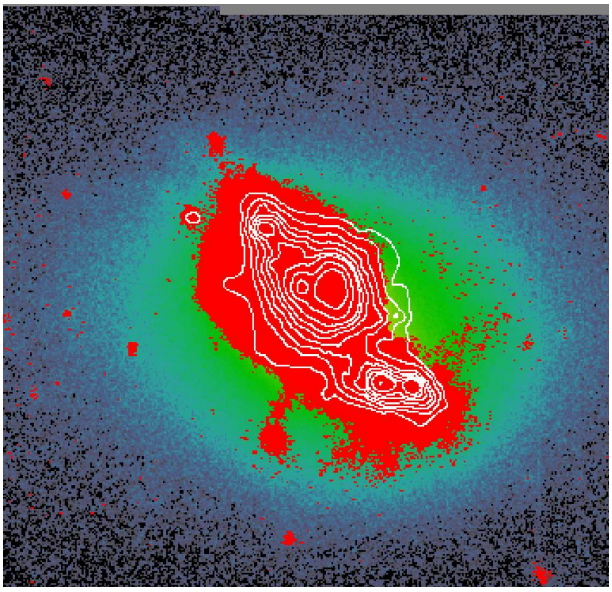

Figura 2.10: Mrk 35, filtro B. Superpuesto: en rojo la máscara irregular final, en blanco, contornos ($\gtrsim 3\sigma$) de Hα.

2.7. Ajustes 2D en Galaxias Simuladas

La robustez y flexibilidad de la metodología presentada en §2.3 ha sido puesta a prueba en primer lugar a partir de una serie de simulaciones, utilizando galaxias sintéticas. Con ellas se ha buscado no sólo corroborar sus bondades sino también analizar sus limitaciones antes de proceder al ajuste de galaxias reales. Así, han servido para determinar las desviaciones típicas de la estabilidad en los parámetros ajustados como función del área de galaxia disponible para el ajuste. Estos modelos sencillos son un ejercicio útil para definir condiciones para las que esta metodología puede proveer soluciones confiables, permitiendo estudiar sus limitaciones.

2.7.1. Elaboración de modelos

Se han construido un conjunto de modelos de galaxia que intentan reproducir el caso más general que se suele presentar en el ajuste de componentes en BCGs. Al igual que en el esquema presentado en la Fig. 2.5, se supone una galaxia que presenta dos componentes básicas: una galaxia subyacente (*host*) y un brote de formación estelar central (*starburst*). Los modelos se han construido siguiendo las siguientes especificaciones:

- La distribución de brillo superficial del *host* se simuló mediante un perfil de Sérsic, utilizando dos valores para el índice de Sérsic : n=1 para objetos con distribución de luz puramente exponencial u objetos *tipo disco*, y n=4 para objetos con una distribución de luz de $r^{1/4}$ u objetos *esferoidales*. En ambos casos el cociente de semiejes, q, se asumió igual a uno (circunferencia) por simplicidad.

- La emisión del *starburst* se simuló a través de una función "Gaussiana", concéntrica

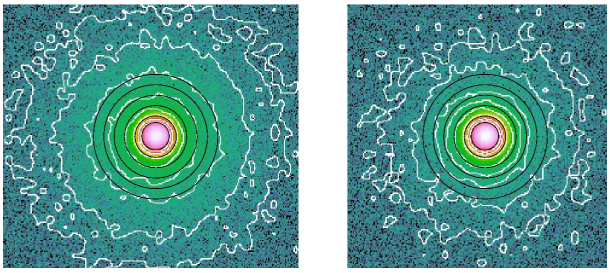

Figura 2.11: Dos perfiles sintéticos: (izquierda) Sérsic con n=1, y (derecha) Sérsic con n=4 (ver texto).

con el perfil de Sérsic, y cuyos valores de luminosidad y ancho característico ($\sigma_{\rm SB}$) han variado en un rango tal que:

1. la diferencia en magnitudes entre la galaxia (*host* + *starburst*) y la componente subyacente variara entre 0.5 y 1 magnitudes (empíricamente el valor medio se ha encontrado en torno a 0.75 mag, ver p.ej., Papaderos et al. 1996b).
2. el *starburst* simulado contamine el *host* ($\gtrsim$0.01 mag) a lo largo del perfil en un rango que varíe entre $\sim 0.5 r_{\rm e}$ y $2.5 r_{\rm e}$.

- A los modelos se les ha introducido un ruido "Poissoniano" con un pedestal simulando el cielo, mediante la tarea *mknoise* del paquete IRAF. El ruido de lectura y la ganancia utilizados son idénticos a los presentes en la mayoría de las imágenes de la muestra observacional que posteriormente se ajustarán[6]. Con ello, las galaxias sintéticas poseen un límite inferior de brillo superficial y una relación S/N similar a los de las imágenes reales.

A modo de ejemplo se presentan en la Fig. 2.11 dos galaxias sintéticas de perfiles distintos, una con $n = 1$ y otra con $n = 4$. Ambas galaxias poseen un mismo brote, simulado mediante una "Gaussiana" tal que domine el brillo superficial del perfil global hasta $P_{\rm area}$=9. Los contornos circulares (en negro) sobre las imágenes muestran un conjunto de máscaras utilizado en el procedimiento de ajuste. En cada caso la isofota más externa (en blanco) corresponde al nivel de brillo 1σ, donde σ es el ruido cuadrático medio o rms introducido en la imagen.

2.7.2. Determinación del cielo

Para determinar el valor del cielo tanto en las imágenes simuladas como luego en las imágenes reales, se han aplicado dos métodos independientes, buscando consistencia en sus valores resultantes. En el primero de ellos está inspirado en un trabajo de Pohlen & Trujillo (2006) con datos del *survey* Sloan (SDSS). En el se ha utilizado la tarea *ellipse* de IRAF para calcular un perfil de brillo superficial extendido de toda la imagen, utilizando las máscaras diseñadas para eliminar del ajuste objetos de campo (*background* y *foreground*) y yendo más allá de las "alas" de la distribución de brillo de la galaxia. Lo que se busca

[6]Se han elegido como referencia los parámetros de las imágenes obtenidas con la cámara ALFOSC del Telescopio Nórdico (NOT)

con ello es encontrar una zona del perfil donde la contribución de la galaxia no exista o sea despreciable y la pendiente del perfil sea lo más plana posible, esto es, constante, hecho que dependerá fundamentalmente de la ausencia de gradientes de cielo apreciables y de la precisión de las máscaras. Dicha región del perfil deberá contener una extensión lo mayor posible, que típicamente en los casos analizados fue $\gtrsim$100 píxeles. En dicho intervalo, la mediana y la desviación estándar darán una buena estimación del fondo de cielo.

El segundo método es aun más directo, rápido y sencillo. Además de enmascarar los objetos de campo como estrellas y otras galaxias de campo, se agrega una máscara que cubra la totalidad de la galaxia, llegando hasta aproximadamente el radio en el que su contribución sea despreciable o nula ($\ll rms$). Esto último se puede constatar a través del perfil construido para el primer método, o a través de la tarea *imexamine* de IRAF. Así, utilizando dichas máscaras y la función de cielo (ver Ec. 2.2) provista por GALFIT se ajustan directamente los píxeles de cielo en las imágenes, obviando cualquier fuente.

El resultado de ambas estimaciones independientes se compara y se analiza. En el contexto de las simulaciones aquí presentadas, ambos estimadores del cielo están en acuerdo dentro de un margen $\pm$0.05 cuentas ($\sim$0.2 %$\langle cielo\rangle$, donde $\langle cielo\rangle$ es valor medio que toma el fondo de cielo).

2.7.3. Resultados

Se ha aplicado el método descrito en §2.3 al conjunto de galaxias sintéticas a fin de recobrar sus parámetros estructurales y así calcular su incertidumbre. Se corrió GALFIT utilizando parámetros iniciales estimados arbitrariamente dentro de un rango esperable (p.ej., $0.5\lesssim n\lesssim 4$), y aunque no se espera en general una gran dependencia con su inexactitud inicial (p.ej., Hauessler et al. 2007), se constató que en ningún caso se obtenían diferencias significativas (mayores a los errores formales) en los resultados en el espacio de parámetros iniciales promedio.

Los diferentes modelos sintéticos fueron ajustados con GALFIT cuatro veces, utilizando una función de Sérsic más un pedestal para ajustar el cielo. Tres de los ajustes se hicieron con un cielo constante (esto es, fijo), tomando tres valores en el intervalo $\langle cielo\rangle\pm\sigma_{\rm cielo}$, y un último ajuste con cielo variable. De esta manera, se ha podido analizar la incertidumbre asociada a la indeterminación del cielo de fondo. Las Figs. 2.12 2.13 y 2.14 son tres ejemplos representativos de los resultados del procedimiento. En la Fig. 2.12 se muestra un gráfico de estabilidad. En él se representan la desviación relativa, esto es, $(in - out)/in$, en los parámetros $r_{\rm e}$ y n, y la desviación absoluta, esto es, $in - out$, para $m_{\rm host}$, en función de $R_{\rm mask}$ (eje horizontal superior), y de $R_{\rm mask}/r_{\rm e}$ (eje horizontal inferior). En este ejemplo, la componente *starburst* contamina aproximadamente un 35 % del area de la galaxia. Los diversos modelos resultantes del ajuste utilizando máscaras elípticas están representados por puntos que se unieron con líneas de colores. Las líneas rojas representan modelos ajustados utilizando, simultáneamente con la función de Sérsic, una función de cielo con tres parámetros libres. Por su parte, las líneas negras representan modelos de Sérsic donde el cielo es una constante fija al valor $\langle cielo\rangle$. Las líneas discontinuas superior e inferior a ellas indican ajustes de modelos para los cuales el cielo fue dejado fijo a $\langle cielo\rangle\pm\sigma_{\rm cielo}$, donde $\langle cielo\rangle$ es la mejor estimación del cielo y $\sigma_{\rm cielo}$ es su incertidumbre estimada. Típicamente, en estas simulaciones se han estimado valores razonables ($\sigma_{\rm cielo}\sim$0.2$-$0.5 % cielo). Por otra

parte, las barras de error corresponden en todos los casos a las incertidumbres derivadas estadísticamente por GALFIT en la minimización de χ^2_ν. Las bandas grises, en cambio, indican desviaciones del 10 % y del 20 % para r_e y n en el caso de galaxias con n=1 y n=4, respectivamente, asi como desviaciones de 0.1 mag para m_{host} en ambos casos. Los asteriscos indican en todos los casos la estimación del radio de transición, R_{tran}.

En la Fig. 2.13 se muestra la comparación entre las desviaciones de los parámetros ajustados en función de R_{mask} (escala superior) y de R_{mask}/r_e(escala inferior) para tres galaxias sintéticas con tamaños del *starburst* diferentes entre si. A la derecha se muestran los ajustes para galaxias con n=4 y a la izquierda aquellos con n=1. Se han utilizado líneas de diferentes colores para indicar galaxias con brotes de distintos tamaños, variando entre $\sim 1r_e$ y $2r_e$ ($P_{area}\sim$17 en negro, $\sim$35 en rojo, y $\sim$50 en verde). Los asteriscos, las barras de error y las bandas grises tienen, por su parte, el mismo significado que en la Fig. 2.12.

Finalmente, en la Fig. 2.14 se han representado los principales parámetros de salida de los ajustes (n, m_{host}, y r_e) en función de R_{mask} y R_{mask}/r_e para una galaxia tipo disco (esto es, n=1) compacto (r_e pequeño) con un *starburst* ocupando $\sim$50 % ($\sim 1.9\ r_e$) de los píxeles de la galaxia hasta el nivel 1σ. El último modelo, correspondiente a R_{mask}=20, posee $P_{area}\sim$95. La línea horizontal discontínua en el gráfico m_{host} vs. R_{mask} corresponde a la luminosidad total de la galaxia (*host+starburst*). Todas las líneas, desviaciones e incertidumbres poseen idéntico significado al del resto de figuras (Figs. 2.12 y 2.13)

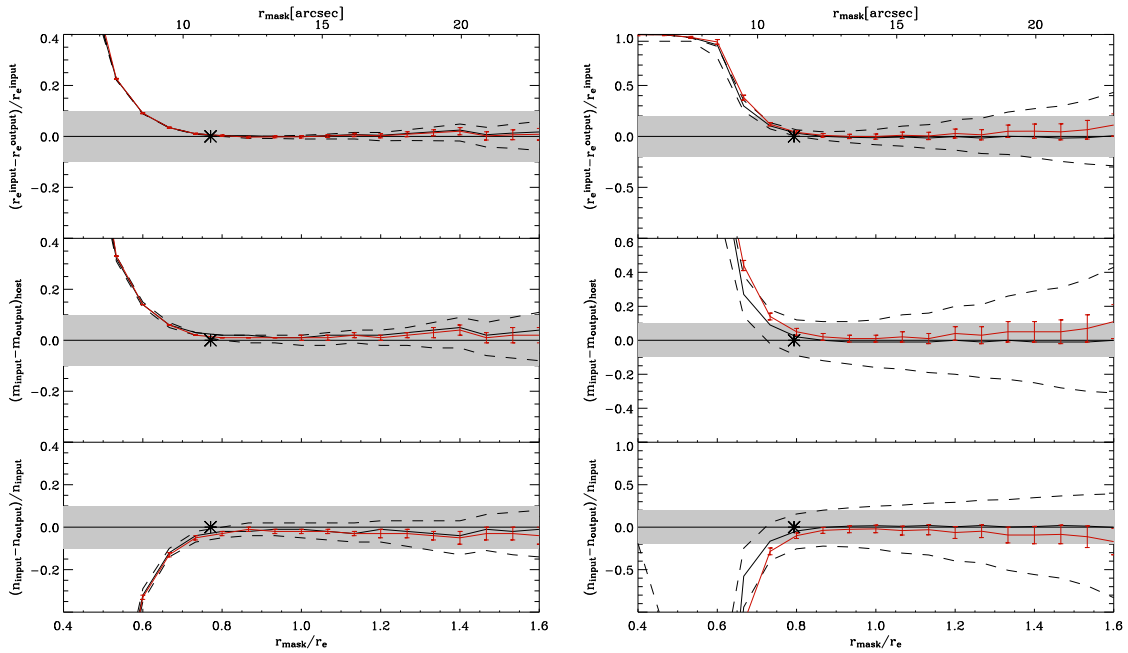

Figura 2.12: Desviaciones relativas en los parámetros n, r_e y m_{host} de los modelos ajustados en función de R_{mask} (escala superior) y R_{mask}/r_e (escala inferior). A la izquierda se muestran los resultados para modelos con n=1, mientras que a la derecha se muestran aquellos donde n=4. Las líneas continuas representan los sucesivos modelos obtenidos a cada R_{mask} usando un cielo fijo (negro) y variable (rojo). Las líneas discontinuas indican los ajustes realizados con cielo fijo a $\pm 3\sigma_{cielo}$, mientras que las barras de error representan los errores formales (aleatorios) del ajuste. Ver detalles en el texto.

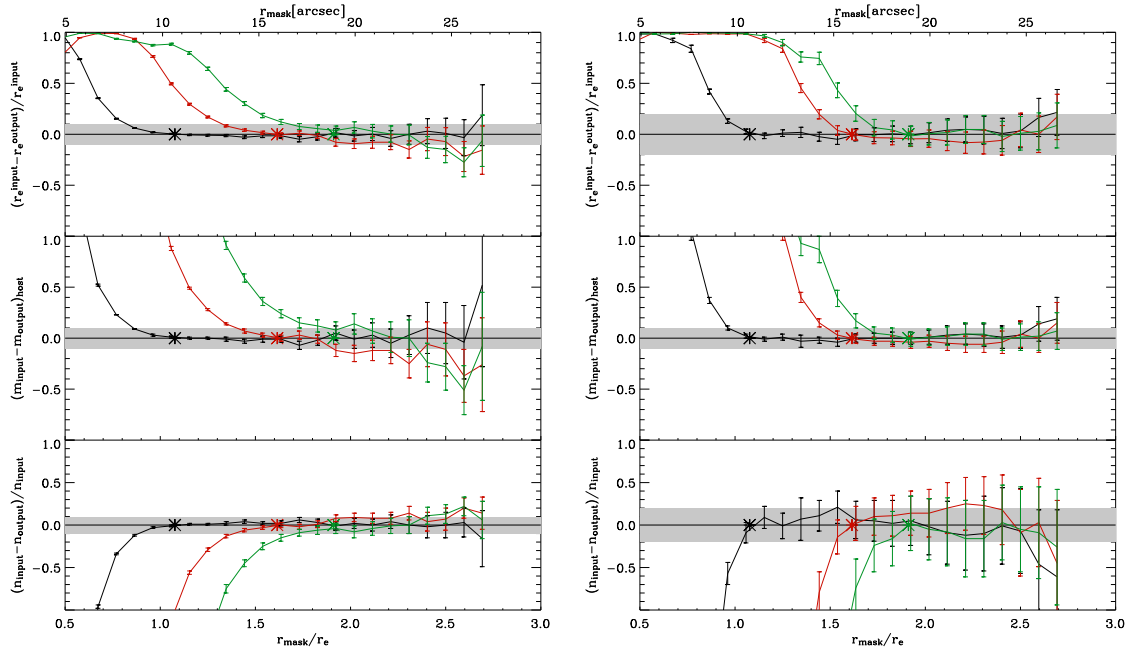

Figura 2.13: Desviaciones relativas para $r_{\rm e}$, n y $m_{\rm host}$ en función de $R_{\rm mask}$ (escala superior), $R_{\rm mask}/r_{\rm e}$(escala inferior) y el tamaño del *starburst*. Las líneas muestran los parámetros de Sérsic recobrados para modelos con n=1 (panel izquierdo) y n=4 (panel derecho), en galaxias sintéticas para las que el tamaño del *starburst* es $\sim r_{\rm e}$ (negro), $\sim 1.5r_{\rm e}$ (rojo), y $\sim 2r_{\rm e}$ (verde). Los asteriscos muestran el valor estimado como $R_{\rm tran}$ mientras que las barras de error representan los errores formales (aleatorios) del ajuste.

2.7.4. Discusión

Los ejemplos ilustrados en las Figs. 2.12—2.14 muestran la existencia de dos rasgos característicos: un cambio brusco de los parámetros a un dado valor de $R_{\rm mask}$, esto es, un cambio significativo de pendiente, o "codo", que indica la región del gráfico de estabilidad donde el *starburst* prácticamente desaparece. El valor de $R_{\rm mask}$ correspondiente determina el radio de transición, $R_{\rm tran}$ (indicado a partir de asteriscos en las Figs. 2.12—2.14), y el rango de modelos (donde $R_{\rm mask}{\geq}R_{\rm tran}$) a partir del cual los parámetros de Sérsic comienzan a ser estables dentro de los errores.

Podemos resumir y discutir los resultados obtenidos como sigue:

- Las simulaciones muestran que la contaminación introducida por el *starburst* es claramente identificable graficando *parámetros* vs. $R_{\rm mask}$ para los modelos generados a través de sucesivos ajustes con máscaras de tamaño creciente. El cambio de pendiente brusco de los parámetros, seguido por una región en el gráfico de modelos más o menos estable entorno a un valor medio y dentro de los errores, que da lugar a una estimación del radio de transición, $R_{\rm tran}$. Este cambio de pendiente queda bien determinado en las simulaciones presentadas, como puede observarse en las Figs. 2.12—2.14. A partir de $R_{\rm mask}{=}R_{\rm tran}$ se recuperan los parámetros de Sérsic dentro de los errores formales. La incertidumbre en los parámetros se incrementa conforme $R_{\rm mask}{>}R_{\rm tran}$, aunque sin mostrar efectos sistemáticos. En cambio, los modelos donde $R_{\rm mask}{<}R_{\rm tran}$ (esto es, ajustados con una máscara insuficiente) producen grandes y sistemáticas so-

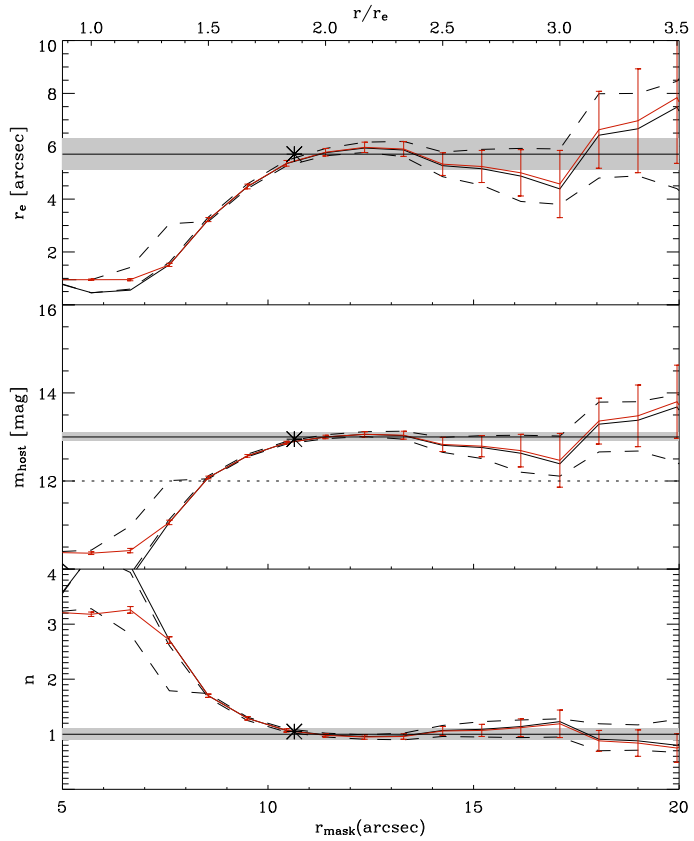

Figura 2.14: Gráfico de Estabilidad. Se muestran $r_{\rm e}$, n y $m_{\rm host}$ en función de $R_{\rm mask}$ (eje horizontal inferior) y $r/r_{\rm e}$ (eje horizontal superior). Los modelos ajustados con cielo libre están representados línea continua roja, mientras aquellos ajustados con cielo fijo lo están en negro. Las líneas negras discontinuas indican ajustes con cielo fijo a $\langle$cielo$\rangle\pm\sigma_{\rm cielo}$, donde $\langle$cielo$\rangle$ es la mejor estimación del cielo y $\sigma_{\rm cielo}$ la incertidumbre en su determinación. Las bandas grises indican desviaciones del 10 % en n y $r_{\rm e}$, y de $\pm$0.1 mag en $m_{\rm host}$. Los asteriscos muestran el valor estimado como $R_{\rm tran}$.

brestimaciones de los parámetros n y $m_{\rm host}$, dependiendo de la intensidad del brote. La condición $m_{\rm galaxia}<m_{\rm host}$ es una restricción lógica (o mas bien física) al modelo solución, como se muestra en la Fig. 2.14 (línea de puntos); en un rango de ajustes donde $R_{\rm mask}<R_{\rm tran}$, la luminosidad del *host* puede llegar a ser mayor que el de la galaxia entera.

- Cuando se enmascara totalmente el *starburst*, la cantidad de píxeles de la galaxia con S/N>1 utilizados en el ajuste resulta crítico para recuperar los parámetros de Sérsic con menor incertidumbre. Los errores inducidos en los parámetros por la substracción del cielo, así como los errores aleatorios estimados a partir de la minimización del estadístico χ^2_ν (esto es, a partir de su matriz de covarianza), se incrementan con $P_{\rm area}$ y $R_{\rm mask}$, siendo mayores en el caso de galaxias de n=4 que en el caso de aquellas con n=1.

- Además de la contaminación ocasionada por el *starburst*, la otra posible y, por otra

parte crítica fuente de error sistemático en el ajuste de perfiles de Sérsic a niveles de brillo superficial bajos es sin duda la precisión en la estimación del cielo de fondo. Las desviaciones relativas causadas por una substracción errónea del cielo en objetos de bajo n es menor a aquellos de n alto. El parámetro más afectado es precisamente n. Para objetos de n=1 se estimaron desviaciones del 10 % en un rango significativo de $P_{\rm area}$, para una dada combinación de parámetros. Para galaxias de n alto dicho rango es menor, y se esperan desviaciones mayores, entorno a 20−30 %. Existe un rango radial de al menos ∼25−30 % el valor de $r_{\rm e}$, en el cual los parámetros permanecen estables dentro de las desviaciones típicas.

- GALFIT otorga peso estadístico a cada pixel que pretende ajustar, esto es, su propio ruido $\sigma_{\rm x,y}$. Así, GALFIT construye una imagen de ruido a partir de tres parámetros que deben estar correctamente especificados en la cabecera de las imágenes, estos son: GAIN, RDNOISE y NCOMBINE, así como disponer del valor del cielo en cada pixel. En las simulaciones se ha visto cómo los ajustes con cielo fijo ó libre están en acuerdo cuando la porción de cielo introducida en el ajuste (esto es, el tamaño de la imagen) es lo suficientemente extensa, siendo las desviaciones crecientes conforme disminuye la S/N. Se ha comprobado que las incertidumbres provenientes de la minimización de χ^2_ν son mayores en el caso de ajustes donde el cielo permanece como parámetro libre.

- En las simulaciones todos los parámetros se comportan de una manera similar para todo el rango de tamaños y luminosidades del *starburst* consideradas, esto es, una pendiente más o menos pronunciada seguida de una región, en promedio, plana. Como se muestra en la Fig. 2.13 el valor de $R_{\rm tran}$ está bien determinado en cada caso. El rango en donde los parámetros son estables (las bandas grises) dependen del valor de $R_{\rm mask}$ y de la relación S/N en la porción de galaxia ajustada. Un resultado importante que se desprende de las simulaciones es que las soluciones muestran una aceptable estabilidad en sus parámetros en el rango $R_{\rm mask}/r_{\rm e}\lesssim 2$, con desviaciones relativas crecientes hacia cocientes S/N promedio menores en la región ajustada de la galaxia. Aun cuando la porción de galaxia enmascarada sea grande (e.g., $\gtrsim 1.5 r_{\rm e}$), se puede encontrar un rango de estabilidad que, en promedio, suele ser $\gtrsim 0.4-0.5\ r_{\rm e}$, mostrando desviaciones ∼10−20 %. En galaxias de $n = 1$ la porción de galaxia requerida para un buen ajuste es menor que para una de $n = 4$, que además muestra mayores incertidumbres (ver Figs. 2.12—2.14).

Todo lo que se ha aprendido acerca de la metodología a través de estas simulaciones o *"toy models"*, ha servido para ponerlo en práctica en casos reales de galaxias BCGs, como se mostrará en el Capítulo 3.

3

Modelado 2D de la galaxia anfitriona en BCGs

Los parámetros estructurales de la componente estelar de bajo brillo superficial que llamamos *host* de las BCGs, se suele estudiar ajustando modelos de $r^{1/n}$ a las partes externas de sus perfiles radiales. Las limitaciones que impone la significativa contribución al perfil del *starburst* presente en esta clase galaxias, p.ej., el rango limitado en área y en brillo de la galaxia, hace que la extracción de parámetros precisos sea generalmente una tarea complicada. En §2 hemos propuesto un nuevo método 2D para facilitar la extracción de parámetros estructurales del *host* de manera fiable. En este Capítulo nos ocuparemos de mostrar cómo se ha implementado la técnica 2D a imágenes de galaxias reales, cuidadosamente seleccionadas por la calidad de sus datos ópticos. Estos resultados permitirán, junto con los de las simulaciones presentadas en §2, disponer de mayor información para analizar y discutir las virtudes y debilidades de la metodología. Además, los ajustes presentados se han comparado con ajustes 1D de las mismas imágenes de la literatura.

Comenzaremos introduciendo la muestra de 8 BCGs que se han utilizado, mostrando brevemente el estudio previo publicado que nos sirvió de referencia, esto es, ajustes 1D. Luego se mostrarán los resultados del ajuste de una ley de Sérsic a las imágenes *BVR* de las galaxias tras aplicar el método ya descrito. Posteriormente se analizarán las distintas fuentes de error y la consistencia de los ajustes, tomando como referencia las simulaciones presentadas con anterioridad. Finalmente se compararán los parámetros derivados del ajuste 2D con los obtenidos por Caon et al. (2005) mediante ajustes 1D. Los contenidos de este Capítulo se encuentran publicados en la revista Astronomy & Astrophysics y pueden ser consultados también en Amorín et al. (2007).

3.1. Muestra de referencia

Comprobaremos y analizaremos aquí la robustez y convergencia del algoritmo 2D aplicándolo a imágenes reales de BCGs. Para ello, la muestra original de 28 galaxias que hemos presentado en §1 fue inicialmente dividida en dos grupos. Por un lado se han seleccionado ocho galaxias, submuestra que llamaremos "muestra de referencia", con las que hemos trabajado

en Amorín et al. (2007). Las mismas imágenes *BVR* de estas ocho galaxias ya habían sido previamente analizadas por colaboradores (ver Caon et al. 2005); se trata de los objetos con imágenes de mayor profundidad y localizados en áreas del cielo libres de objetos brillantes cercanos o superpuestos, esto es, estrellas, de entre la toda la muestra de 28. Caon et al. (2005) extrajeron de esas imágenes perfiles radiales y parámetros de Sérsic mediante un cuidadoso proceso de ajuste. Por lo tanto, esta muestra resulta ser un excelente punto de referencia y comparación para analizar cómo influye en los resultados las diferencias entre ambas técnicas.

En la Tabla 3.1 se identifican las galaxias de la muestra de referencia con la que trabajaremos a lo largo de este Capítulo (ver también Tabla 1.2). En tanto, en la columna izquierda de las Figs. 3.2 y 3.3 se muestran imágenes de las galaxias.

3.1.1. Resultados previos: *ajustes 1D*

Utilizando las imágenes *BVR* de la muestra de referencia, Caon et al. (2005) llevaron a cabo fotometría superficial utilizando la tarea *ellipse* de IRAF. En primer lugar, llevaron a cabo una cuidadosa sustracción de pequeñas variaciones a gran escala del cielo, esto es, gradientes, ajustando un polinomio bidimensional de bajo orden mediante la tarea *imsurfit* de IRAF. La incertidumbre final que obtuvieron para el valor del cielo se determinó comparando el valor del cielo en diferentes lugares del campo, libres de objetos brillantes.

Caon et al. (2005) ajustaron elipses a las isofotas de cada galaxia excluyendo las regiones centrales, dominadas por el *starburst* y enmascarando además cualquier otro tipo de fuente brillante por delante o de fondo presente en el campo, como estrellas, pequeños brotes u otras galaxias. Para mejorar el ajuste de las elipses en isofotas de baja S/N, se hicieron nuevas copias de las imágenes, degradándolas, esto es, promediando, mediante un filtro de mediana con un tamaño de hasta 9×9 píxeles. Así, los perfiles resultantes estuvieron compuestos en sus partes internas por aquellas elipses obtenidas del ajuste de las imágenes sin suavizar, y en sus partes externas con las elipses obtenidas con las imágenes suavizadas.

Una vez obtenidos los perfiles, Caon et al. (2005) ajustaron sus regiones externas, evitando las regiones centrales dominadas por el *starburst*, utilizando modelos de Sérsic. Los límites internos,$R_{\rm tran}$, y externos, $R_{\rm max}$ (último punto del perfil ajustado), quedaron determinados en función de la estabilidad de los parámetros estructurales. La Fig. 3.1 muestra un ejemplo (Figs. 2 y 8 de Caon et al. 2005) donde se muestran los perfiles radiales y sus ajustes de Sérsic en los tres filtros, junto a los gráficos de estabilidad de Mrk 36.

En la Tabla 3.1 hemos reproducido la Tabla 3 de Caon et al. (2005) para presentar la muestra de ocho galaxias de referencia y mostrar los parámetros estructurales que ellos obtuvieron mediante ajustes 1D.

3.1.2. Resultados: *ajustes 2D*

Se han aplicado los pasos de la metodología 2D presentada en §2 a la muestra de 8 BCGs de referencia. Los resultados de los modelos de Sérsic ajustados a las regiones libres de *starburst* se presentan en la Tabla 3.2. En ella, se listan las galaxias y el filtro correspondiente (Cols. 1 y 2). Las restantes columnas listan parámetros libres del ajuste: ángulo de posición (PA), cociente de semiejes (q), parámetro de forma (c), índice de Sérsic (n),

Tabla 3.1: Muestra de BCGs de referencia y sus parámetros básicos.

Galaxia (1)	Filtro (2)	$R_{\rm tran}$ (3)	$R_{\rm max}$ (4)	$\mu_{\rm min}$ (5)	$\mu_{\rm max}$ (6)	n (7)	$r_{\rm e}$ (8)	$\mu_{\rm e}$ (9)	$M_{\rm host}$ (10)
Mrk 5	B	13.78	34.58	23.99	27.63	2.83	3.35	20.23	−16.33
	V	13.67	34.00	23.56	26.92	2.46	4.89	20.97	−16.34
	R	13.64	35.65	23.15	26.76	2.70	4.60	20.46	−16.60
Mrk 35	B	24.57	59.24	23.86	28.33	1.11	12.90	22.26	−17.01
	V	24.37	63.82	23.09	28.15	0.93	14.98	21.99	−17.52
	R	24.08	63.10	22.73	27.67	1.30	12.10	21.01	−18.02
Mrk 36	B	12.18	23.92	24.93	27.60	0.95	8.24	24.05	−13.29
	V	12.39	33.03	24.53	28.89	0.95	8.30	23.60	−13.91
	R	12.07	26.44	24.04	27.09	1.21	7.48	22.92	−14.33
Mrk 86	B	45.97	97.93	24.15	27.24	0.87	32.69	23.42	−16.34
	V	45.52	108.80	23.29	26.25	1.46	30.78	22.44	−17.44
	R	46.33	128.71	22.89	26.52	1.81	27.84	21.74	−18.02
Mrk 314	B	16.85	39.40	23.69	26.93	1.42	9.98	22.49	−17.69
Mrk 370	B	35.65	84.77	24.72	28.36	0.97	24.70	23.89	−15.93
	V	35.62	75.03	23.95	26.85	1.01	24.26	23.09	−16.71
	R	35.50	91.22	23.42	27.65	0.98	24.12	22.56	−17.22
Tololo 0127−397	B	7.22	19.74	24.22	29.06	0.95	4.86	23.32	−16.72
	V	7.16	17.50	23.54	27.42	0.83	5.27	22.88	−17.27
	R	7.20	19.87	23.15	28.09	0.77	5.54	22.61	−17.61
I Zw 123	B	9.17	25.49	24.03	28.48	2.61	2.07	19.95	−15.30
	V	9.07	24.07	23.29	26.82	3.01	2.74	20.26	−15.65

Notas.− Columnas: (1) nombre de la galaxia; (2) filtro considerado; (3) y (4) radio de transición y radio máximo, ambos en segundos de arco; (5) y (6) intervalo de brillo superficial tomado en el ajuste de Sérsic, en mag arcsec^{-2}; (7) índice de Sérsic; (8) radio efectivo, en segundos de arco; (9) brillo superficial efectivo, en mag arcsec^{-2}; (10) magnitud absoluta derivada para el *host*.

radio efectivo ($r_{\rm e}$), magnitud aparente total del *host* ($m_{\rm host}$), y parámetros derivados de él: magnitud absoluta del modelo ($M_{\rm host}$), brillo superficial efectivo ($\mu_{\rm e}$), central (μ_0), medio ($\langle\mu_{\rm e}\rangle = m_{\rm host} + 2.5\log(2\pi {r_{\rm e}}^2)$, Graham et al., 2005), evaluado a $R_{\rm tran}$ ($\mu_{\rm tran}$) y evaluado al nivel de S/N unidad ($\mu_{\rm s/n=1}$). Además, se han incluido los valores del porcentaje de área enmascarada ($P_{\rm area}$) y del radio de transición ($R_{\rm tran}$), estimado como el radio de una circunferencia equivalente — en número de pixels — al de la máscara final (irregular) utilizada. Para los parámetros del modelo $m_{\rm host}$, n y $r_{\rm e}$ se indican, en cada caso, sus incertidumbres. Sus valores fueron estimados según la suma cuadrática de las incertidumbres formales que da GALFIT y aquellas derivadas de la substracción del cielo (ver §3.2.3).

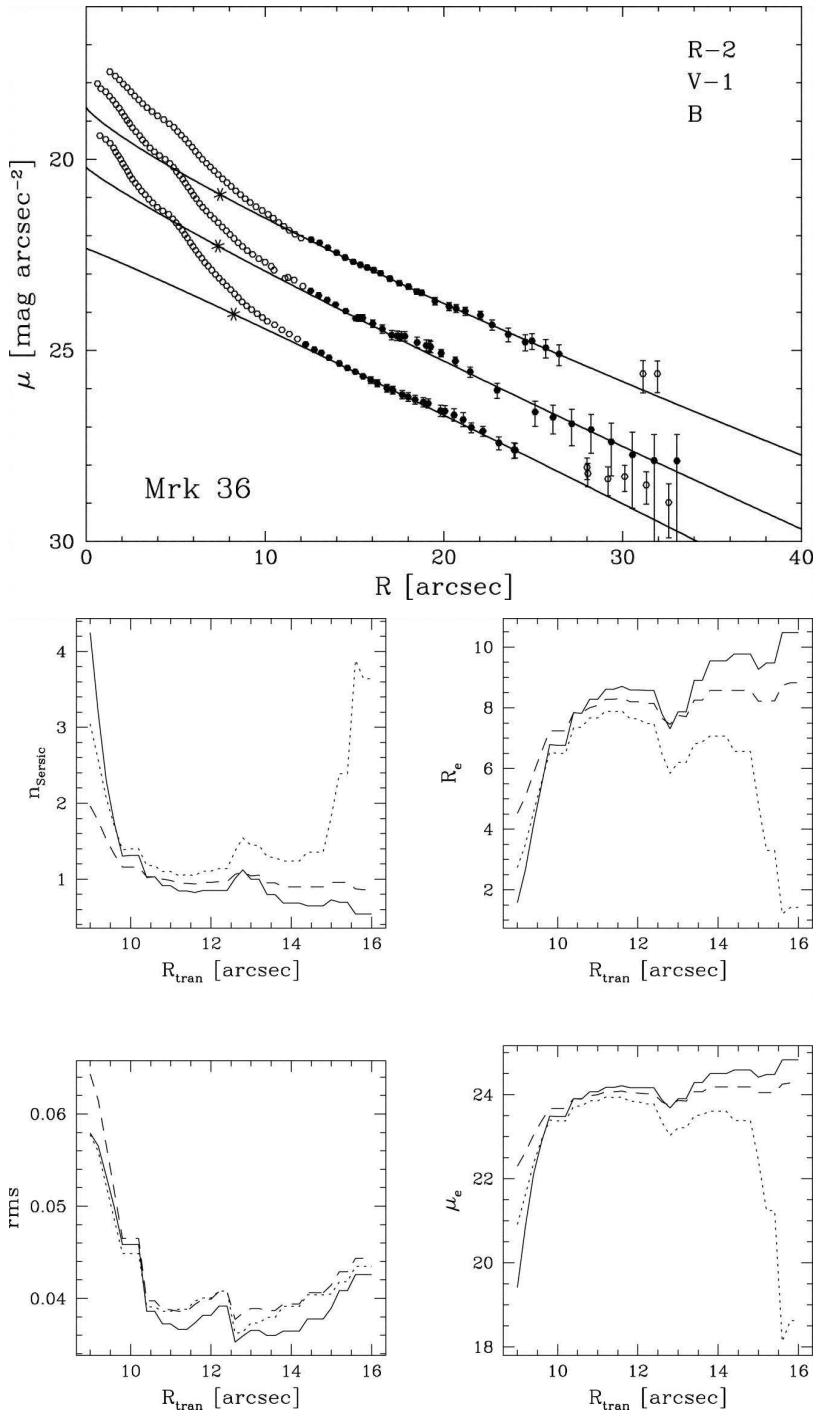

Figura 3.1: Perfiles radiales de brillo superficial para los filtros *BVR* de Mrk 36 (arriba). Las líneas continuas indican los mejores ajustes. Los círculos llenos del perfil indican, en cada caso, aquellos puntos considerados en el ajuste. Gráficos de estabilidad (abajo): se muestran los parámetros n, $r_{\rm e}$ y $\mu_{\rm e}$, asi como el rms del ajuste en función del radio de transición, $R_{\rm tran}$, que en el gráfico superior queda representado, en cada caso, por el círculo lleno más interno del perfil. Estas curvas se grafican para tres valores diferentes del límite externo del ajuste ($R_{max} = 20.71$ (línea sólida), $R_{max} = 22.18$ (línea a puntos), y $R_{max} = 23.92$ (línea discontínua). Se puede observar un intervalo radial , $11 \lesssim R \lesssim 13$, donde los parámetros de Sérsic son estables. Tomada de Caon et al. (2005).

Tabla 3.2: Parámetros de la galaxia subyacente derivados de los ajustes 2D

Filtro (1)	$P_{\rm area}$ (2)	PA (3)	q (4)	c (5)	$R_{\rm tran}$ (6)	n (7)	$r_{\rm e}$ (8)	$m_{\rm host}$ (9)	$M_{\rm host}$ (10)	$\mu_{\rm e}$ (11)	μ_0 (12)	$<\mu>_{\rm e}$ (13)	$\mu_{\rm tran}$ (14)	$\mu_{\rm s/n=1}$ (15)
Mrk 5														
B	10.9	13.1	0.76	0.10	0.74	0.99±0.15	0.65±0.08	15.66±0.20	−15.07	22.96	21.18	22.27	23.22	27.84
V	9.6	13.2	0.75	0.07	0.74	1.05±0.14	0.64±0.03	15.26±0.08	−15.46	22.56	20.64	21.84	22.84	27.28
R	9.0	12.5	0.78	−0.01	0.71	1.05±0.25	0.64±0.02	14.98±0.08	−15.74	22.32	20.41	21.61	22.54	27.16
Mrk 35														
B	20.2	74.0	0.72	−0.02	1.57	0.99±0.18	1.16±0.12	14.12±0.18	−16.85	22.38	20.59	21.68	23.03	27.47
V	17.6	77.3	0.71	0.03	1.47	1.01±0.27	1.12±0.10	13.39±0.15	−17.58	21.57	19.74	20.87	22.13	27.69
R	18.5	77.7	0.70	−0.01	1.47	0.97±0.16	1.13±0.08	13.09±0.12	−17.87	21.26	19.51	20.57	21.80	27.86
Mrk 36														
B	26.5	−25.9	0.47	−0.00	0.51	1.00±0.04	0.44±0.04	16.79±0.15	−13.30	23.39	21.57	22.68	23.66	27.63
V	26.0	−24.8	0.48	−0.12	0.52	1.07±0.13	0.44±0.03	16.24±0.25	−13.85	22.85	20.92	22.12	23.21	26.31
R	26.5	−23.8	0.49	−0.10	0.52	1.05±0.08	0.45±0.03	15.87±0.10	−14.22	22.54	20.62	21.81	22.85	26.76
Mrk 86														
B	18.9	−21.2	0.91	0.00	1.37	0.94±0.34	1.01±0.19	12.87±0.27	−16.68	22.48	20.80	21.81	23.12	27.07
V	16.0	−23.7	0.92	0.01	1.36	1.00±0.32	1.03±0.15	12.13±0.20	−17.42	21.83	20.02	21.13	22.42	26.26
R	14.6	−21.3	0.90	0.00	1.36	1.02±0.26	1.00±0.27	11.59±0.30	−17.96	21.21	19.36	20.50	21.87	26.01
Mrk 314														
B	13.5	14.8	0.77	−0.46	1.51	1.01±0.17	1.34±0.11	14.40±0.11	−17.91	21.71	19.88	21.01	21.96	25.58
Mrk 370														
B	15.0	−14.8	0.79	0.09	1.00	1.04±0.08	1.23±0.05	13.88±0.13	−16.31	23.18	20.88	22.06	22.85	26.02
V	15.4	−18.4	0.81	0.09	0.92	1.00±0.10	1.22±0.07	13.24±0.10	−16.95	22.53	20.41	21.53	22.10	25.32
R	10.4	−14.0	0.80	0.08	0.88	1.03±0.14	1.26±0.07	12.71±0.10	−17.48	22.07	19.94	21.11	21.52	25.24
Tol 0127-397														
B	13.2	−53.8	0.69	0.23	1.35	1.11±0.19	1.19±0.23	17.35±0.19	−16.57	22.71	20.66	21.97	22.97	26.99
V	14.2	−50.5	0.67	0.08	1.40	0.94±0.15	1.37±0.20	16.03±0.20	−17.90	21.58	19.90	20.91	21.63	25.90
R	14.7	−50.8	0.66	0.08	1.55	1.02±0.24	1.40±0.06	15.92±0.21	−18.01	21.56	19.70	20.85	21.75	25.94
I Zw 123														
B	17.5	−51.1	0.92	−0.26	0.43	1.58±0.20	0.28±0.04	16.02±0.20	−14.47	22.15	19.08	21.23	23.14	27.53
V	20.0	−52.9	0.89	−0.20	0.43	2.20±0.17	0.25±0.02	15.41±0.14	−15.07	21.43	17.01	20.35	22.69	26.63

Columnas: (1) nombre/filtro; (2) área enmascarada en el ajuste (%); (3) ángulo de posición; (4) cociente de semiejes (b/a); (5) parámetro de forma ($c < 1 \equiv$ *boxy*, $c > 1 \equiv$ *disky*, $c = 0 \equiv$ *elipse*); (6) radio de transición, en kiloparsecs; (7) índice de Sérsic; (8) radio efectivo, en kiloparsecs; (9) magnitud aparente total del *host*; (10) magnitud absoluta del *host*; (11) brillo superficial efectivo del *host*, en mag arcsec^{-2}; (12) brillo superficial central del *host*, en mag arcsec^{-2}; (13) brillo superficial medio a $r_{\rm e}$, en mag arcsec^{-2}; (14) brillo superficial a $R_{\rm tran}$, en mag arcsec^{-2}; (15) brillo superficial a S/N=1, en mag arcsec^{-2};

Para todas las galaxias y sus respectivos filtros, los ajustes se realizaron con, al menos, el 74 % de los píxeles interiores al nivel 1σ, esto es, *rms* del fondo de cielo. El cociente $R_{\rm tran}/r_{\rm e}$ varía entre 0.70 (Mrk 370 R) y 1.73 (I Zw 123 V).

Estos resultados se discutirán a continuación, analizando las fuentes de error en función también de las simulaciones llevadas a cabo en §2 y comparando con los resultados previos para las mismas imágenes mostrados en §3.1.1. En las Figs. 3.2 y 3.3 se muestran las ocho galaxias de la muestra de control junto a los modelos ajustados en escala de grises logarítmica, y sus residuos, en escala de grises lineal para resaltar con mayor detalle las zonas externas de la galaxia.

3.2. Fuentes de error: comparación con las simulaciones

Se han analizado diversas fuentes de error en los parámetros estructurales derivados a partir de ajustes de Sérsic sobre el *host* de las BCGs. Aunque los de Sérsic puedan dar una descripción fiable de la distribución de luz del *host*, necesitamos conocer la sensibilidad de los parámetros derivados a las posibles fuentes de incertidumbre de las observaciones (p.ej., calidad y profundidad de los datos) y a las limitaciones propias de la técnica. Hemos desarrollado simulaciones (ver §2.4) que ayudarán, junto a los resultados de las galaxias de referencia, a analizar sus incertidumbres y a restringir el espacio de soluciones a aquellas que sean más fiables.

3.2.1. Parámetros estructurales y la extensión del perfil ajustado

En galaxias donde el ajuste del perfil de brillo se realiza en un intervalo radial pequeño (esto es, $R_{\rm tran} \gtrsim 0.5{-}1.5\ r_{\rm e}$) y en un rango de brillo superficial limitado (típicamente $\lesssim$4 mag), una elección adecuada de los puntos del perfil a considerar en el ajuste puede resultar crítica (Cairós et al., 2003; Caon et al., 2005). En nuestros ajustes 2D este problema lo hemos abordado en primer lugar por medio de simulaciones, donde al igual que en los ajustes 1D (ver p.ej., Makino et al. 1990), se ha comprobado que dicha limitación existe y es significativamente mayor en objetos descritos por un índice n mayor.

El límite interno en los ajustes 2D viene dado por el tamaño y la forma de la máscara utilizada (por tanto del *starburst*), siendo parametrizado por $R_{\rm tran}$. La distribución de brillo de la galaxia en la región dominada por el *starburst* tiene una pendiente (esto es, intensidad) mayor que la de la región dominada sólo por el *host*. Así, una ligera subestimación de $R_{\rm tran}$ supondrá derivar sistemáticamente un parámetro n mayor al intrínseco (ver Figs. 2.12−2.14). Los ajustes realizados otorgando a los píxeles pesos según su relación S/N destacan aun más esta característica del problema. Es por ello importante encontrar un rango donde los parámetros ajustados resulten estables. A su vez, su incertidumbre se puede cuantificar mediante la dispersión de los parámetros ajustados con respecto a los distintos tamaños de las máscaras utilizadas. En general, nuestra muestra de referencia presenta parámetros estables cuando $R_{\rm tran} \gtrsim r_{\rm e}$ (ver Tabla 3.2). Esto significa que el *starburst* en estas galaxias domina el perfil de luz al menos, hasta la mitad del brillo de la galaxia. La determinación precisa de $R_{\rm tran}$ es una de las principales virtudes del método que se presenta, gracias — principalmente — a la utilización de máscaras precisas.

Los resultados obtenidos ajustando la muestra de referencia nos llevan a una conclusión

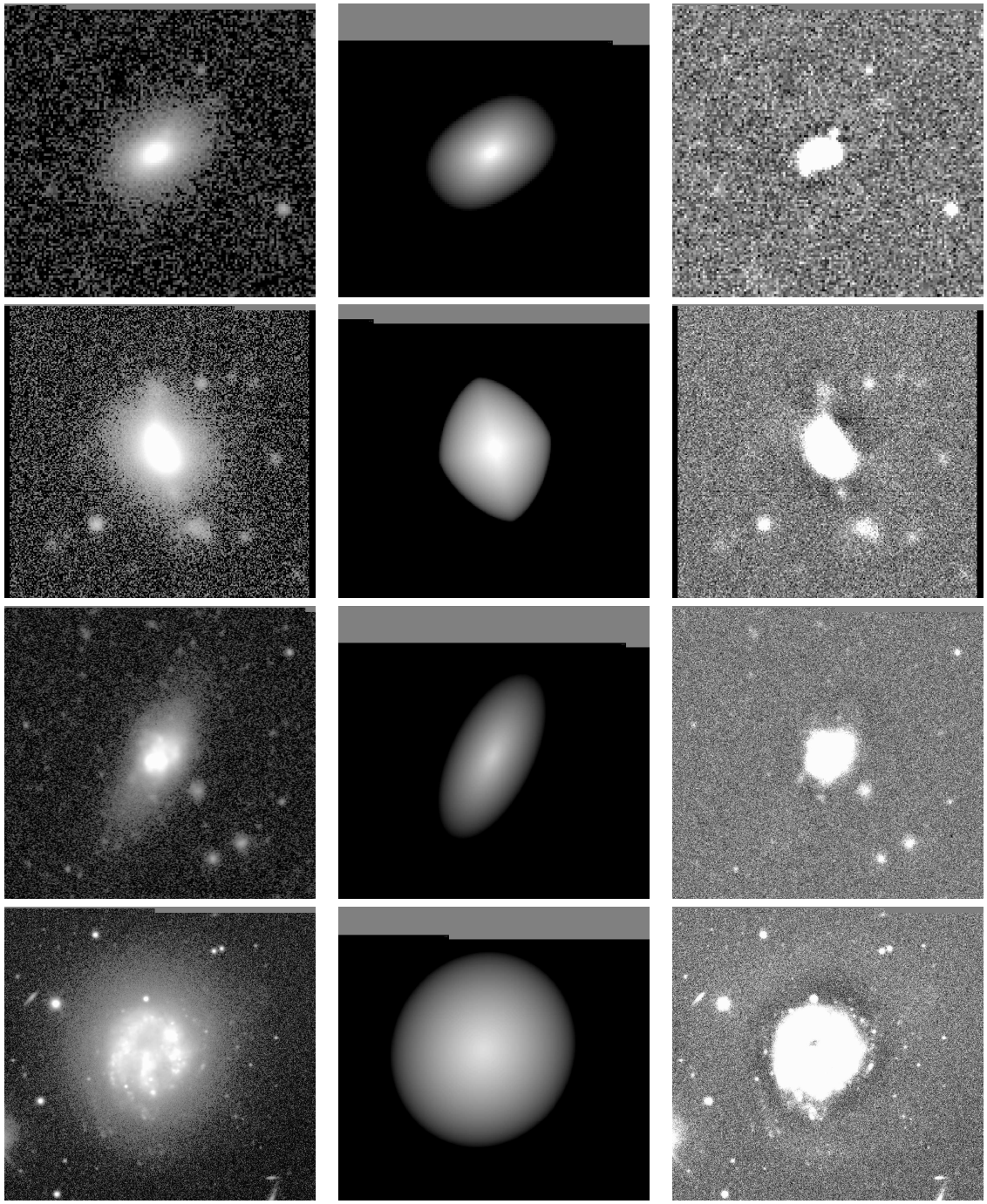

Figura 3.2: La galaxia (*Izquierda*) y el modelo de Sérsic (*centro*) en escala de intensidades logarítmica. La imagen de residuos (*derecha*), en escala de intensidades lineal para (de arriba a abajo): Tol 127 B, Mrk 314 B, Mrk 36 B y Mrk 86 B. Las galaxias se muestran en la orientación estándar $_{\mathrm{E}\leftarrow}\uparrow^{\mathrm{N}}$. Tomada de Amorín et al. (2007).

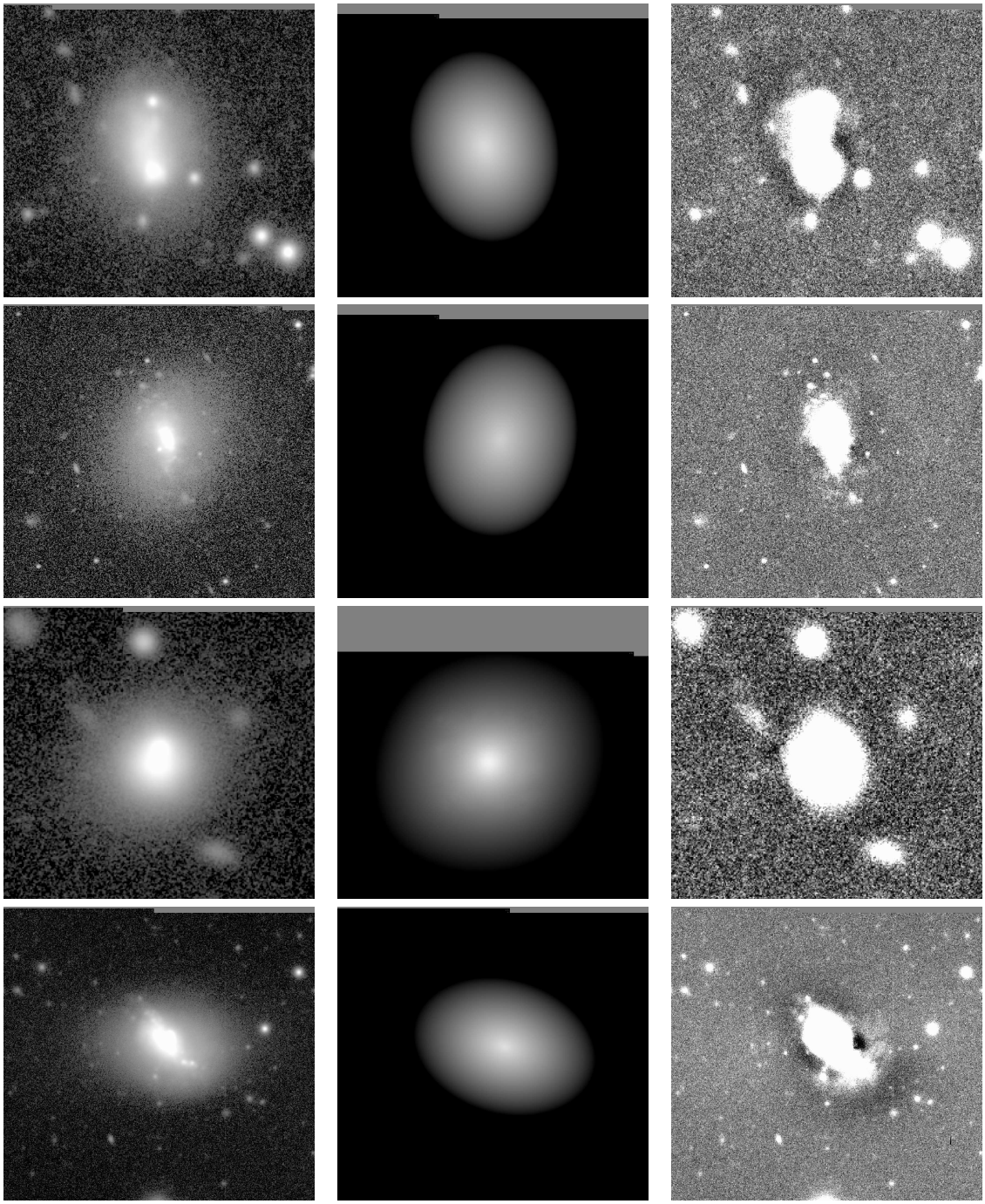

Figura 3.3: La galaxia (*Izquierda*) y el modelo de Sérsic (*centro*) en escala de intensidades logarítmica. La imagen de residuos (*derecha*), en escala de intensidades lineal para (de arriba a abajo): Mrk 5 B, Mrk 370 B, I Zw 123 B y Mrk 35 B. Las galaxias se muestran en la orientación estándar $_{\mathrm{E}\leftarrow}\uparrow^{\mathrm{N}}$. Tomada de Amorín et al. (2007).

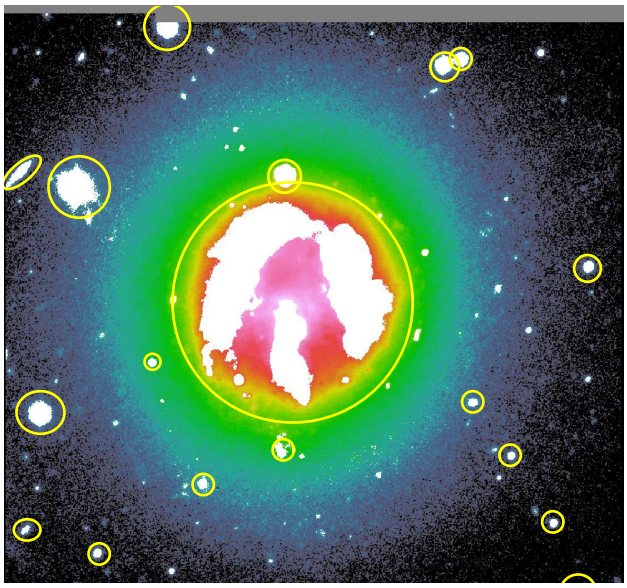

Figura 3.4: Mrk 86 en el filtro *R*. En blanco se muestra la máscara irregular que sólo cubre los picos de emisión más intensos del *starburst*. En amarillo se muestran los contornos de la máscara elíptica que contiene prácticamente toda la emisión del *starburst*. Tomada de Amorín et al. (2007).

similar a la que hemos presentado mediante las simulaciones (§2.3.4, Fig. 2.13): cuanto más concentrado y luminoso es el *starburst* con respecto al *host*, más detectable son sus límites, y más sencillo es lograr una región substancial del gráfico de estabilidad donde los parámetros sean estables entorno a un valor medio. Tal es el caso por ejemplo de galaxias como Mrk 370, Mrk 36, Tol 127 o Mrk 35 (ver Figs. 3.1 y 3.2).

En aquellas galaxias donde coexisten varias regiones de formación estelar distribuidas en una porción mayor de la superficie de la galaxia, nuestras simulaciones no proporcionan información fiable. Así, hemos querido explorar la variación de los parámetros al intentar maximizar la información del *host* ajustando píxeles que estén entre los brotes, aun corriendo el riesgo de incluir luz difusa de éstos y así afectando en cierta medida la determinación precisa de los parámetros. La ventaja de ajustar pixel a pixel y no un punto que representa el promedio sobre una isofota entera, permite distinguir en cuánto se desvían los parámetros según el tamaño o la forma de las máscaras. Para ilustrar esto se ha analizado directamente el claro ejemplo que representa Mrk 86 *R*. Superpuesta a la imagen de la galaxia, en la Fig. 3.4 se muestra una de las máscaras irregulares obtenida a partir del proceso de ajuste. Esta máscara (en blanco), ocupa sólo los picos de los brotes de formación estelar, dejando intuir que cierta emisión difusa proveniente de ellos pueda colarse en el ajuste. Un contorno amarillo indica a su vez el borde de una de las máscaras elípticas también utilizadas, que abarca la totalidad de la emisión del *starburst* mientras que otras fuentes brillantes menores también se encuentran enmascaradas. La diferencia entre los ajustes utilizando ambas máscaras es bastante pequeño. En el primer caso (máscara irregular) se obtiene n=1.07, $m_{\rm host}$=11.60, $r_{\rm e}$=25.86 arcsec, mientras que en el segundo caso (máscara elíptica), n=1.28, $m_{\rm host}$=11.85, $r_{\rm e}$=31.56 arcsec. Con la máscara irregular final (que incluye hasta el nivel amarillo en la escala de intensidad), de tamaño más cercano a la segunda, se obtuvo final-

mente n=1.02, $m_{\rm host}$=11.73, $r_{\rm e}$=25.49 arcsec. La mayor diferencia se da en la magnitud del *host* (Δ_m=0.25 mag), siendo el valor del índice n cercano a la unidad en todos los casos (galaxia tipo disco).

3.2.2. Parámetros estructurales y substracción del cielo

En las simulaciones se ha mostrado cómo las incertidumbres en la estimación del cielo de fondo y su ruido asociado se propagan durante la minimización de χ^2_ν a los parámetros estructurales, especialmente cuando se ajustan regiones externas y débiles de la galaxia donde la S/N es baja. En particular, el perfil de Sérsic posee colas más extendidas y débiles cuanto mayor es el valor de n (ver Fig. 2.4). Por tanto, un cielo de fondo infraestimado conducirá a valores de n mayores al intrínseco, y viceversa. Según las simulaciones que se presentan en §3.2.4, galaxias con mayor n intrínseco son más sensibles a esta fuente de error.

Se ha explorado este problema — ya planteado en §2 utilizando simulaciones — mediante el ajuste de galaxias reales de la muestra de referencia. Al igual que para las simulaciones, se ha comparado en todas las galaxias el valor de sus parámetros al ajustar con un valor del fondo de cielo fijo e igual al estimado por los métodos ya descritos (ver §2.6.2) y al ajustar con un fondo de cielo libre de variar (ver ec. 2.2) en el ajuste. Esta variación forma parte de la incertidumbre indicada en la Tabla 3.2. En particular, se ha analizado especialmente el caso de Mrk 5, una galaxia para la que había cierta discrepancia en cuanto a sus parámetros reales (ver §3.2.6), comparando sus resultados con lo predicho por las simulaciones. Utilizando la misma galaxia (y las mismas imágenes) Caon et al. (2005) [ver su tabla 2] realizaron un experimento similar, que nos sirve para comparar. Los resultados se muestran en la Tabla 3.3, en la que se examinaron tres casos. En primer lugar se considera el ajuste con la mejor determinación de cielo ($\langle$cielo$\rangle$). En segundo lugar se infraestima el cielo en tres veces su incertidumbre ($\langle$cielo$\rangle-3\sigma_{\rm cielo}$). Finalmente se sobreestima el cielo en esa misma cantidad ($\langle$cielo$\rangle+3\sigma_{\rm cielo}$). Estas dos últimas posibilidades son muy similares a considerar dos ajustes, uno a la envolvente inferior y otro a la superior, respectivamente, formadas por las barras de error de cada punto en el perfil presentado por Caon et al. (2005), que mostramos en la Fig 3.5. Para cada caso se ha ajustado la imagen con la máscara irregular final ($R_{\rm tran}$=10.97 arcsec), cuyo mejor ajuste produce n=0.99, $r_{\rm e}$=9.62 arcsec, y $m_{\rm host}$=16.02 mag (fila en negrita en la Tabla 3.3). Sobreestimando el cielo n cae a 0.88, $r_{\rm e}$ decrece un 4 % y la magnitud decrece 0.06 mag. Por el contrario, infraestimando el cielo la misma cantidad, n crece hasta 1.17, $r_{\rm e}$ se incrementa un 9 %, y la magnitud no cambia más de 0.05 mag. Comparando estos resultados con los obtenidos por Caon et al. (2005) se advierte una menor sensibilidad de los modelos de ajustes 2D a errores de sustracción de cielo que la de aquellos derivados a partir de ajustes 1D.

3.2.3. Otras fuentes de error

En el procedimiento de ajuste, GALFIT estima las incertidumbres estadísticamente a partir de la matriz de covarianza de los parámetros, obtenida de la minimización de χ^2_ν (ver detalles en Peng et al. 2002, ver también GALFIT FAQ's[1]). Estas incertidumbres son

[1] `http://users.ociw.edu/peng/work/galfit/GFAQ.html`

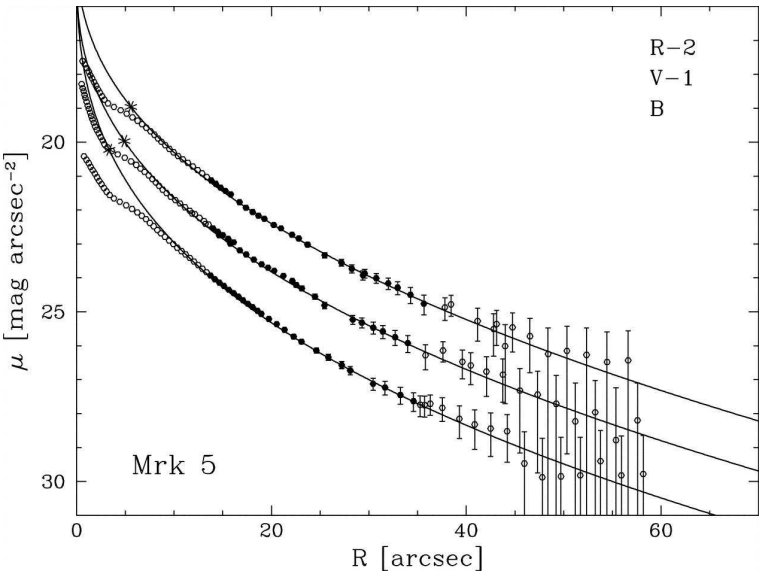

Figura 3.5: Perfil radial de brillo superficial para los filtros B (abajo), V (centro) y R (arriba) de Mrk 5. Tomada de Caon et al. (2005).

Tabla 3.3: Variación de los parámetros de Sérsic de Mrk 5 (B) debida a cambios en el cielo de fondo

Cielo de fondo	$R_{\rm tran}$	$P_{\rm area}$ (%)	n	$r_{\rm e}$	$\mu_{\rm e}$	$m_{\rm host}$	χ^2_ν
Cielo correcto ($\langle$cielo$\rangle$)	**10.97**	**10.9**	**0.99**	**9.62**	**23.63**	**16.02**	**2.232**
Cielo infraestimado ($\langle$cielo$\rangle-3\sigma_{\rm cielo}$)	10.97	10.9	0.88	9.23	23.54	16.08	3.093
Cielo sobreestimado ($\langle$cielo$\rangle+3\sigma_{\rm cielo}$)	10.97	10.9	1.17	10.47	23.83	15.97	3.013

Notas−. Columnas: (2) radio de transición (arcsec); (3) area relativa enmascarada hasta $1\sigma_{\rm cielo}$; (4) índice de Sérsic; (5) radio efectivo (arcsec); (6) brillo superficial efectivo (mag arcsec^{-2}); (7) magnitud del *host* (mag); (8) χ^2_ν. Resaltados en negrita se indican los parámetros finales.

en general bastante pequeñas y poco significativas en comparación a otras fuentes de error. La contribución de estas incertidumbres en nuestros ajustes no supera el 1 %.

Por otro lado, las galaxias no presentan en general simetría axial, a diferencia de los modelos que se les pretende ajustar. Actualmente GALFIT no permite ajustar modelos a una componente dada que varíen libremente su cociente de semiejes y ángulo de posición radialmente. Por lo tanto, se espera que en aquellos objetos que presenten mayor asimetría o muestren isofotas retorcidas, esto es, que su ángulo de posición varía rápidamente con el radio, presenten claros residuos sistemáticos. Según lo que analicemos, esta puede ser una desventaja o no. La desventaja proviene principalmente del temor a perder o ganar luz en los modelos, que estrictamente no pertenece a los píxeles correspondientes. Por otro lado, a esta característica de los modelos se le puede atribuir la ventaja de así poner en evidencia con mayor claridad en los residuos componentes no axialmente simétricas que puedan también estar presentes, como por ejemplo polvo, barras o rasgos espirales. Sin embargo, hasta no disponer de una nueva versión del algoritmo (GALFIT v.3.0, Peng et al. en preparación) que incluirá modos de Fourier para producir modelos 2D que adapten su

forma a la de las isofotas de la galaxia a cualquier distancia al centro, no tendremos una estimación precisa de cual es el efecto cuantitativo de esta simplificación en los parámetros finales. En la columnas central y derecha de la Fig. 3.3 se muestra el modelo ajustado a Mrk 35 y sus residuos, que presentan un claro rasgo (partes oscuras) debido al significativo cambio de orientación de las isofotas de la galaxia hacia las partes externas. Veremos este caso particular en §6.2 donde la asimetría, sin embargo, no parece alterar los parámetros estructurales del *host*, ya que la forma del perfil de Sérsic, esto es, su índice n y su radio efectivo, se mantienen al ajustar imagenes de menor profundidad en el NIR.

3.2.4. Tests de consistencia

Para intentar disminuir los efectos de las fuentes de incertidumbre asociadas al ajuste se proponen una serie de tests de consistencia, basados en los planteados por Caon et al. (2005). Para empezar se examinan los gráficos de estabilidad y los residuos de cada modelo para comprobar la elección de $R_{\rm tran}$, la elección de la solución final, el rango donde los modelos poseen parámetros estables dependiendo de la superficie de galaxia ajustada. Además, se analiza la variación de los parámetros con el valor del fondo de cielo adoptado. Este análisis determinará la incertidumbre en los parámetros, siendo los criterios iguales a los que se utilizaron en las simulaciones.

En las regiones externas de la galaxia, dominadas por el *host*, se espera que no existan gradientes de color significativos, esto es, colores ópticos aproximadamente constantes (Cairós et al. 2001a; Gil de Paz & Madore 2005). Por tanto los parámetros n y $r_{\rm e}$ deberían ser aproximadamente idénticos en cualquier filtro, mientras que las diferencias existentes en $m_{\rm host}$ y $\mu_{\rm e}$ deberían reflejar los colores del *host*. La dispersión entre los valores de n y $r_{\rm e}$ entre ajustes en diferentes filtros puede dar una idea de su incertidumbre, aunque se deben considerar que parte de esta dispersión pueden provenir de diferencias en la calidad y profundidad de las imágenes.

Por otra parte, suponiendo siempre que el *host* está descrito por un único modelo de Sérsic y que se ha tenido en cuenta perfectamente el efecto del seeing en las imágenes ajustadas, esperaríamos que su brillo integrado en toda su extensión sea menor al del perfil de luz observado en la BCG (esto es, $m_{\rm host} > m_{\rm BCG}$). Por lo tanto, como GALFIT extrapola el modelo a las regiones enmascaradas, la región central de la galaxia (allí donde domina el *starburst*) debería mostrar residuos con valor positivo en intensidad (esto es, galaxia − modelo > 0).

En la Fig. 3.6 se muestran como ejemplo los tres principales parámetros ($m_{\rm host}$, n y $r_{\rm e}$) ajustados a Mrk 370 para los filtros B (línea azul), V (línea verde) y R (línea roja), en función de $R_{\rm mask}$. Cada punto sobre las líneas corresponde a un ajuste, usando para cada uno, una máscara elíptica de un dado $R_{\rm mask}$, ajustando así un área de galaxia distinto en cada caso. Se notan varios rasgos característicos como los predichos por las simulaciones. Primero, se nota un "codo" o cambio repentino de pendiente en las curvas a medida que incrementamos el tamaño de las máscaras hacia valores entorno a ∼17 arcsec. Este punto, como se mostró en §2.4, indica el punto donde el *starburst* no domina el perfil de brillo. El segundo rasgo es la existencia de un intervalo de estabilidad, en este caso entre $R_{\rm mask}$∼17 arcsec y 28 arcsec. Las bandas grises indican las desviaciones estimadas a partir de la dispersión de los valores en dicho rango: $\sigma_{\rm n}$=0.20, $\sigma_{\rm host}$=0.10 mag, $\sigma_{\rm r_e}$=2 arcsec. En el

caso de n y r_e esas bandas tienen en cuenta la dispersión entre distintos filtros, que puede explicarse por las diferencias en la calidad y profundidad de las imágenes. En el rango de estabilidad, y tras elegir los mejores residuos (mínimo χ^2_ν), se construyen las máscaras elípticas (ver §2.3.2). Con ellas se obtienen los ajustes finales (puntos), que aprovechando generalmente una mayor cantidad de píxeles, mejoran la solución. Como ultimo test, se han llevado a cabo varios ajustes más variando parámetros como c, PA, q, o las coordenadas centrales, fijando también sus valores iniciales o "jugando" a variar el valor fijo del cielo a fin de comprobar la estabilidad de los parámetros y elegir una solución lo más fiable posible. Cada punto de color en la Fig. 3.6 indica la solución final para cada filtro. Nótese que para el filtro B la diferencia entre el ajuste con máscara elíptica (línea azul) y máscara irregular (punto azul) es grande. En un filtro donde el *starburst* emite con mayor intensidad, este resultado remarca la importancia de un mejor aislamiento de su emisión al utilizar máscaras precisas.

3.3. Comparación 1D – 2D

Uno de los principales resultados de los ajustes realizados a las BCGs estudiadas es que presentan *hosts* con distribuciones de brillo bien modeladas por una ley de Sérsic de n bajo, más cercano a uno (exponencial puro) que a cuatro (de Vaucouleurs). De la muestra de referencia presentada en Amorin et al (2007) y en esta Tesis sólo una galaxia, I Zw 123, presenta valores intermedios de n y no idénticos en todos los filtros ajustados. La tendencia se confirma luego para la mayoría de galaxias de la muestra de 28, como veremos en el próximo Capítulo (Amorín et al. 2008, aceptado).

Para la muestra de referencia se han podido comparar los resultados con los publicados previamente por nuestros colaboradores (Caon et al. 2005), donde se aplicaron técnicas de ajuste 1D a las mismas imágenes. En la Fig. 3.7 se muestra los parámetros $m_{\rm host}$, n, r_e y μ_e, asi como $R_{\rm tran}$ y el brillo superficial evaluado a $R_{\rm tran}$, $\mu_{\rm tran}$, obtenidos en los filtros B (círculos llenos azules), V (rectángulos verdes) y R (asteriscos rojos) en los ajustes 2D (eje vertical) y en los ajustes 1D (eje horizontal) por Caon et al. (2005). La línea diagonal de cada gráfico indica el acuerdo perfecto entre ambos. Los principales resultados obtenidos a partir de la comparación son:

- El acuerdo entre los parámetros de Sérsic en los dos estudios es bastante bueno para cinco de las ocho galaxias de la muestra. Para una de ellas, Mrk 86, se encuentran ligeras diferencias, mientras que para las dos restantes galaxias, Mrk 5 y I Zw 123, los parámetros difieren claramente, especialmente el índice n (ver Fig. 3.7 a). En Caon et al. (2005) estas galaxias se presentaron como posibles candidatos a tener una estructura esferoidal, más ligada a la de galaxias tempranas, como las elípticas, que a galaxias de tipo disco, como las espirales. Ellos dan valores promedio en los tres filtros $\langle n\rangle_{BVR}$=2.66 (Mrk 5) y $\langle n\rangle_{BV}$=2.81 (I Zw 123), mientras de los ajustes 2D resultan $\langle n\rangle_{BVR}$=1.03 (Mrk 5) y $\langle n\rangle_{BV}$=1.89 (I Zw 123).

- Para las 8 galaxias el ajuste 2D se realizó en una mayor porción de galaxia, como muestra la Fig. 3.7 *f*. Gracias al uso de máscaras irregulares, se ha ajustado un mayor número de píxeles del *host* en sus partes internas, de mayor S/N, cuidando de no contaminar el ajuste con luz del *starburst*. En la Fig. 3.8 se ha reproducido un

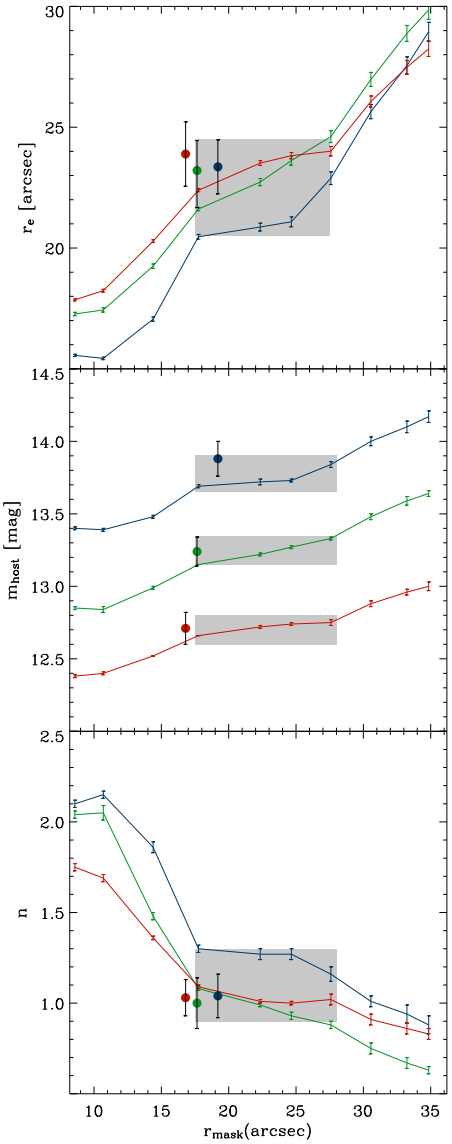

Figura 3.6: Estabilidad en el ajuste 2D de Mrk 370. Se han graficado los parámetros libres r_e, m_{host} y n, en función de R_{mask} en los filtros B (línea azul), verde V (línea verde) y rojo R (línea roja).Los puntos coloreados representan los valores finales de los parámetros. Sus barras de error tienen en cuenta la incertidumbre asociada a la substracción del cielo, mientras que las banda grises muestran la región de estabilidad considerada. Tomada de Amorín et al. (2007).

ejemplo presentado en Caon et al. (2005) (ver Fig. 3.1, tomada de su Fig. 2) donde se grafican los parámetros n, r_e y m_{host} de Mrk 36 (filtro B) en función de R_{mask} (o equivalentemente R_{tran}). De la comparación directa de las figuras para ambas soluciones se pueden identificar algunas diferencias. Primero, el rango radial para el cual los parámetros son estables es mayor en la solución 2D. Segundo, la solución final del ajuste 2D aísla la emisión del *starburst* con mayor precisión, incluyendo en el ajuste más píxeles de mayor S/N. Finalmente, los residuos son ligeramente menores que en

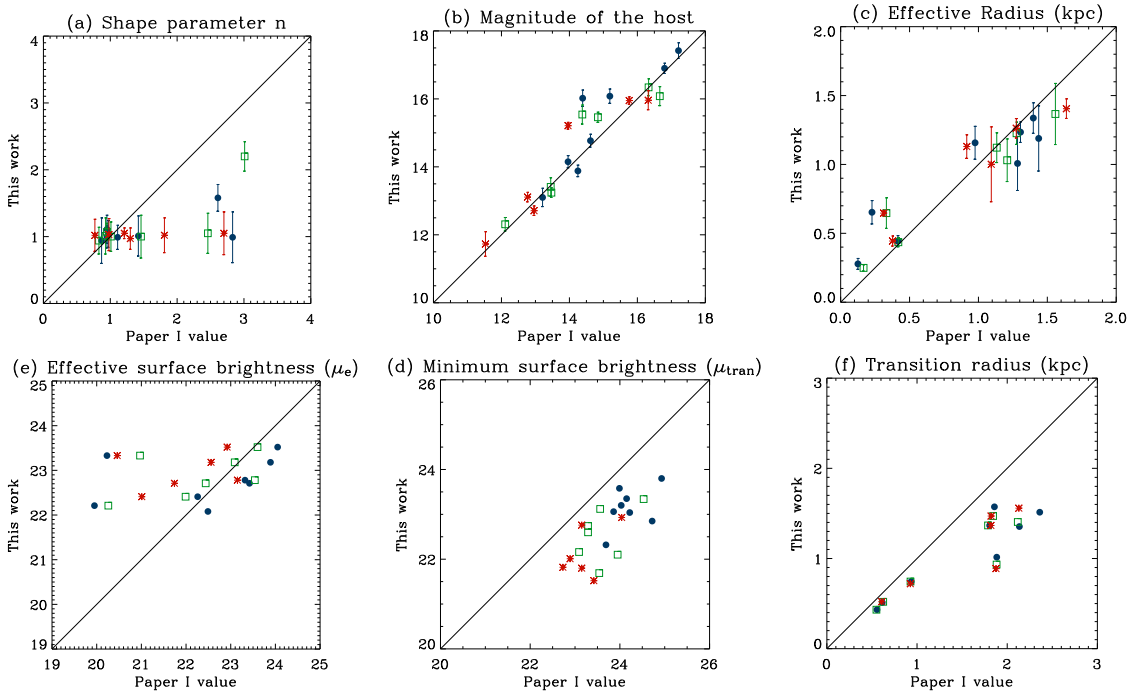

Figura 3.7: Comparación entre parámetros de Sérsic en los filtros azul (puntos=B), verde (cuadrados=V), y rojo (asteriscos=R) derivados en este trabajo de Tesis (eje vertical) con aquellos publicados en Caon et al. (2005) (eje horizontal); a) índice de Sérsic; b) magnitude del *host* (mag); c) radio efectivo (kpc); d) brillo superficial efectivo (mag arcsec^{-2}); e) brillo superficial mínimo (mag arcsec^{-2}); f) radio de transición (kpc). Tomada de Amorín et al. (2007).

la solución 1D, como se llega a notar de la escala de color en las figuras.

- Por otra parte, y como se explicó anteriormente, el parámetro n puede estar muy poco restringido y producir múltiples soluciones si el ajuste se realiza en un intervalo muy limitado de brillo superficial. Aquí, hemos intentado cuantificar este intervalo tomando la diferencia entre el brillo superficial evaluado en $R_{\rm tran}$ ($\mu_{\rm tran}$) y el brillo superficial evaluado al radio de la isofota de S/N=1 ($\mu_{s/n=1}$). Los resultados obtenidos usando la muestra de referencia muestran que en la mayoría de los casos el intervalo considerado es mayor a 4 magnitudes, y mayor a 3 en todas ellas. Es importante mencionar que el ajuste 2D se realiza sobre *toda* la imagen, incluyendo todos los píxeles con emisión de la galaxia con S/N<1, que aunque pesan menos en el ajuste, son muchos y pueden producir ligeras diferencias en las regiones externas del perfil.

- Los ajustes 2D del *host* han mostrado mayor sencillez y eficiencia al restringir el espacio de soluciones, mejorando en general los resultados para ajustes de perfiles de Sérsic en BCGs. El espacio de soluciones y las incertidumbres de los parámetros — y en particular del índice n — queda mejor definido a partir de la estimación precisa del radio de transición y de la región de estabilidad de los parámetros, que en los ajustes 1D utilizados como comparación.

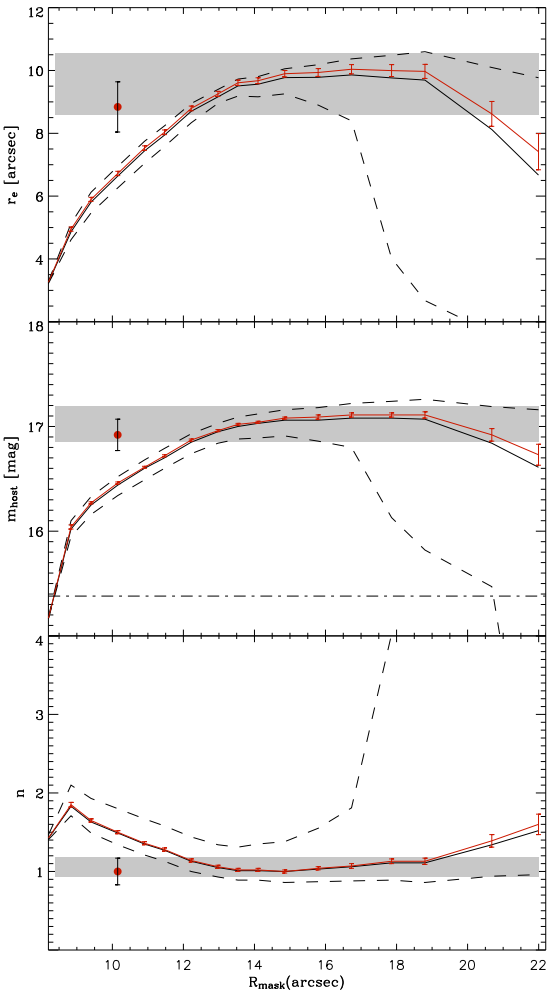

Figura 3.8: Estabilidad en el ajuste 2D de Mrk 36 (filtro B): se grafican los parámetros $r_{\rm e}$, $m_{\rm host}$ y n en función de $R_{\rm mask}$. Las líneas rojas indican ajustes para los que el cielo se dejó como parámetro libre. Las líneas negras indican ajustes donde el cielo se dejó como parámetro fijo en el valor correspondiente a su mejor estimación. Las barras de error muestran sólo las incertezas estadísticas y se pusieron solamente en la curva roja, donde eran mayores. Las líneas discontinuas indican ajustes con un cielo fijo al valor $\langle$cielo$\rangle\pm\sigma$, donde σ es la incertidumbre en su estimación. Los puntos indican los ajustes finales. Las línea horizontal discontinua en el gráfico de $m_{\rm host}$ indica la magnitud de toda la galaxia (*host+starburst*) calculada a partir de la curva de crecimiento (ver Cairós et al. 2001b). Las barras de error en los puntos representan la suma cuadratica de la incertidumbre en la estimación del cielo y de la dispersión en el rango de estabilidad (ver texto). Se nota la existencia de un intervalo radial,$12\leq R_{\rm mask}\leq 19$, dentro del cual los parámetros de Sérsic son estables en el rango indicado por la band gris (con deviaciones de $\sim$1 arcsec en $r_{\rm e}$, $\sim$0.17 en $m_{\rm host}$, y $\sim$0.14 en n). Los mejores ajustes están dentro de las incertidumbres y presentan radios de transición ($R_{\rm mask}$=$R_{\rm tran}$) significativamente menores a los obtenidos mediante el uso de máscaras elípticas. Tomada de Amorín et al. (2007).

3.3.1. Casos especiales

Los resultados 1D y 2D presentan un mayor desacuerdo (ver Fig. 3.7) en dos galaxias, Mrk 5 y I Zw 123, por lo que se ha realizado un análisis algo más exahustivo.

a) *Mrk 5*

Por medio de la tarea *bmodel* del paquete IRAF se ha construído un modelo 2D a partir del ajuste 1D de Sérsic. Este tipo de modelos suelen utilizarse a menudo para ver los residuos 2D e identificar rasgos morfológicos (p.ej., Lisker et al. 2006; Dellenbusch et al. 2008). Estos modelos han sido sustraídos a las imágenes ajustadas, generando así imágenes de residuos para cada filtro a fin de poder compararlos con aquellos obtenidos a partir del ajuste 2D llevado a cabo por GALFIT. En la Fig. 3.9 se muestran ambos modelos en escala a color de brillo superficial. Las regiones centrales mostradas en gris son píxeles enmascarados en el ajuste, mientras que los píxeles grises externos poseen S/N<1. Cuantitativamente ambos residuos son bastante pequeños para todo el *host*. Estos han sido representados también para ambos modelos a modo de histogramas en la Fig. 3.10. A la izquierda se muestran los residuos de GALFIT mientras que en el centro se muestran los residuos de *bmodel*. Los histogramas están normalizados al número total de píxeles por encima de un valor dado de S/N. Aquí se muestran tres niveles en orden creciente según el número total de píxeles: S/N=2 (azul), S/N=1 (negro), y $R_{\rm max}$ (con S/N<1, en rojo), donde $R_{\rm max}$ es el límite más externo para el ajuste 1D (ver Fig. 3.5). En la Fig. 3.10, a la derecha, se muestra finalmente la comparación entre ambos histogramas hasta el nivel más externo, $R_{\rm max}$.

Los residuos muestran una distribución centrada en cero. Al disminuir el límite externo en S/N la distribución se torna más ancha, incluyendo un mayor número de píxeles de menor S/N. Como se ve en la Fig. 3.9*c* no hay una clara diferencia entre ambas técnicas a un mismo nivel de brillo. También, como se mostró en la Tabla 3.3, la incertidumbre en el cielo está bien determinada. Las soluciones estables se encuentran sólo a n bajos. Por esta vía, no se han podido explicar las diferencias entre los resultados para Mrk 5 segun ambas técnicas.

Por otro lado, la extrapolación hacia el centro del mejor modelo ajustado mediante la técnica 1D, posee una luminosidad sistemáticamente mayor que la de toda la galaxia en los 10 arcsec centrales (ver Fig. 3.5 y discusión en Caon et al. 2005). El mejor ajuste de GALFIT no muestra este rasgo. Sin embargo, ajustando con GALFIT las mismas imágenes, utilizando los parámetros resultantes del ajuste 1D (esto es, fijándolos) se encuentra el mismo residuo que resulta predicible al ver la Fig. 3.5, esto es, una región central de unos 10 arcsec de píxeles negativos que cubren una gran parte de la región enmascarada.

b) *I Zw 123*

Se han analizado las posibles diferencias entre los resultados 1D y 2D inspeccionando los residuos y todas las posibles incertidumbres presentes en el ajuste, y se ha encontrado una posible explicación en términos del efecto del seeing y de la limitada extensión del intervalo radial ajustado.

Las imágenes de I Zw 123 tienen una PSF de FWHM[2] ∼2 arcsec. Caon et al. (2005) ajustaron el perfil radial obteniendo $r_{\rm e}$=2.07 arcsec, n=2.61, $m_{\rm host}$=15.19 mag, y $r_{\rm e}$=2.74 arcsec, n=3.01, $m_{\rm host}$=14.84 mag en los filtros B y V, respectivamente. En nuestro estudio

[2]Ancho total a la mitad de la intensidad central, del inglés *"Full Width Half Maximum"*

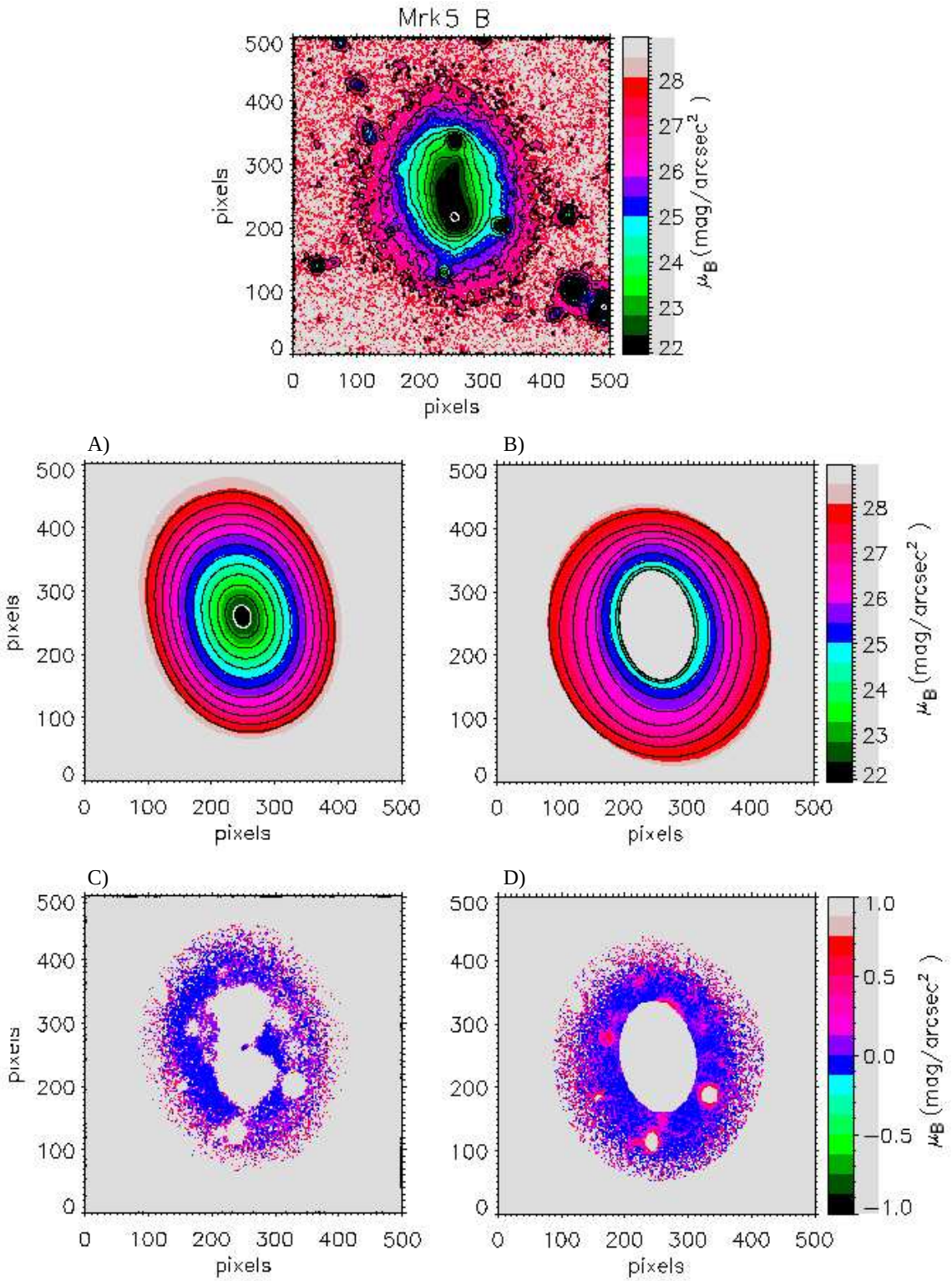

Figura 3.9: Comparación entre el modelo 2D de GALFIT (panel A y C) y el modelo 2D generado por *bmodel* a partir del ajuste 1D de Caon et al. (2005) para la BCG Mrk 5 (paneles B y D). En A and B se muestran los dos modelos hasta un brillo igual a $1\sigma_{\rm cielo}$ (en gris). Las zonas enmascaradas se han puesto en gris por simplificación. En C y D se muestran los residuos, esto es, el cociente entre la imagen de la galaxia y de cada modelo, en magnitudes. Las regiones más débiles que $1\sigma_{\rm cielo}$ (aquellas más externas) se puesieron en color gris para mejorar su visualización. Tomada de Amorín et al. (2007).

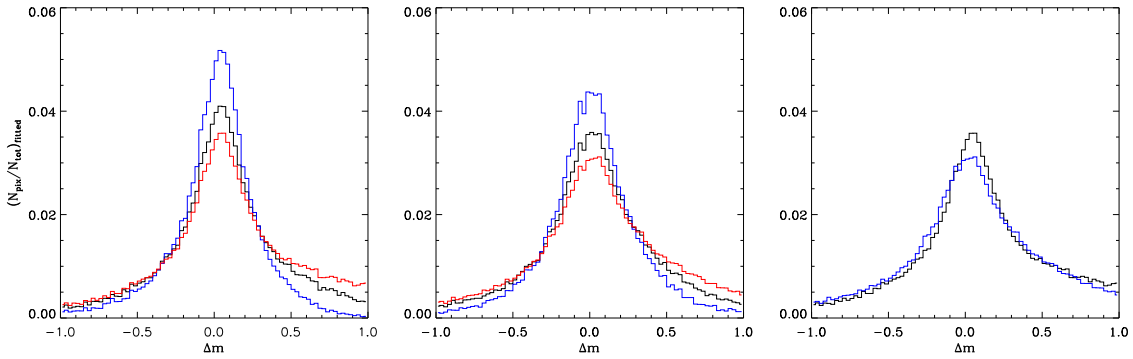

Figura 3.10: Histogramas, normalizados al número total de píxeles (eje vertical), de los residuos obtenidos para Mrk 5 (en magnitudes, eje horizontal). Se comparan en la figura de la derecha los residuos de los modelos 2D provistos por GALFIT (negro) y los construídos a partir del ajuste 1D (azul). En las figuras de la izquierda y del centro se muestran tres distribuciones en orden creciente según el número total de píxeles hasta: S/N=2 (azul), S/N=1 (negro), y $R_{\rm max}$ (con S/N<1, en rojo). Tomada de Amorín et al. (2007).

se han ajustado $r_{\rm e}$=4.59 arcsec y 4.11 arcsec, n=1.58 y 2.20, y $m_{\rm host}$=16.08 y 15.46 mag, en los filtros B y V, respectivamente. Ajustando con GALFIT las mismas imágenes en las mismas condiciones pero sin convolucionar los modelos, $r_{\rm e}$ cayó a 2.89 y 2.51, n subió a 2.40 y 3.15, mientras que $m_{\rm host}$ cayó a 15.60 y 14.86, en B y V. Por tanto, las diferencias halladas muestran la importancia de convolucionar los modelos con su PSF para intentar reproducir los efectos del seeing sobre las imágenes, sobre todo en galaxias compactas observadas en pobres condiciones de seeing, donde este efecto podría tener mayor incidencia.

Por otro lado, I Zw 123 posee el mayor cociente $R_{\rm tran}/r_{\rm e}$, esto es, presenta el *starburst* con emisión espacialmente más extendida, medida en términos de los parámetros estructurales del *host*. Si además la galaxia muestra un perfil de Sérsic de gran pendiente (n grande), y teniendo en cuenta los resultados discutidos para las simulaciones (ver §2.4), los parámetros resultantes podrían ser muy sensibles a la presencia de emisión difusa del *starburst*, y a un área de ajuste limitada (ver también §3.2.3). La Fig. 3.11 muestra los parámetros n, $r_{\rm e}$ y $m_{\rm host}$ en función de $R_{\rm mask}$ en el filtro B. Sólo se nota un pequeño intervalo, 7 arcsec $\lesssim R_{\rm mask} \lesssim$ 11 arcsec, para el que los parámetros parecen razonablemente estables, especialmente n. Los puntos negros con barra de error indican la solución final (para la que $R_{\rm mask}$=$R_{\rm tran}$) del ajuste en cada caso, mientras que los asteriscos muestran la solución 1D de Caon et al. (2005). La línea discontinua horizontal en el gráfico de $m_{\rm host}$ indica la magnitud de la galaxia (*host+starburst*); *hosts* con magnitudes más brillantes que la indicada serían soluciones físicamente no aceptables, como se pide en los tests de consistencia.

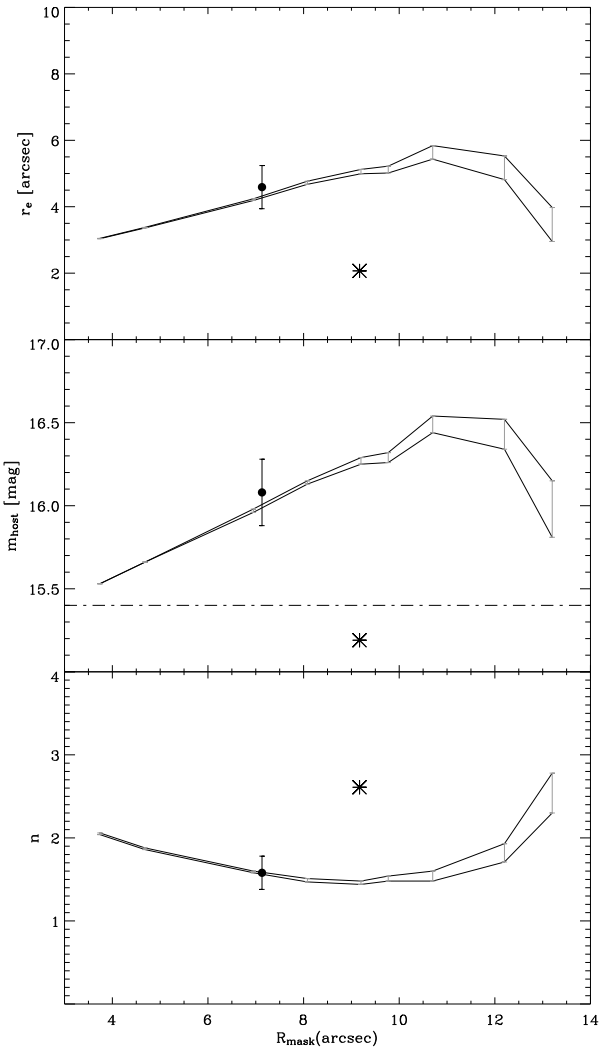

Figura 3.11: IZw 123 filtro B: se grafican los parámetros $r_{\rm e}$, $m_{\rm host}$ y n en función de $R_{\rm mask}$. Los puntos indican los ajustes finales. Sus valores de $R_{\rm mask}$ corresponden a el radio para el cual la emisión del *starburst* está completamente enmascarada ($R_{\rm tran}$). Los resultados del ajuste 1D de Caon et al. (2005) se indican también como referencia (asteriscos). La línea discontinua horizontal en el gráfico de $m_{\rm host}$ indica la magnitud de toda la galaxia o magnitud asintótica (*host+starburst*), obtenida por Cairós et al. (2001b). Tomada de Amorín et al. (2007).

4

Propiedades Estructurales y Relaciones de Escala de las Compactas Azules

La caracterización de la galaxia anfitriona de las BCGs requiere de un gran esfuerzo observacional y de análisis, aplicado sobre el mayor número posible de objetos representativos. Aplicando la metodología presentada en anteriores Capítulos, mostraremos aquí los resultados del ajuste de modelos de Sérsic 2D al *host* de las 20 galaxias que completan la muestra presentada en §1. Estos objetos, además de mostrar heterogeneidad en sus propiedades fotométricas, tienen datos observacionales de diversa calidad, por lo que resultan un buen test para medir la bondad y consistencia de sus ajustes. Además, junto a las ocho BCGs analizadas en §3, estas 20 galaxias completan una muestra suficientemente amplia para discutir propiedades estructurales y establecer resultados cuantitativos.

Comenzaremos este Capítulo mostrando los resultados del modelado 2D de la muestra de 28 BCGs. El análisis de los resultados comenzará discutiendo brevemente aquellos casos donde la metodología presenta mayores limitaciones. Luego analizaremos los valores medios y las correlaciones encontradas entre los parámetros de Sérsic, colores, luminosidades y otras propiedades globales de las galaxias, como la masa y dispersión de velocidades, extraídas de medidas del gas neutro en la literatura. En particular, se presentará un análisis de las relaciones de Tully – Fisher en tres diferentes versiones: estándar ($L_{\rm B}$ vs. $v_{\rm circ}$), *estelar* (M_s vs. $v_{\rm circ}$) y *bariónica* (M_s+$M_{\rm HI}$ vs. $v_{\rm circ}$). En ellas se situarán a los *hosts* de las BCGs según sus luminosidades, extraídas de los modelos 2D, sus masas estelares calculadas asumiendo una relación masa – luminosidad, y sus masas de HI y velocidades de rotación, derivadas de la anchura de las líneas de emisión del gas neutro. Finalmente, discutiremos los posibles vínculos evolutivos entre las BCGs y las distintas clases de galaxias enanas a partir de diagramas hechos en base a los parámetros de Sérsic y a partir de su posición en la relación Tully – Fisher. Mostraremos que nuestro análisis impone restricciones a los escenarios evolutivos entre las distintas clases de enanas propuestos en la literatura.

Los contenidos de este Capítulo se encuentran aceptados para su publicación en la revista Astronomy & Astrophysics (Amorín et al., 2008).

Tabla 4.1: Parámetros de Sérsic ajustados a la muestra de 28 BCGs

Galaxia (1)	Filtro (2)	PA (3)	q (4)	c (5)	$R_{\rm tran}$ (6)	n (7)	$r_{\rm e}$ (8)	$m_{\rm host}$ (9)	$M_{\rm host}$ (10)	$\mu_{\rm e}$ (11)	μ_0 (12)	$<\mu>_{\rm e}$ (13)	$\mu_{\rm tran}$ (14)	Q (15)
Cam0341-4045	B	−80.9	0.73	1.19	1.59	0.74±0.20	1.17±0.08	17.45±0.12	−16.32	21.90	20.65	22.26	23.46	1
	V	−73.9	0.77	0.44	1.59	0.97±0.21	1.31±0.08	17.08±0.14	−16.69	23.26	21.51	22.18	23.26	1
	R	−83.5	0.84	−0.46	1.59	0.99±0.27	1.53±0.22	16.49±0.21	−17.28	23.32	21.53	22.03	22.79	1
Haro 1	B	−15.2	0.97	0.05	3.33	1.44±0.21	1.65±0.04	13.08±0.25	−20.51	19.99	17.22	19.11	21.73	2
	V	80.0	0.99	0.18	4.37	1.39±0.20	1.69±0.22	12.45±0.22	−21.14	19.41	16.76	18.56	22.03	2
	R	−44.6	0.99	−0.15	4.37	1.37±0.25	1.70±0.04	12.70±0.28	−20.89	19.67	17.05	18.82	22.26	2
	I	83.4	0.97	−0.04	4.64	1.35±0.25	1.81±0.23	11.68±0.35	−21.90	18.76	16.18	17.92	21.37	2
Haro 15	B	10.7	0.72	−0.05	2.77	0.85±0.12	1.57±0.29	14.31±0.24	−20.32	19.49	18.01	18.87	20.92	2
	V	16.8	0.81	0.00	3.54	1.14±0.32	1.78±0.20	14.60±0.34	−20.02	20.33	18.21	19.57	22.09	2
	R	11.2	0.78	0.00	2.81	1.02±0.37	1.33±0.45	13.77±0.44	−20.86	18.77	16.92	18.06	20.78	2
HL 293B	B	−26.3	0.89	0.24	0.24	0.59±0.14	0.32±0.05	17.71±0.24	−13.94	22.49	21.57	22.01	22.17	1
	V	−26.6	0.91	0.06	0.40	0.53±0.17	0.35±0.04	17.13±0.28	−14.52	22.07	21.28	21.64	22.37	1
	R	−25.5	0.92	0.07	0.30	0.58±0.15	0.39±0.05	16.99±0.15	−14.66	22.24	21.34	21.78	21.94	1
Mrk 5	B	13.1	0.76	0.10	0.74	0.99±0.15	0.65±0.08	15.66±0.20	−15.07	22.96	21.18	22.27	23.22	1
	V	13.2	0.75	0.07	0.74	1.05±0.14	0.64±0.03	15.26±0.08	−15.46	22.56	20.64	21.84	22.84	1
	R	12.5	0.78	−0.01	0.71	1.05±0.25	0.64±0.02	14.98±0.08	−15.74	22.32	20.41	21.61	22.54	1
Mrk 33	B	−63.4	0.64	0.23	1.72	2.88±0.71	1.71±0.40	14.20±0.12	−17.54	22.93	17.03	21.70	22.94	1
	V	−64.1	0.61	0.31	2.00	1.88±0.60	1.74±0.50	13.84±0.23	−17.90	22.33	18.61	21.33	22.62	1
	R	−64.3	0.62	0.32	1.71	2.24±0.20	1.65±0.37	12.95±0.10	−18.79	21.43	16.93	20.34	21.52	1
Mrk 35	B	74.0	0.72	−0.02	1.57	0.99±0.18	1.16±0.12	14.12±0.18	−16.85	22.38	20.59	21.68	23.03	1
	V	77.3	0.71	0.03	1.47	1.01±0.27	1.12±0.10	13.39±0.15	−17.58	21.57	19.74	20.87	22.13	1
	R	77.7	0.70	−0.01	1.47	0.97±0.16	1.13±0.08	13.09±0.12	−17.87	21.26	19.51	20.57	21.80	1
Mrk 36	B	−25.9	0.47	−0.00	0.51	1.00±0.04	0.44±0.04	16.79±0.15	−13.30	23.39	21.57	22.68	23.66	1
	V	−24.8	0.48	−0.12	0.52	1.07±0.13	0.44±0.03	16.24±0.25	−13.85	22.85	20.92	22.12	23.21	1
	R	−23.8	0.49	−0.10	0.52	1.05±0.08	0.45±0.03	15.87±0.10	−14.22	22.54	20.62	21.81	22.85	1
Mrk 86	B	−21.2	0.91	0.00	1.37	0.94±0.34	1.01±0.19	12.87±0.27	−16.68	22.48	20.80	21.81	23.12	1
	V	−23.7	0.92	0.01	1.36	1.00±0.32	1.03±0.15	12.13±0.20	−17.42	21.83	20.02	21.13	22.42	1
	R	−21.3	0.90	0.00	1.36	1.02±0.26	1.00±0.27	11.59±0.30	−17.96	21.21	19.36	20.50	21.87	1
Mrk 297	B	−86.3	0.71	−0.18	6.31	0.84±0.15	2.92±1.00	14.27±0.31	−19.80	21.35	19.88	20.73	23.55	2
	V	−85.9	0.73	−0.17	5.68	0.65±0.29	3.82±1.07	14.20±0.54	−19.87	21.78	20.73	21.27	22.66	2

Continúa en la siguiente página...

Tabla 4.1 – Continued

Galaxia (1)	Filtro (2)	PA (3)	q (4)	c (5)	$R_{\rm tran}$ (6)	n (7)	$r_{\rm e}$ (8)	$m_{\rm host}$ (9)	$M_{\rm host}$ (10)	$\mu_{\rm e}$ (11)	μ_0 (12)	$<\mu>_{\rm e}$ (13)	$\mu_{\rm tran}$ (14)	Q (15)
Mrk 314	B	14.8	0.77	−0.46	1.51	1.01±0.17	1.34±0.11	14.40±0.11	−17.91	21.71	19.88	21.01	21.96	1
Mrk 324	B	3.75	0.82	−0.15	0.51	1.12±0.23	0.40±0.02	15.83±0.13	−15.92	21.21	19.14	20.46	21.70	1
	V	−14.4	0.88	0.11	0.51	1.12±0.21	0.41±0.05	15.11±0.22	−16.64	20.61	18.54	19.86	21.06	1
	R	−17.5	0.88	0.03	0.51	1.11±0.26	0.44±0.04	14.75±0.18	−17.01	20.41	18.36	19.66	20.68	1
	I	−17.5	0.88	0.03	0.51	1.02±0.24	0.42±0.04	14.38±0.23	−17.38	19.89	18.02	19.16	20.27	1
Mrk 370	B	−14.8	0.79	0.09	1.00	1.04±0.08	1.23±0.05	13.48±0.13	−16.70	23.18	21.28	22.46	22.85	1
	V	−18.4	0.81	0.09	0.92	1.00±0.10	1.22±0.07	12.93±0.10	−17.24	22.53	20.72	21.83	22.10	1
	R	−14.0	0.80	0.08	0.88	1.03±0.14	1.26±0.07	12.46±0.10	−17.71	22.07	20.19	21.35	21.52	1
Mrk 401	B	35.1	0.97	−0.01	1.69	0.49±0.22	2.28±0.10	14.45±0.17	−17.46	23.27	22.56	22.87	22.95	1
	R	−62.5	1.00	−0.12	1.80	0.50±0.17	2.11±0.11	13.81±0.18	−18.10	22.50	21.78	22.09	22.31	1
Mrk 527	B	−65.7	0.68	0.23	1.68	1.04±0.30	2.99±0.35	14.10±0.20	−19.29	21.96	20.06	21.24	21.15	1
	V	−64.5	0.79	0.37	1.95	1.01±0.26	2.81±0.28	13.45±0.20	−19.94	21.33	19.49	20.62	20.77	1
	I	−62.8	0.81	0.31	3.22	1.22±0.32	2.73±0.30	12.13±0.19	−21.26	20.05	17.76	19.26	20.39	1
Mrk 600	B	−45.0	0.53	0.52	0.44	1.56±0.16	0.36±0.03	15.28±0.15	−15.26	21.30	18.27	20.38	21.76	1
	V	−44.1	0.55	0.35	0.42	1.44±0.15	0.39±0.04	14.98±0.13	−15.55	21.20	18.43	20.33	21.38	1
	R	−44.1	0.53	0.48	0.42	1.55±0.12	0.40±0.02	14.74±0.09	−15.79	20.98	17.98	20.08	21.14	1
Mrk 1089	B	39.4	0.70	0.00	3.82	0.77±0.31	4.09±0.63	14.64±0.55	−18.97	22.85	21.54	22.27	22.75	2
	V	44.2	0.68	0.00	3.82	0.67±0.28	3.85±0.58	14.58±0.30	−19.03	22.58	21.48	22.05	22.57	2
	R	51.1	0.64	0.00	3.82	0.92±0.33	2.83±1.42	13.73±0.65	−19.87	21.13	19.49	20.47	21.77	2
Mrk 1090	B	−6.7	1.00	−0.11	1.66	0.84±0.17	1.11±0.10	14.77±0.15	−18.81	20.61	19.15	19.99	21.51	2
	V	−6.5	1.00	−0.12	1.81	0.87±0.14	1.18±0.08	14.69±0.15	−18.89	20.68	19.15	20.04	21.65	2
	R	−10.7	1.00	−0.12	1.66	0.90±0.17	1.17±0.13	14.29±0.16	−19.29	20.26	18.67	19.62	21.04	2
	I	5.7	0.96	−0.19	1.66	0.83±0.08	1.09±0.08	13.80±0.15	−19.78	19.55	18.11	18.94	20.50	2
Tol 0127-397	B	−53.8	0.69	0.23	1.35	1.11±0.19	1.19±0.23	17.35±0.19	−16.57	22.71	20.66	21.97	22.97	1
	V	−50.5	0.67	0.08	1.40	0.94±0.15	1.37±0.20	16.03±0.20	−17.90	21.58	19.90	20.91	21.63	1
	R	−50.8	0.66	0.08	1.55	1.02±0.24	1.40±0.06	15.92±0.21	−18.01	21.56	19.70	20.85	21.75	1
UM 417	B	−19.2	0.50	−0.22	0.39	0.68±0.12	0.71±0.10	18.36±0.16	−14.37	23.29	22.18	22.76	22.62	1
	V	−17.5	0.52	−0.34	0.39	0.49±0.16	0.70±0.09	18.14±0.19	−14.58	22.90	22.20	22.50	22.41	1
UM 462	B	9.8	0.77	0.00	0.92	1.80±0.34	0.51±0.08	15.26±0.28	−15.49	22.31	18.76	21.33	23.70	1
	V	9.0	0.76	0.00	0.80	1.50±0.30	0.50±0.05	15.07±0.26	−15.68	21.98	19.09	21.09	23.04	1
	R	9.3	0.70	0.00	0.79	1.85±0.36	0.67±0.11	14.52±0.13	−16.23	22.09	18.43	21.09	22.43	1

Continúa en la siguiente página. . .

Tabla 4.1 – Continued

Galaxia (1)	Filtro (2)	PA (3)	q (4)	c (5)	$R_{\rm tran}$ (6)	n (7)	$r_{\rm e}$ (8)	$m_{\rm host}$ (9)	$M_{\rm host}$ (10)	$\mu_{\rm e}$ (11)	μ_0 (12)	$<\mu>_{\rm e}$ (13)	$\mu_{\rm tran}$ (14)	Q (15)
I Zw 123	B	−51.1	0.92	−0.26	0.43	1.58±0.20	0.28±0.04	16.02±0.20	−14.47	22.15	19.08	21.23	23.14	1
	V	−52.9	0.89	−0.20	0.43	2.20±0.17	0.25±0.02	15.41±0.14	−15.07	21.43	17.01	20.35	22.69	1
II Zw 33	B	70.2	0.88	−0.68	2.05	1.02±0.38	1.40±0.28	13.23±0.42	−19.58	22.46	20.60	19.59	21.14	2
	V	−22.4	1.00	−0.65	1.90	0.90±0.40	1.43±0.24	12.22±0.46	−20.58	20.52	18.93	18.77	20.01	2
	I	23.5	1.00	1.69	1.90	0.80±0.31	1.65±0.31	11.68±0.51	−21.13	19.64	18.26	18.53	19.40	2
II Zw 40	B	−41.6	0.70	0.00	0.92	0.92±0.21	0.91±0.16	12.57±0.15	−17.36	21.28	19.64	20.62	21.30	2
	V	−44.5	0.61	0.00	0.92	1.29±0.30	1.05±0.15	12.41±0.16	−17.52	21.44	19.00	20.63	21.20	2
	R	−55.1	0.72	0.00	0.70	1.15±0.14	1.25±0.21	11.85±0.17	−18.08	21.37	19.24	20.61	20.38	2
II Zw 70	B	56.2	0.30	−0.71	1.08	1.58±0.28	0.85±0.14	15.98±0.26	−15.43	21.43	18.36	21.50	22.91	1
	V	56.4	0.27	−0.69	1.10	1.07±0.20	0.86±0.19	15.69±0.28	−15.72	22.13	20.17	21.22	22.34	1
	R	55.8	0.29	−0.58	1.02	1.00±0.18	0.91±0.06	15.28±0.23	−16.13	22.00	20.20	20.64	21.83	1
II Zw 71	B	40.1	1.00	−0.84	1.45	1.26±0.11	1.35±0.06	14.83±0.23	−16.59	23.37	21.00	22.63	23.58	1
	V	39.0	1.00	−0.79	1.45	1.31±0.15	1.27±0.07	14.87±0.20	−17.16	23.47	20.98	21.93	23.03	1
	R	39.1	0.90	−0.78	1.45	1.34±0.16	1.15±0.08	14.31±0.22	−17.57	22.66	20.11	21.19	22.52	1
III Zw 102	B	40.0	0.93	0.00	2.45	0.51±0.15	2.32±0.16	13.24±0.18	−18.54	22.19	21.45	21.78	22.28	1
	V	40.5	0.95	0.00	2.82	0.50±0.13	2.41±0.11	12.48±0.15	−19.31	21.53	20.81	21.12	21.80	1
	R	50.5	0.93	−0.03	2.45	0.56±0.19	2.25±0.15	12.03±0.15	−19.75	20.95	20.09	20.50	21.10	1
III Zw 107	B	4.7	0.64	0.43	3.97	1.63±0.65	2.18±0.76	15.26±0.22	−19.20	21.50	18.32	20.57	22.93	2
	V	3.2	0.54	0.94	3.97	1.65±0.53	2.37±0.61	14.68±0.18	−19.78	20.93	17.71	19.99	22.12	2
	R	5.8	0.52	1.29	3.97	1.67±0.65	2.41±0.64	14.88±0.21	−19.58	21.13	17.87	20.19	22.27	2

Notas.− Columnas: (1) nombre de la galaxia; (2) filtro; (3) ángulo de position; (4) cociente de semiejes (b/a); (5) parámetro de forma (boxy/disky); (6) radio de transicion, en kiloparsecs; (7) índice de Sérsic; (8) radio efectivo, en kiloparsecs; (9) magnitud aparente total del *host*; (10) magnitud absoluta del *host*; (11) brillo superficial efectivo del *host*, en mag arcsec^{-2}; (12) brillo superficial central del *host*, en mag arcsec^{-2}; (13) brillo superficial a $R_{\rm tran}$, en mag arcsec^{-2}; (14) brillo superficial medio a $R_{\rm tran}$, en mag arcsec^{-2}; (15) índice de calidad: 1=*ajuste aceptable*, 2=*ajuste no aceptable*; Los parámetros de las columnas (9) – (14) están corregidos por extinción Galáctica según los coeficientes de Schlegel, Finkbeiner, & Davis (1998).

4.1. Ajustes 2D de la muestra: presentación de resultados

De la muestra de 28 BCGs presentada en §1.7, se han extraido y analizado en §3 los ajustes 2D de una submuestra de ocho galaxias, especialmente seleccionadas por la calidad de sus datos. Con ellas se ha mostrado en detalle el funcionamiento de la metodología y se ha analizado su robustez, comparando sus ajustes con modelos 1D. Ahora, presentaremos los resultados de los modelos de Sérsic obtenidos mediante ajustes 2D al *host* de las 20 galaxias restantes de la muestra original de 28 BCGs, utilizando la misma metodología 2D desarrollada en §2 y aplicada con éxito en §3.

En la Tabla 4.1 se incluyen los parámetros de los modelos 2D ajustados a *toda* la muestra de 28 BCGs. Al igual que en la Tabla 3.2 las columnas muestran el nombre de la galaxia y filtro utilizado, el radio de transición de cada ajuste, los parámetros de Sérsic ajustados y aquellos otros parámetros derivados directamente a partir de éstos, como las magnitudes absolutas y brillos superficiales. En este conjunto de galaxias, heterogéneas en sus propiedades y morfologías (ver §1.7), la técnica desarrollada se ha puesto a prueba ajustando imágenes de muy diversa calidad y profundidad. Por ello, a fin de refinar lo más posible el posterior análisis de las propiedades del *host*, en la Tabla 4.1 se ha incluído un parámetro adicional, Q, que evalúa la calidad del ajuste en base a los criterios de consistencia mostrados en §3. Así, los ajustes que fueron evaluados con $Q = 1$ son fiables dentro de los errores esperables según nuestro análisis previo. En cambio, los ajustes que no superaron los criterios de consistencia se indican con $Q = 2$.

En el Apéndice A se presenta un Atlas ilustrativo que incluye imágenes de las 28 galaxias de la muestra presentada en §1.7, los modelos de Sérsic ajustados en los capítulos §3 y §4, y sus correspondientes residuos.

4.1.1. Causas de ajustes de baja calidad ($Q = 2$)

Los criterios de consistencia adoptados para evaluar la bondad de los ajustes han reducido la muestra en un $\sim$28 %. Entre los ajustes calificados con $Q = 2$ identificamos varias causas concretas. En dos objetos el ajuste convergió a modelos que presentaban una luminosidad mayor a la de toda la galaxia, i.e., incluyendo el *starburst* (IIZw 33 y Mrk 1090), y por lo tanto, poco realistas; En cuatro galaxias la región ajustada era demasiado pequeña, i.e., $R_{\rm tran} \gtrsim 2r_{\rm e}$, impidiendo una convergencia estable de los parámetros (Haro 15, Haro 1, Mrk 297 y IIIZw 107). En uno de esos casos, III Zw 107, la contaminación luminosa causada por una estrella de campo superpuesta en el cuerpo de la galaxia hace aun menos estable la solución (ver Fig. 1.15). En los pocos casos restantes donde $Q = 2$, tanto la presencia de una morfología muy compleja (II Zw 40, colas de bajo brillo superficial), como la presencia de vecinos cercanos (Mrk 1089 y Mrk 1090, ambas en el mismo campo) han afectado a la estabilidad de los ajustes, originando soluciones múltiples (i.e., varias soluciones distintas con valores de χ^2_ν muy similares) y por tanto poco fiables.

Es interesante notar que a pesar de que existe realmente una relación entre la calidad y profundidad de los datos y la calidad de los ajustes, se ha encontrado que las galaxias con $Q = 2$ además de ser en su mayoría las más luminosas de la muestra, todas presentan algún signo de interacción o *merging*, o están situadas en entornos de alta interacción (p.ej., grupos de galaxias) según la literatura. Por ejemplo, Mrk 297 es una galaxia luminosa, catalogada

como sistema de galaxias o *merger* por diferentes autores (p.ej., Smith et al., 1996; Israel, 2005); Mrk 1089 y Mrk 1090 son un sistema de galaxias en interacción, miembros del Grupo Compacto de Hickson 31 (Hickson, 1982; Iglesias-Paramo & Vilchez, 1997; Rubin et al., 1990); Haro 15 está catalogada como *merger* avanzado (Mazzarella et al., 1991); Haro 1 referido como par de galaxias (Schneider & Salpeter, 1992); En II Zw 40, su morfología ha sido interpretada como signo de una interacción (Baldwin et al., 1982; Brinks & Klein, 1988) o como *merger* de dos galaxias enanas ricas en gas (Sage et al., 1992; Joy & Lester, 1988; Deeg et al., 1997); y IIZw 33, su morfología también se ha interpretado como una interacción (Méndez et al., 1999).

Este resultado nos sugiere que posiblemente la propia metodología ha permitido detectar objetos a los que no se les puede ajustar adecuadamente debido a ser objetos de morfología compleja y/o situados en entornos de mayor densidad, donde la presencia de vecinos — que a pesar de ser enmascarados en el proceso de ajuste — contaminan el ajuste lo suficiente para impedir que el ajuste supere alguno de los criterios de consistencia. Es probable que con la llegada de códigos 2D que sean capaces de modelar asimetrías (p.ej., GALFIT v.3.0; Peng et al., en preparación) muchas de estas galaxias se puedan ajustar con mayor precisión. Sin embargo, es indispensable contar con observaciones de calidad con mayor profundidad que estas para lograr parámetros estables y, por lo tanto, más fiables que los actuales.

4.2. Análisis de la galaxia anfitriona

A partir de los ajustes 2D, se han estudiado un conjunto de propiedades asociadas a las dos componentes a priori distinguibles en las BCGs: el *host* y el *starburst*. En particular, se han analizado los colores y parámetros estructurales del *host* y los hemos relacionado con luminosidades y tamaños derivados para el *starburst*, así como con propiedades del gas neutro (HI), p.ej., masa y dispersión de velocidades (anchura del perfil de emisión a 21 cm). Se han hallado en algunos casos correlaciones entre ciertos parámetros a partir de ajustes lineales, para los que se ha utilizado la rutina FITEXY de Press et al. (1992), que tiene en cuenta las incertidumbres de los puntos que se ajustan. Las galaxias etiquetadas como dudosas según la fiabilidad de sus parámetros estructurales ajustados (Q=2 en la Tabla 4.1) no se utilizararán en el análisis que se detalla a lo largo de este Capítulo.

En la Tabla 4.2 se presenta un listado con los valores medios y las desviaciones estándar de los parámetros de Sérsic n, $\mu_{\rm e}$ y $r_{\rm e}$ para la muestra de 20 objetos seleccionados por sus ajustes en nuestro estudio. Además, se han agregado para los parámetros $\mu_{\rm e}$ y $r_{\rm e}$ valores medios calculados por diferentes autores en trabajos previos, todos ellos obtenidos a partir de ajustes 1D usando funciones exponenciales ($n = 1$). Comparando los valores medios de $\mu_{\rm e}$ y $r_{\rm e}$, queda en evidencia un cierto acuerdo, dentro de los errores, con los estudios mencionados. Los índices de Sérsic ajustados son, en promedio, ligeramente superiores a uno, evidenciando que en general, el *host* se caracteriza por tener valores bajos de n, no muy lejanos a modelos exponenciales puros. Sin embargo, pequeñas desviaciones en la forma del perfil exponencial como las observadas en varias galaxias hacen que el perfil de Sérsic extrapolado hacia el centro muestre una curvatura más o menos pronunciada en las regiones internas (ver Fig. 2.4), dando así valores del brillo superficial ligeramente menores (esto es, más brillantes) que el que se desprendería de la extrapolación de un perfil exponencial puro.

Tabla 4.2: Valor medio de los parámetros estructurales del *host* de la muestra y comparación con valores medios de otras muestras similares de la literatura.

Parámetro	B	V	R	Ref.
n	1.15 (0.55)	1.12 (0.44)	1.12 (0.45)	*a*
$r_{\rm e}$ [kpc]	1.11 (0.74)	1.05 (0.71)	1.09 (0.60)	*a*
	1.36 (1.23)	1.22 (1.14)	1.19 (0.72)	*b*
	0.84	...	1.06	*c*
	1.10	...	1.25	*d*
	...	0.83	...	*e*
$\mu_{\rm e}$ [mag arcsec^{-2}]	22.59 (0.68)	22.19 (0.75)	21.95 (0.76)	*a*
	23.56 (0.97)	22.92 (0.98)	22.53 (1.02)	*b*
	23.5	...	22.8	*c*
	23.1	...	22.5	*d*
	...	22.8	...	*e*

Notas. Los valores entre paréntesis indican, en cada caso, la desviación estándar de cada parámetro para la muestra. Los valores que faltan para el índice de Sérsic para las referencias *b*, *c* y *d* pueden considerarse como n=1, ya que en esos trabajos el *host* se ajustó siempre mediante un perfil exponencial puro. Referencias: *a*) Este trabajo y Amorín et al. (2008); *b*) Cairós et al. (2001a); *c*) Gil de Paz et al. (2003); *d*) Papaderos et al. (1996a); *e*) Hunter & Elmegreen (2006).

4.2.1. Colores globales

Los colores del *host* se han derivado a partir de los modelos de Sérsic, restando las magnitudes ajustadas ($m_{\rm host}$) de cada filtro considerado luego de corregirlas por extinción[1] galáctica (ver Tablas 1.2 y 4.1). Los *hosts* analizados muestran una gran dispersión en su distribución de colores ($\sim$1 mag). Al inspeccionar su distribución como función de los parámetros estructurales, los colores no muestran correlaciones claras. Sólo se advierte una ligera tendencia a que los *hosts* más rojos correspondan a las galaxias más luminosas.

En la Fig. 4.1 se muestra la distribución de colores de los *hosts* en los diagramas $(B-V), M_B^{\rm host}$ y $(B-R), M_B^{\rm host}$. En ellos, no se encuentra una correlación clara entre color y luminosidad. Sin embargo, y especialmente en el diagrama $(B-R), M_B^{\rm host}$, puede apreciarse la existencia de tres conjuntos de puntos agrupados en colores, que muestran entre sí diferentes luminosidades promedio. Un primer grupo de galaxias se sitúa entorno a la mediana de la muestra (línea discontinua), mientras que en los extremos del diagrama se distinguen otros dos grupos. Hemos llamado "grupo rojo", al conjunto de puntos formado por las galaxias Tol 127,Mrk 86, Mrk 324, Mrk 33, II Zw 123 and IIIZw 102, que muestra colores medios y desviaciones estándar $\langle B-V\rangle$=0.86$\pm$0.26 y $\langle B-R\rangle$=1.29$\pm$0.10. Mientras por otro lado, hemos llamado "grupo azul" al conjunto de puntos que representan a UM 462, UM 417, Mrk 600, Mrk 5, Mrk 401, HL 293B, Cam 0341-404 and II Zw 70. Sus colores medios y desviaciones estándar son $\langle B-V\rangle$=0.30$\pm$0.08 y $\langle B-R\rangle$=0.66$\pm$0.07. En la Fig. 4.1 (izquierda) se han agregado dos barras cruzadas cuyos tamaños indican los valores

[1]Se han utilizado los coeficientes de absorción obtenidos por Schlegel, Finkbeiner, & Davis (1998)

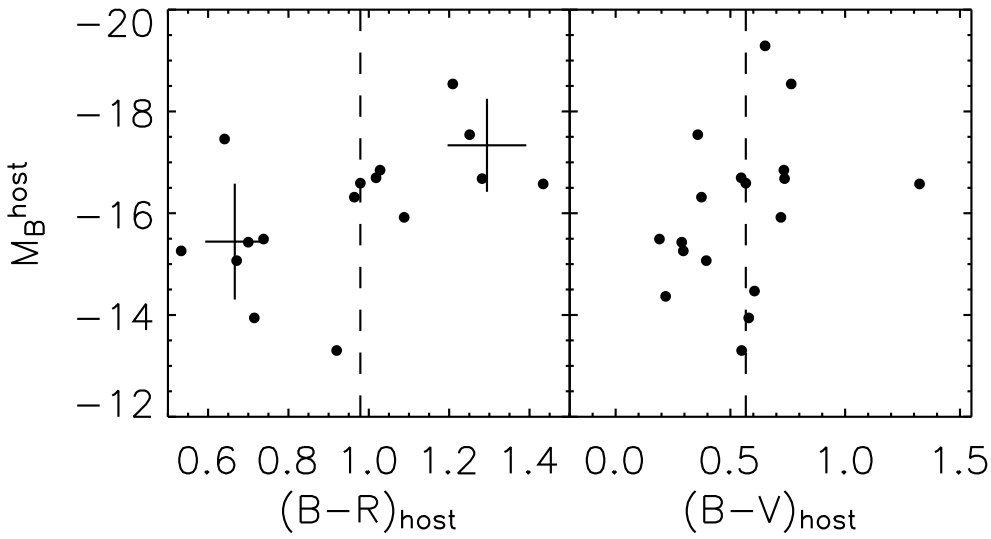

Figura 4.1: Colores $B-V$ (derecha) y $B-R$ (izquierda) colores frente a la magnitud absoluta del *host* en el filtro B. Tomada de Amorín et al. (2008).

medios en color y luminosidad para ambos grupos. Como se puede apreciar, las galaxias del grupo rojo presentan, en promedio, *hosts* más luminosos que las galaxias del grupo azul.

La Fig. 4.2 muestra la comparación entre el color $B-R$ de las BCGs, i.e., derivados a partir de de su fotometría asintótica (ver Cairós et al. 2001a), y el color de sus *hosts* en aquellos casos donde tanto B como R estaban disponibles. La línea continua representa la identidad entre ambos valores. La gran mayoría de galaxias muestran un color $B-R$ mayor al derivado cuando se incluye el *starburst*. Una excepción llamativa es la de Mrk 401, donde la región central enmascarada es $\sim$0.5 mag más roja que el *host* ajustado, probablemente debido a la presencia de un bulbo central (ver Fig. 1.15). Aun así, la presencia de la componente *starburst* hace a la BCG, en promedio, $\sim$0.2 mag más azul.

4.2.2. Parámetros Estructurales

Utilizando los modelos ajustados al *host* de las galaxias de la muestra, se han estudiado posibles correlaciones entre sus parámetros estructurales. En la Fig. 4.3 se presentan los parámetros de Sérsic derivados de los ajustes, n, r_e y μ_e en el filtro B, en función de la magnitud absoluta del *host* (de la Tabla 1.2). Sólo una galaxia (Mrk 33) muestra un índice de Sérsic superior a la tendencia general (ver Tablas 4.1 y 4.2). Aunque la dispersión entre los valores es alta, se obtiene un valor medio aproximadamente constante y cercano a $n\sim1$ en todo el rango de luminosidades, independientemente del filtro analizado o del color de la galaxia.

Aproximadamente la mitad de las galaxias se ajustan bien utilizando un modelo *cuasi* exponencial (n=1). Sin embargo, ninguna de ellas se ajustan correctamente usando un perfil de Sérsic de n=4 (análogo a una *ley* de $r^{1/4}$). La otra mitad de los *hosts* ajustados muestran desviaciones de más de un 30 % con respecto a un perfil de Sérsic de índice $n = 1$. Este último resultado está en cierto acuerdo con los ajustes 1D de Cairós et al. (2001a) sobre la misma muestra. Ellos concluyeron que $\sim$50 % de las galaxias de esta muestra presentan

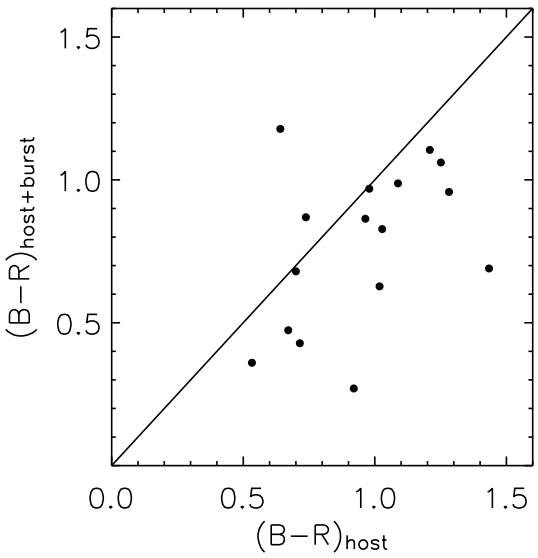

Figura 4.2: Colores $B-R$ de la fotometría integrada (tomado de Cairós et al. 2001b) frente a colores $B-R$ del *host*. Tomada de Amorín et al. (2008).

perfiles radiales complejos (ver su Fig. 2), que no pueden ser bien reproducidos por una única función exponencial ni una ley de $r^{1/4}$. Utilizando el perfil de Sérsic aquí hemos podido encontrar buenos ajustes a dichos perfiles. El haber obtenido, en general, valores de n bajos, i.e., cercanos a 1, sugiere que el *host* de las BCGs se pueda caracterizar mejor como una galaxia de tipo disco que como una de tipo esferoidal.

Como se aprecia en la Fig. 4.3 *b*, al igual que como pasa con n, tampoco se encuentra una relación clara entre $\mu_{\rm e}$ y $M_{\rm host}$. La muestra se extiende en un rango de más de 2 magnitudes de brillo superficial en todo el rango de luminosidades; con un $\mu_{\rm e}$ casi constante. Al graficar μ_0 en lugar de $\mu_{\rm e}$ se obtiene el mismo resultado.

En cambio, en la Fig. 4.3 *c* se muestra que existe una clara correlación entre $r_{\rm e}$ y $M_{\rm host}$. Un ajuste lineal a los puntos nos da,

$$\log(r_{\rm e}) = -0.21(\pm0.01)M_{\rm host} - 0.42(\pm0.14) \tag{4.1}$$

con un índice de Spearman[2] ρ=−0.88. Por lo tanto los *hosts* más luminosos de la muestra son también las extendidos. Para galaxias enanas, incluyendo BCGs, se han encontrado tendencias similares en trabajos previos, tanto en el óptico (p.ej., Vennik et al., 2000) como en el infrarrojo cercano (p.ej., Papaderos et al., 2002; Vaduvescu et al., 2005, 2006).

4.2.3. Luminosidades y tamaños del *starburst* y su *host*

Asumimos en general que la luminosidad total de una BCG proviene exclusivamente de sus dos componentes dominantes, i.e., el *host* (descrito por un perfil de Sérsic) y el

[2] ρ es el índicador estadístico que mide la interdependencia o correlación entre dos variables discretas, interpretándose de igual modo al índice de correlación de Pearson. $\rho\rightarrow\pm1$ indica una correlación positiva o negativa, mientras que $\rho\rightarrow0$ indica que los datos no están correlados, aunque esto no significa necesariamente que sean independientes.

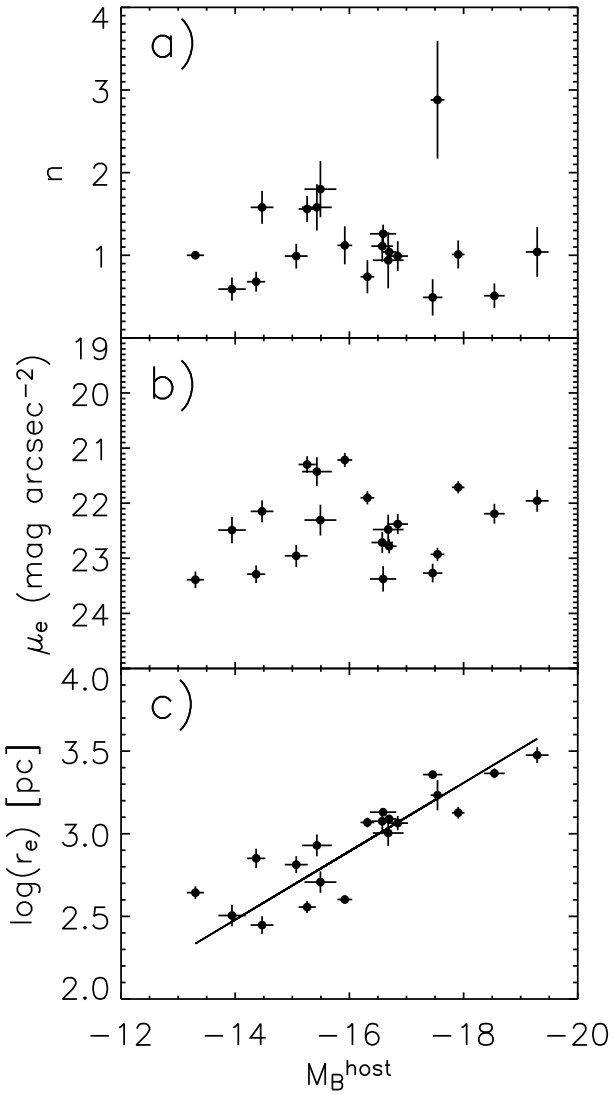

Figura 4.3: (*a*) Índice de Sérsic; (*b*) brillo superficial efectivo; y (*c*) radio efectivo (*abajo*), en función de la magnitud absoluta del *host* en el filtro B. Tomada de Amorín et al. (2008).

starburst (descrito por la diferencia entre el perfil integrado de la galaxia y el perfil del *host*). Así, hemos calculado la luminosidad del *starburst* como $L_{\rm SB}$=$L_{\rm tot}$−$L_{\rm host}$, a partir de la fotometría integrada ($L_{\rm tot}$, tomada de Cairós et al. 2001a) y las magnitudes de los modelos ($M_{\rm host}$=−2.5 log$L_{\rm host}$). Además, adoptamos el radio de transición de los ajustes como un estimador del tamaño promedio del *starburst* en el filtro correspondiente.

En la Fig. 4.4 se muestran diversas correlaciones entre tamaños y luminosidades, tanto del *host* como del *starburst*. La Fig. 4.4 *a* muestra que las magnitudes absolutas de ambas componentes estan bien correlacionadas. Por tanto, las galaxias más luminosas alojan *starbursts* más luminosos. Sin embargo, utilizando fotometría superficial en banda K, Vaduvescu et al. (2006) no encontraron evidencias que indiquen que la intensidad de la formación estelar masiva escale con la masa de la galaxia. Por ello, en la Fig. 4.4 *b* mostramos

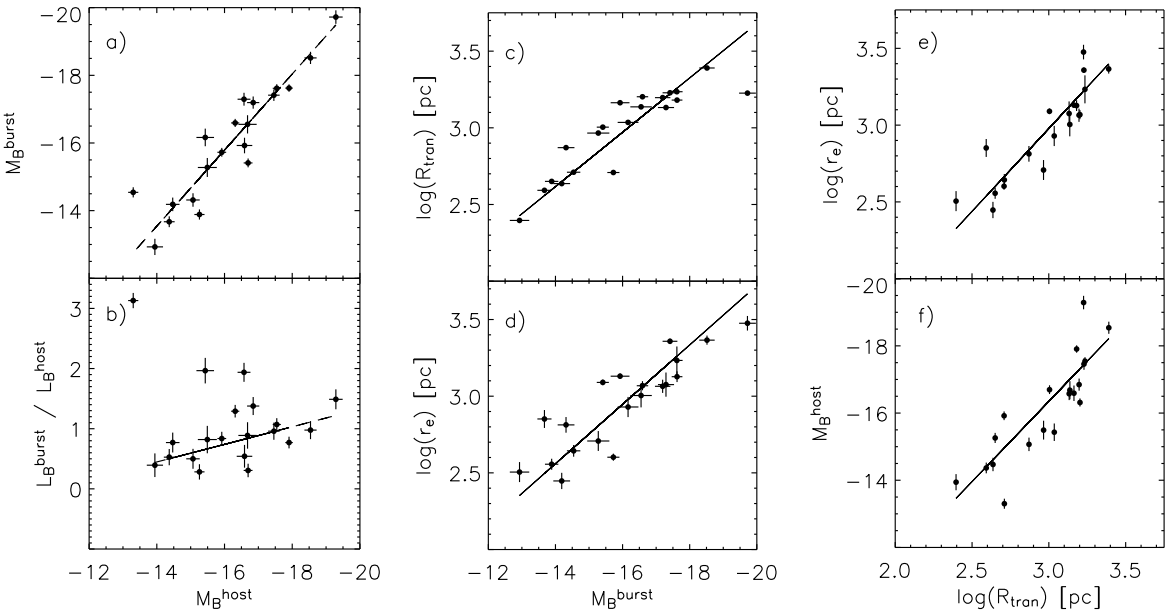

Figura 4.4: Tamaños y luminosidades de dos componentes (*host* + *starburst*) presentes en las BCGs. *a*): magnitud absoluta del *starburst* en el filtro B, y *b*): cociente entre la luminosidad del *starburst* y la luminosidad del *host* en función de la magnitud absoluta del *host* en B. *c*) y *d*): radio de transición y radio efectivo del *host* en función de la magnitud absoluta del *starburst* en B. *e*) y *f*): radio efectivo y magnitud absoluta del *host* en B contra el radio de transicón. Las Líneas sólidas muestran correlaciones lineales a los datos. En b), el ajuste pesado incluye sólo galaxias que cumplen $L_{\rm SB}/L_{\rm host} < 1.8$. Tomada de Amorín et al. (2008).

cómo se relacionan el cociente de luminosidades entre las dos componentes y la magnitud absoluta del *host* en el filtro B. En general no se aprecia una correlación, excepto si sólo consideramos en el ajuste galaxias con $L_{\rm SB}/L_{\rm host} < 1.8$, caso en el que se intuye una ligera tendencia (ρ=0.36) a que en galaxias con *hosts* más luminosos el perfil esté dominado por la luminosidad del *starburst*. A partir de las Figs. 4.4 *a*,*b* no podemos contradecir el resultado de Vaduvescu et al. (2006).

Para nuestra muestra hemos encontrado un valor medio $\langle L_{\rm SB}/L_{\rm host}\rangle$=1.15±0.65, que cae a 0.93±0.5 cuando no se tiene en cuenta Mrk 36, el punto que se aleja de la tendencia general más de 3σ. Esto equivale a decir que, en promedio, cuando la galaxia sufre un episodio de formación estelar intenso, su luminosidad se incrementa en ∼0.77 mag en B. En la literatura hallamos una gran variedad de valores para este valor (p.ej., Drinkwater & Hardy, 1991; Meurer et al., 1992; Taylor et al., 1994; Papaderos et al., 1996b). Nuestros valores confirman los obtenidos por Papaderos et al. (1996b) utilizando una muestra de 12 objetos, algunos de los cuales están incluidos en nuestra muestra.

Por otra parte, en la Fig. 4.4 *d* se muestra un ajuste lineal a la relación entre el radio efectivo del *host* y la magnitud absoluta del *starburst*,

$$\log(r_{\rm e})\ [{\rm pc}] = -0.19\,(\pm 0.01)\,M_B{}^{\rm burst} - 0.15\,(\pm 0.13) \qquad (4.2)$$

indicando claramente que las galaxias con *hosts* más extendidos albergan brotes más luminosos. A su vez, la Fig. 4.4 *c* muestra una clara correlación entre el radio de transición y la

magnitud absoluta en B del *starburst*,

$$\log(R_{\rm tran})\ [\rm pc] = -0.18(\pm0.01){M_B}^{\rm burst} - 0.14(\pm0.09) \tag{4.3}$$

sugieriendo que aquellos *starbursts* más extendidos (mayor $R_{\rm tran}$) serán más luminosos.

Por último, las Figs. 4.4 *e* y 4.4 *f* muestran que el radio efectivo y la magnitud absoluta del *host* están claramente correlacionados con el radio de transición de los ajustes 2D. Esto indica que, en promedio, las BCGs más grandes y luminosas son las que albergan la formación estelar más extendida, y por tanto, más intensa (ver también Fig. 4.4 *c*). Los ajustes lineales son:

$$\log(r_{\rm e})\ [\rm pc] = 1.08(\pm0.03)\log(R_{\rm tran})\ [\rm pc] - 0.26(\pm0.10) \tag{4.4}$$

$${M_B}^{\rm host} = -4.78\,(\pm0.14)\ \log(R_{\rm tran})\ [\rm pc] - 2.00\,(\pm0.43) \tag{4.5}$$

Los índices de Spearman de las correlaciones 4.2, 4.3, 4.4 y 4.5, son ρ=0.89, -0.93, -0.88 y -0.86, respectivamente.

De estas relaciones se desprende que tanto el tamaño promedio como la luminosidad del *starburst* dependen de la extensión de la galaxia, y a su vez, de su luminosidad. Por ello, también se encuentran vinculados $r_{\rm e}$ y $R_{\rm tran}$ con la luminosidad del *starburst*. Este resultado confirma que aunque la formación estelar ocurra en sitios aleatorios de la galaxia, en promedio, su tamaño total depende de la extensión o concentración de la galaxia anfitriona (ver también Papaderos et al., 1996b). Por tanto, a gran escala, ello sugiere que el episodio de formación estelar en estas galaxias está regulado por las galaxias mísmas y no depende significativamente de factores externos. Sería por tanto una *formación estelar autoregulada*.

4.2.4. Contenido Gaseoso

Hemos explorado si existen relaciones entre los parámetros estructurales y los colores del *host* de las BCGs y las propiedades básicas del gas neutro presente en ellas. En nuestra muestra la mayoría de las BCGs disponen de datos de HI en la literatura, i.e., anchuras de línea y masas (ver Tabla 4.3). Con esta información hemos encontrado correlaciones entre el contenido de gas neutro y los tamaños y luminosidades ópticas del *host*.

Staveley-Smith et al. (1992) (ver su Fig. 2) encuentran una correlación entre la luminosidad en B de las BCGs (*hosts+starburst*) y la masa de HI. Utilizando sólamente las luminosidades del *host*, en este trabajo obtenemos correlaciones entre su magnitud absoluta y la masa de HI. En la Fig. 4.5 *a* se muestran ajustes lineales para los filtros B y R

$${M_B}^{\rm host} = -2.34\,(\pm0.07)\ \log\,(\rm M_{HI})\,[\rm M_\odot] + 3.73\,(\pm0.59) \tag{4.6}$$

$${M_R}^{\rm host} = -2.62\,(\pm0.07)\ \log\,(\rm M_{HI})\,[\rm M_\odot] + 5.27\,(\pm0.56) \tag{4.7}$$

con índices de Spearman ρ=-0.88 y -0.75, respectivamente.

Como las magnitudes absolutas y los tamaños del *host* y del *starburst* están correlacionadas, se espera también una correlación entre estos últimos y la masa de HI (ver Fig. 4.3 y 4.4, ver también Staveley-Smith et al., 1992; Campos-Aguilar et al., 1993). En la Fig. 4.5 *b*

Tabla 4.3: Masa y ancho del perfil de HI al 20 % del máximo de emisión en 21 cm, y contenido estelar de las BCGs analizadas.

Galaxia	W_{20}	M_{HI}	M_s/L_B	M_s	M_{HI}/L_B
	[km s^{-1}]	[10^9 M$_\odot$]	[M$_\odot$/L$_\odot$]	[10^9 M$_\odot$]	[M$_\odot$/L$_\odot$]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
HL 293 B	147	0.24	0.47	0.03	5.55
Mrk 5	80	0.13	0.41	0.07	1.07
Mrk 33	181	0.46	2.19	3.55	0.39
Mrk 35	120	0.54	1.15	0.98	0.86
Mrk 36	92	0.02	0.84	0.03	0.79
Mrk 86	110	0.24	2.40	1.75	0.45
Mrk 314	209	2.90	0.09	0.21	1.74
Mrk 324	181	0.27	1.37	0.50	1.01
Mrk 370	163	0.36	1.12	0.83	0.66
Mrk 401	172	0.70	0.38	0.57	0.64
Mrk 600	111	0.33	0.28	0.05	2.27
I Zw 123	124	0.05	1.25	0.12	0.70
II Zw 70	152	0.34	0.45	0.10	2.00
II Zw 71	214	0.76	1.00	0.65	1.53
III Zw 102	207	3.10	1.94	7.87	1.04

Notas.– Columnas: (1) Nombre; (2) Ancho del perfil de HI al 20 % del máximo en intensidad, expresado en km s^{-1}. Datos obtenidos a partir del catálogo RC 3 (de Vaucouleurs et al., 1991), excepto para HL 293B tomado de Thuan & Martin (1981); (3) Masa de HI estimada a partir del perfil de la línea de 21 cm, tomada de Thuan & Martin (1981); (4) Relación masa-luminosidad para los *hosts* de las BCGs (ver texto); (5) Masa estelar estimada a partir de los valores de M/L de (4); (6) Cociente entre la masa del gas (HI) y la luminosidad del *host* en B.

se presenta la correlación hallada entre M_{HI} y r_e para nuestra muestra de BCGs. El ajuste lineal a los datos da

$$\log(r_e)\,[\mathrm{kpc}] = 0.44\,(\pm0.02)\ \log(M_{HI})\,[M_\odot] - 3.80\,(\pm0.15) \tag{4.8}$$

con ρ=0.84. Utilizando un método diferente, esta relación apoya otros resultados de la literatura (ver p.ej., Fig. 3 de Papaderos et al., 1996b). Concluimos a partir de las relaciones encontradas que las BCGs con galaxias anfitrionas más extendidas — y por tanto más luminosas — presentan, en promedio, no sólo *starbursts* más extendidos y luminosos, sino también una mayor cantidad de gas neutro (ver Ec. 4.2).

El cociente entre la masa de HI y la luminosidad del host en B, M_{HI}/L_B, generalmente utilizado en la literatura como estimador de la "riqueza" en gas en galaxias, no depende del tamaño de ambas componentes (ver Ec. 4.6 y 4.8), pero si ligeramente de sus colores. En la Fig. 4.5 *c* se muestra M_{HI}/L_B en función del color $B-R$ del *host*. El ajuste lineal a los datos lleva a una suave correlación

$$\log(M_{HI}/L_B) = -0.77\,(\pm0.25)\,B - R + 0.60\,(\pm0.25) \tag{4.9}$$

donde ρ=0.55. A pesar que los puntos presentan una fuerte dispersión, la Fig. 4.5 *c* sugiere que la fracción de gas de una BCGs depende en cierta medida del color de su *host*. Así, las

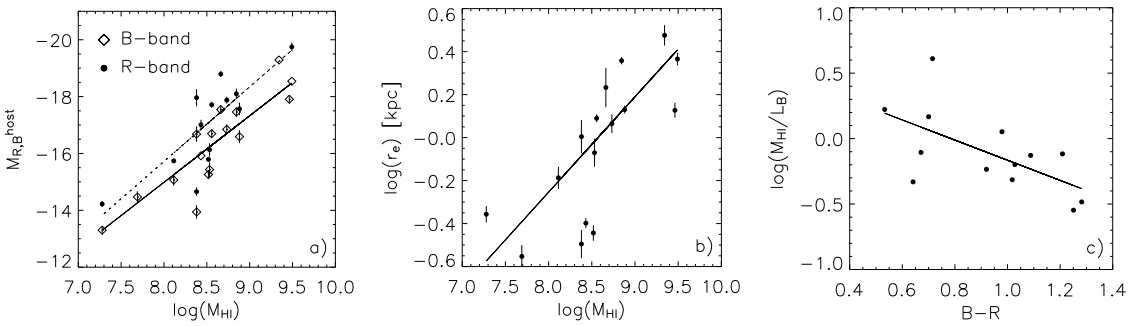

Figura 4.5: Estructura del *host* y contenido gaseoso de la muestra de BCGs. a): B (línea continua) y R (línea discontinua) magnitudes absolutas del *host* contra el logaritmo de la masa de hidrógeno neutro; b): radio efectivo en B contra la masa de hidrógeno neutro; c) cociente entre la masa de HI y la luminosidad del *host* en B contra el color $B-R$ del *host*. Tomada de Amorín et al. (2008)

galaxias subyacentes más azules serían, en promedio, las de BCGs que tienen una mayor cantidad de gas para una luminosidad dada.

4.2.5. Contenido Estelar

Se ha estimado la masa estelar, M_s, de la galaxia anfitriona de las BCGs utilizando las luminosidades derivadas de los modelos de Sérsic ajustados. Para ello hemos tenido que asumir una relación que vincule la masa y la luminosidad. La obtención de relaciones masa – luminosidad (M/L) requiere asumir múltiples hipótesis, introduciendo en general grandes incertidumbres. Sin embargo, nos permite traducir la información fotométrica de nuestros modelos 2D en información dinámica.

En este estudio hemos considerado el cálculo de la masa estelar de cada galaxia utilizando las calibraciones dadas por Bell & de Jong (2001). En ellas, se obtienen valores para el cociente M/L de la galaxia a partir de la variación de dicho cociente con el color de la galaxia. A partir del ajuste de un conjunto de modelos evolutivos espectro – fotométricos para galaxias de disco al conjunto de sus propiedades observadas en galaxias tardías, Bell & de Jong (2001) calibran las relaciones entre M/L y el color (p.ej., $B-R$) asumiendo diferentes modelos evolutivos y distintas funciones IMFs. Entre las posibilidades hemos considerado adecuado adoptar un modelo evolutivo que tiene en cuenta brotes de formación estelar y una IMF de Salpeter modificada (ver detalles en Bell & de Jong, 2001). Sus mejores modelos producen una estrecha correlación entre el logaritmo del cociente masa-luminosidad en el filtro B (M/L) del disco, y su color. Aquí, se han utilizado los colores $B-R$ o $B-V$ del *host* para estimar la masa estelar, M_s, de la población subyacente directamente a través de dichas correlaciones. Incertidumbres en los modelos adoptados, en las prescripciones evolutivas, y en la existencia de polvo son mucho menores (en conjunto del orden de $0.1-0.2$ dex o menos) que las incertidumbres introducidas en M/L a través de la IMF, que asumiendo no varía galaxia a galaxia, puede ser de hasta un factor 2 (Bell & de Jong, 2001). En la Tabla 4.3 se listan los cocientes masa – luminosidad y las masas estelares derivadas.

4.3. La Relación Tully-Fisher y las BCGs

La luminosidad intrínseca L y la velocidad de rotación $v_{\rm circ}$ en una galaxia de tipo disco, están empíricamente relacionadas por la llamada relación Tully – Fisher (TFR; Tully & Fisher, 1977). Esta relación fue derivada originalmente para galaxias espirales brillantes, para las que la relación $\log(L) - \log(v_{\rm circ})$ es lineal. Sin embargo, la TFR ha sido estudiada para otro tipo de galaxias, incluyendo espirales de bajo brillo superficial (Zwaan et al., 1995), enanas tardías, i.e., dIrr-BCDs (Stil & Israel, 1998; Pierini & Tuffs, 1999; Pierini, 1999; Vaduvescu et al., 2005) y galaxias tempranas (De Rijcke et al., 2007). Además, para galaxias ricas en gas, la TFR ha sido generalizada a una relación entre $v_{\rm circ}$ y la masa estelar llamada relación "Tully-Fisher Estelar", o sTFR, y también a otra que incluye un término de masa debida a la componente gaseosa, la llamada relación "Tully-Fisher Bariónica" (gsTFR, McGaugh et al., 2000). Estas relaciones de escala, además de servir para calibrar distancias (p.ej., Watanabe et al., 2001), son utilizadas para estudiar propiedades dinámicas de las galaxias en diferentes entornos y poner restricciones a su evolución (p.ej., Zwaan et al., 1995; Barton et al., 2001; Conselice et al., 2005; Begum et al., 2008). En este trabajo hemos analizado e interpretado la posición de la galaxia anfitriona de las BCGs estudiadas en la relación Tully – Fisher.

Para situar a las BCGs en los planos $L_{\rm B}$−log($\rm v_{circ}$), $\rm M_s$−log($\rm v_{circ}$) y $\rm M_{g+s}$−log($\rm v_{circ}$), hemos utilizado la velocidad circular y la masa de HI de las galaxias de la muestra para las que existen datos en 21 cm (ver Tabla 4.2). En el eje vertical de dichas relaciones hemos utilizado las luminosidades del *host* en el filtro B — y sus correspondientes incertidumbres — extraídas de los ajustes 2D (Tabla 4.1), así como la masa estelar correspondiente al transformar sus luminosidades mediante los cocientes masa – luminosidad descritos previamente (Tabla 4.3).

En la Fig. 4.6 se presentan las tres relaciones Tully – Fisher estudiadas: TFR (Fig. 4.6 *a*), sTFR (Fig. 4.6 *b*) y gsTFR (Fig. 4.6 *c*). Se incluyen ajustes lineales a los datos teniendo en cuenta las incertidumbres en la luminosidad, masas y en la velocidad. Como calibración de referencia para cada una de las relaciones se ha utilizado la relación Tully – Fisher (luminosa, estelar y bariónica) para galaxias de disco tardías publicadas por De Rijcke et al. (2007), que aquí se muestran mediante líneas discontinuas. Los niveles $\pm 1\sigma$ a estas relaciones se muestran en cada plano usando bandas grises. Los objetos utilizados por De Rijcke et al. (2007) para calibrar dichas relaciones son un conjunto numeroso de galaxias tardías que incluye diversas muestras utilizadas previamente en la literatura, como las de Geha et al. (2006) y McGaugh et al. (2000). Para nuestras galaxias, las velocidades circulares han sido calculadas como

$$v_{\rm circ} = W_{\rm R}/2 \tag{4.10}$$

donde $W_{\rm R}$ es el ancho de la línea de 21 cm del hidrógeno neutro al 20 % de su máximo de emisión, W_{20} (ver Tabla 4.2), después de ser corregida por inclinación y movimientos aleatorios (también llamados turbulentos), siguiendo las prescripciones de Bottinelli et al. (1983) y Pierini (1999)

$$W_{\rm R} = (W_{20}/\sin(i)) - \Delta W \tag{4.11}$$

Además de considerar la Ec. 4.11, hemos comprobado las diferencias exitentes al seguir el tratamiento planteado por Tully & Fouque (1985), sustrayendo los movimientos turbulentos mediante cuadratura (ver su Ec. 12). Nuestros resultados muestran diferencias entre ambos formalismos menores en cualquier caso a las incertidumbres típicas en las anchuras observadas (hasta 3 km s^{-1}).

El término $\sin(i)^{-1}$ corresponde a la correción por inclinación, que hemos obtenido siguiendo el formalismo planteado para galaxias enanas por Staveley-Smith et al. (1992)

$$\sin(i)^2 = 1 - \frac{q^2 - (0.65\ q - 0.072\ q^{3.9})^2}{1 - (0.65\ q - 0.072\ q^{3.9})^2} \tag{4.12}$$

donde q es el cociente de semiejes observado. En nuestro caso hemos utilizado los valores ajustados en §4.1 (ver Tabla 4.1). La corrección debida a la dispersión de velocidades, ΔW, se obtuvo siguiendo el procedimiento detallado por Bottinelli et al. (1983), bajo la hipótesis de suponer una distribución de velocidades puramente Gaussiana (ver tambien Pierini, 1999),

$$\Delta W = 3.78 \left(1.5\ /\ \left(2.25 - 1.25\ \sin^2(i)\right)\right)^{1/2} \sigma_z \tag{4.13}$$

donde σ_z es la dispersión de velocidades a lo largo del eje perpendicular al plano de rotación (eje z). Se ha adoptado un valor fijo σ_z=5 km s^{-1}, adecuado para galaxias enanas según trabajos previos de la literatura (p.ej., Stil & Israel, 1998; Staveley-Smith et al., 1992; Pierini, 1999). Las incertidumbres correspondientes a las velocidades circulares se estimaron a partir de aquellas determinadas por las medidas de W_{20} ($\sim$ 5 – 12 km s^{-1}).

En la Fig.4.6 *a* presentamos la TFR correspondiente a las BCGs según los modelos de Sérsic ajustados al *host*. Comparándola a la TFR calibrada por De Rijcke et al. (2007) para espirales tardías, la relación ajustada para las BCGs muestra una pendiente ligeramente superior. El ajuste lineal a nuestros puntos muestra que los *hosts* se desvian sistemáticamente de la relación seguida por las galaxias espirales extrapolada a bajas luminosidades ($\log(L_{\rm B}) \lesssim 8.5$). Por lo tanto, nuestras galaxias muestran una velocidad circular mayor a la que le correspondería por su luminosidad, o bien, una luminosidad superior a la esperada de seguir la TFR para discos espirales. En este trabajo encontramos que algo más del 50 % de las BCGs están claramente por debajo del nivel 1σ de la TFR para espirales.

La posibilidad de que las galaxias de baja luminosidad no sigan exactamente la misma TFR que galaxias de disco más luminosas ha sido discutida en la literatura, considerándose una posible evolución tanto en luminosidad como en la dispersión de velocidades para las galaxias que se desvían sistemáticamente de la TFR, básicamente galaxias enanas (ver p.ej., Stil & Israel, 1998). Por ejemplo, Pierini (1999) muestra que la distribución de galaxias enanas con velocidades de rotación y de dispersión comparables en el plano $L_{\rm B}$−$\log(\mathrm{v_{circ}})$ es consistente con la TFR de sistemas más luminosos, mientras que las enanas soportadas mayormente por rotación son menos luminosas con respecto a las galaxias de disco tardías menos luminosas (las que pueblan la parte inferior de la TFR) de igual velocidad circular.

En la Fig. 4.6 *b* presentamos la relación Tully-Fisher estelar mientras que en la Fig. 4.6 *c* presentamos la relación Tully-Fisher bariónica para la muestra de BCGs estudiada (ajustes sobre puntos negros). En ambas figuras se muestran las mismas relaciones para las espirales tardías de De Rijcke et al. (2007) (líneas discontinuas). Se puede notar que la dispersión de

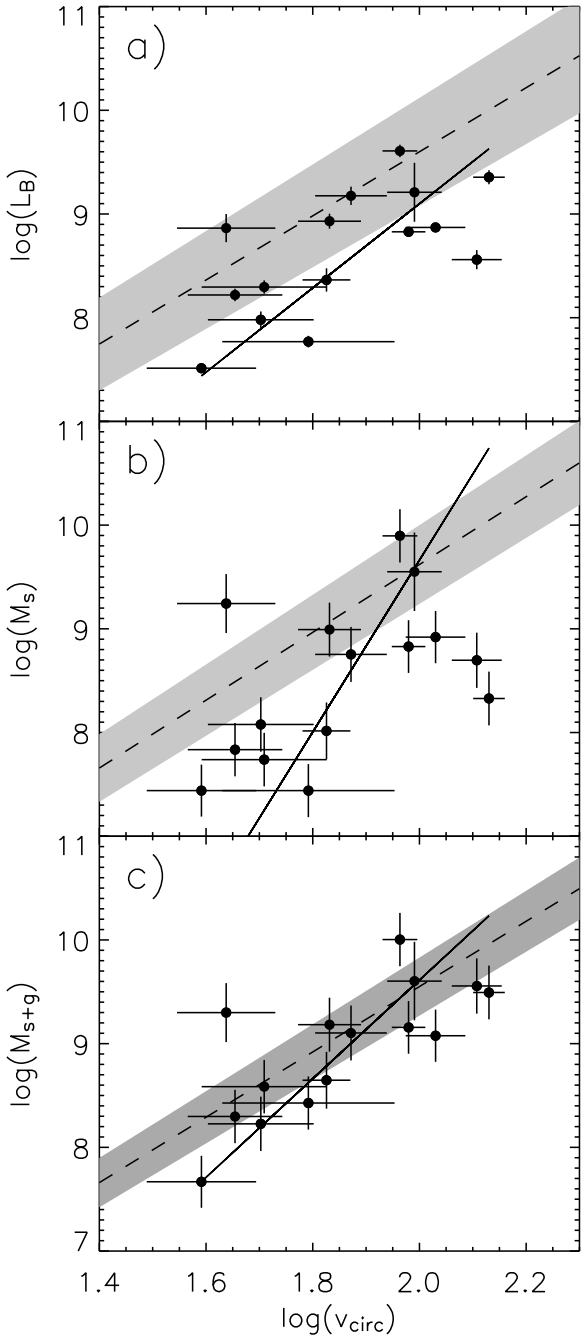

Figura 4.6: Relaciones Tully-Fisher para el *host* (puntos). (*a*): TFR, luminosidad del *host* en B en función de la velocidad circular del gas. (*b*): sTFR, la masa estelar de la galaxia en función de la velocidad circular del gas. (*c*): gsTFR, masa bariónica (HI gas+ masa estelar) en función de la velocidad circular del gas. Las líneas continuas muestran los ajustes lineales a los respectivos datos, TFR, sTFR y gsTFR, para la muestra de BCGs analizadas. Las líneas discontinuas indican ajustes lineales a las relaciones TFR, sTFR y gsTFR, para galaxias de tipo disco tardías (tomado de De Rijcke et al., 2007). El área definida por la banda gris indica el nivel 1σ de dichas relaciones. Las barras de error se discuten en el texto (§4.1.3 y §4.1.4). Tomada de Amorín et al. (2008)

la relación para las espirales se reduce en ambos casos. Para las BCGs, en cambio, la sTFR presenta mayor dispersión que la TFR, mientras que al considerar la gsTFR, la dispersión se reduce significativamente.

En la sTFR, el ajuste de los puntos — pesado por sus incertidumbres — muestra que la componente estelar de las BCGs presenta una pendiente aun más pronunciada que al considerar únicamente su luminosidad en la TFR. Como consecuencia, la sTFR se desvía aun más con respecto a la sTFR de galaxias espirales. Es interesante notar, sin embargo, que la desviación sistemática se reduce al agregar la masa de HI, esto es, al ajustar la gsTFR. A pesar de ello, el ajuste sigue mostrando que las galaxias de menor masa se desvían sistemáticamente de la relación seguida por las galaxias espirales masivas. En promedio, $\sim$50 % de las BCGs poseen una masa inferior al valor predicho por la gsTFR de las espirales en un factor $\sim$0.4 dex. Introducir un factor multiplicativo de 1.36 para incluir la presencia de Helio no explica la diferencia, siendo además inconsistente con la calibración para espirales, donde no se lo tiene en cuenta.

Por lo tanto, si las BCGs son galaxias de disco — como parecería sugerir su estructura — y siguieran relaciones de escala similares a las galaxia de disco más masivas entonces esta diferencia podría explicarse como resultado de una pérdida de bariones mediante algún mecanismo a lo largo de su evolución. De Rijcke et al. (2007) encuentran resultados similares en una muestra de galaxias tempranas, mayoritariamente dEs del cúmulo de Virgo, atribuyendo su diferencia promedio con la gsTFR de galaxias tardías a una pérdida de gas, en su caso por su caída en el cúmulo (*"ram – pressure stripping"*). Sin embargo, en galaxias ricas en gas y relativamente aisladas como las BCGs de nuestra muestra, una pérdida significativa de gas es difícil, incluso teniendo en cuenta la acción de los vientos originados en los cúmulos estelares jóvenes que en ellas se están formando (Legrand et al., 2001). Una explicación más favorable podría estar en el hecho de que se tratara de galaxias que muestren mecanismos de formación estelar menos eficientes que los de galaxias de disco más masivas (ver p.ej., Warren et al., 2007).

4.3.1. Discusión sobre la TFR

En la literatura se ha estudiado, especialmente en el régimen de baja masa, las desviaciones de la TFR observadas. Sus residuos, esto es, la diferencia entre los puntos observados en el plano $L_{\rm B}-\log(\rm v_{circ})$ (y análogamente en la sTFR y gsTFR) y la calibración hecha para las espirales tardías luminosas, han sido estudiados a fin de analizar posibles fuentes de error sistemático en algunos de los parámetros que juegan algun papel en la TFR (p.ej., Stil & Israel, 1998; Pierini & Tuffs, 1999; Pierini, 1999; Pisano et al., 2001; Begum et al., 2008).

Recientemente, Warren et al. (2007) han estudiado la eficiencia en la formación de estrellas de galaxias enanas ricas en gas, principalmente dIs y LSBGs. Estas galaxias, que presentan cocientes entre masa de gas y luminosidad óptica grandes, $\rm M_{HI}/L_B>1$, siguen la misma tendencia que las galaxias de disco gigantes, de menor cociente $\rm M_{HI}/L_B$, en la gsTFR. Sin embargo, cuando se tiene en cuenta la sTFR las enanas ricas en gas tienden a ser significativamente menos masivas, para una dada velocidad de rotación, que las galaxias de disco brillantes. Warren et al. (2007) concluyeron que la cantidad de masa bariónica en sus galaxias enanas ricas en gas es normal, pero son sin embargo deficientes en estrellas.

Varias BCGs de la muestra que hemos analizado son ricas en gas, i.e., muestran cocientes $M_{HI}/L_B > 1$ (ver Tabla 4.3). Nos hemos preguntado por tanto si existiría alguna dependencia entre M_{HI}/L_B y su desviación de las relaciones Tully – Fisher. Así, en las Figs. 4.7 *a* y 4.7 *b* se han graficado en círculos negros los residuos de la sTFR y gsTFR, respectivamente, en función del cociente M_{HI}/L_B para nuestras BCGs. Además, a partir de sus velocidades y luminosidades hemos calculado la masa estalar que les correspondería a los *hosts* de seguir la TFR de las galaxias tardías de disco ajustadas por De Rijcke et al. (2007). De esta forma hemos calculado un nuevo residuo restando dichas masas a las que corresponden a la sTFR para la misma v_{circ}, y los hemos superpuesto en la Fig. 4.7 *a* utilizando círculos abiertos. El mismo procedimiento se ha seguido para los residuos de la gsTFR, superponiéndolos en la Fig. 4.7 *b* también mediante círculos abiertos. Por tanto, los residuos representados con círculos abiertos asumen que los *hosts* poseen la misma luminosidad a una velocidad dada que, por ejemplo, una galaxia espiral brillante.

Lo que se encuentra es que las desviaciones de la masa estelar de los *hosts* con respecto a la sTFR está correlacionada con el cociente — independiente de la distancia — M_{HI}/L_B (Fig. 4.7 *a*), aun si las BCGs siguieran la misma TFR que las espirales tardías. Por el contrario, la correlación desaparece al tener en cuenta los residuos de la gsTFR, esto es, al añadir la masa de gas. Además, en el caso en que los *hosts* siguieran la sTFR que ajusta De Rijcke et al. (2007) para espirales tardías (i.e., tuvieran un contenido estelar acorde a su velocidad de rotación) entonces sus residuos serían practicamente nulos en la gsTFR, y tanto su contenido en gas como su cantidad de bariones sería el normal para galaxias de disco más luminosas.

Este resultado sugiere que, en promedio, las BCGs tienden a un contenido bariónico normal, donde las galaxias estan cerca de la gsTFR para galaxias normales, y con algunas que quedan por debajo de la gsTFR son objetos que, si bien puedan haber perdido una pequeña parte de su gas por vientos o efectos del entorno, han tenido o tienen una eficiencia de formación estelar más baja de lo normal para galaxias de disco. La cantidad de estrellas que muestran es insuficiente para llegar a la masa que les correspondería para su velocidad de rotación si fueran galaxias de disco brillantes. Esta deficiencia en estrellas tiende a ser particularmente más pronunciada en aquellas galaxias más ricas en gas, i.e., aquellas con mayor M_{HI}/L_B. Además, estas galaxias son, en promedio, las que presentan *hosts* más azules (ver Fig. 4.5 *c*), y por lo tanto, se identifican más con las galaxias analizadas por Warren et al. (2007), clasificadas en su mayoría como dIs.

4.4. Conexiones evolutivas entre BCGs y otras clases de galaxias enanas

Como ya se ha ilustrado en la introducción de la Memoria (§1), uno de los aspectos más interesantes al estudiar la galaxia anfitriona de las compactas azules reside en analizar si sus propiedades permiten dar pistas de una posible conexión evolutiva entre las BCGs y otros tipos de galaxia enanas. En particular, un primer paso para estudiar posibles escenarios evolutivos es analizar y comparar la estructura y colores de los *hosts* con la de las otras clases de galaxias enanas, como dIs y dEs, ya que esto permite imponer restricciones a los posibles escenarios.

En las últimas décadas se han propuesto y discutido en la literatura diversos escenarios que conectan las distintas clases de galaxias enanas a través de sus propiedades observadas,

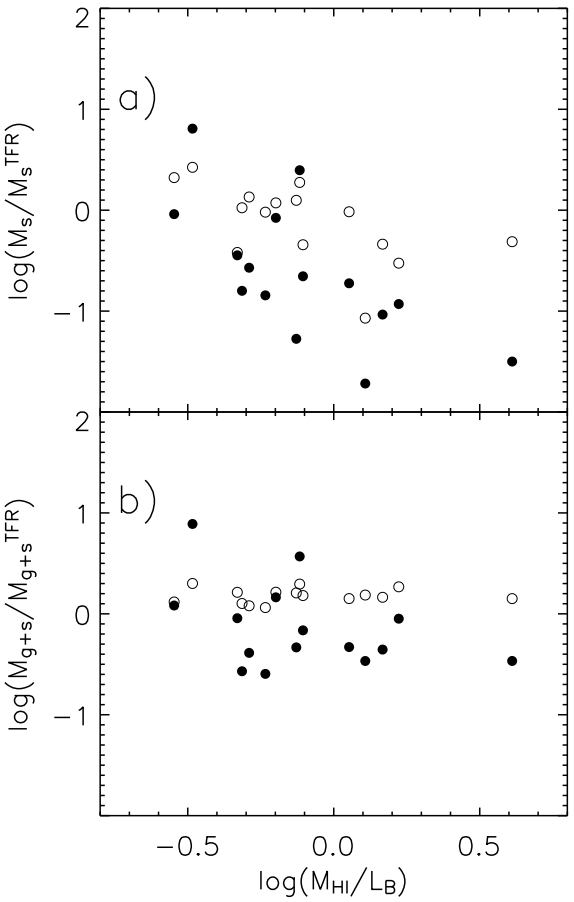

Figura 4.7: Desviaciones de las relaciones Tully-Fisher estelar y bariónica. *a)* Cociente entre la masa estelar del *host* y la masa estelar esperada a través de la sTFR, y *b)* cociente entre la masa bariónica del *host* y la esperada a través de la gsTFR, ambas en función del cociente entre la masa de HI y la luminosidad total en B (ver detalles en el texto). Tomada de Amorín et al. (2008)

a partir de estudios que abarcan diversos rangos espectrales y herramientas de análisis (Bergvall & Östlin, 2002). Algunos estudios (p.ej., Thuan, 1985; Davies & Phillips, 1988) han sugerido que las BCGs podrían formar parte de una evolución que conecte a las dIs, ricas en gas, y a las dEs, pobres en gas. La idea se resume en que las dIs evolucionarían a partir de repetidas fases donde se verían como BCGs, hacia las dEs, agotando todas sus reservas de gas mediante la formación de estrellas masivas en violentos brotes de corta duración. Algunas similitudes halladas entre dIs y BCGs han contribuído a que esta idea ganara peso. Entre ellas, se encuentran los parecidos en los colores NIR (Thuan, 1985), en las propiedades del gas neutro (Staveley-Smith et al., 1992), y en la distribución espacial (Pustil′nik et al., 1995). Además, algunos estudios han encontrado evidencias de que los parámetros estructurales de las BCGs poseen ciertas similitudes con los de las dIs (p.ej., Cairós, 2000; Bergvall & Östlin, 2002).

Sin embargo, las BCGs presentan una gran diversidad en sus propiedades que genera, por ejemplo, que mientras BCGs y dIs en el cúmulo de Virgo parezcan ser dinámica y

estructuralmente similares (Vaduvescu et al., 2006), haya otras BCGs que sean compatibles, a través de sus colores y parámetros estructurales, con la posibilidad de que sean enanas elípticas experimentando un brote de formación estelar. Este es el caso del $\sim$15 % de la muestra de BCGs de Gil de Paz et al. (2003a), para la que se encuentra que las BCGs con *hosts* más rojos ($B-R \gtrsim 1$ mag) muestran propiedades estructurales similares con las de las dEs.

En contraste, las restricciones impuestas por las diferencias sistemáticas encontradas entre sus radios de escala y brillos superficiales, han llevado a algunos autores a sugerir que una evolución entre BCGs y dIs o dEs sólo sería posible si el *host* de las primeras era capaz de modificar su estructura drásticamente (p.ej., Papaderos et al., 1996b; Cairós, 2000). Recientemente, una comparación exhaustiva entre las propiedades estructurales de las dIs-LSBGs y BCGs llevada a cabo por Hunter & Elmegreen (2006) sobre un número elevado de objetos contribuyó a reforzar este argumento. Por otra parte, además de la estructura óptica/NIR, la dinámica del gas observada en galaxias enanas ha puesto también fuertes restricciones a una posible evolución entre BCGs y dEs tras el cese de su *starburst* (ver también van Zee et al., 2001b).

En este trabajo de Tesis hacemos una aportación fundamental basada en una determinación más precisa de los parámetros estructurales del *host* en una muestra relativamente grande de BCGs. De este modo, los elementos para discutir posibles escenarios evolutivos resultan más fiables. En particular, hemos investigado cómo se relacionan los parámetros estruturales del *host* con aquellos de otros tipos de galaxias en diagramas construídos a partir de los parámetros de Sérsic.

Vínculos a partir del análisis de la estructura del *host*

Las Figs. 4.8 *a*, 4.8 *b*, y 4.8 *c* muestran diagramas donde el brillo superficial central (μ_0), radio efectivo ($r_{\rm e}$), e índice de Sérsic (n) se grafican como función de $M_{\rm host}$ en el filtro B. Se han añadido también datos de otros tipos de galaxias: con triángulos se indican las galaxias tempranas más masivas, E/S0 (tomadas de Caon et al., 1993; D$'$Onofrio et al., 1994); con cruces rojas se indican las galaxias enanas tempranas, dEs de Virgo (tomadas de Binggeli & Jerjen, 1998) y de Coma (tomadas de Graham & Guzmán, 2003); con diamantes verdes se indican las enanas tardías, dIs aisladas (tomadas de van Zee, 2000); y con puntos pequeños se muestran los modelos de Graham (2003) para los discos de la muestra de 36 espirales de de Jong & van der Kruit (1994). Como ya se mostró en la Fig. 4.3, el brillo superficial central y el índice de Sérsic de los *hosts* tienen valores casi constantes en el todo el intervalo de luminosidades estudiado ($-13 \gtrsim M_{\rm B} \gtrsim -19$), tendencia en promedio diferente a la observada en las muestras de galaxias tempranas, dEs y Es, pero similar a las mostradas por galaxias tardías, como dIs y discos espirales. Sin embargo, al inspeccionar los valores medios en todo el rango de magnitudes absolutas (ver Figs. 4.8) se encuentran claras diferencias, especialmente entre BCGs y dIs. El brillo superficial central en B y el radio efectivo medio para los *hosts* de las BCGs son 20.28$\pm$0.92 mag y 1.11$\pm$0.74 kpc, respectivamente; dos magnitudes más brillantes y un factor 2 más concentradas que las dIs aisladas analizadas por Van Zee (para las que $\langle\mu_{0,\rm B}\rangle$=22.27$\pm$0.92 mag y $\langle r_{\rm e}\rangle$=2.25$\pm$1.72 kpc). A pesar de utilizar técnicas diferentes para derivar los parámetros estructurales de las galaxias, las diferencias en la estructura de BCGs y dIs mostradas aquí apoyan la idea presentada por

estudios previos como los de Papaderos et al. (1996b) o Hunter & Elmegreen (2006): *si las dIs evolucionan en dEs a través de un número de fases como BCGs, el* host *debe sufrir cambios substanciales en su estructura*. En particular, su galaxia anfitriona debe sufrir un proceso de expansión que le permita disminuir su brillo superficial y compacidad.

Vínculos a partir del análisis del color del *host*

Por otra parte, se ha mostrado en §4.2.1 que, basados en los colores globales del *host*, se pueden diferenciar a grandes rasgos dos grupos de *hosts* ("rojo" y "azul") con colores alejados de la mediana de la muestra. Los colores de las galaxias del grupo "rojo" ($\langle B-V\rangle$=0.86±0.26 y $\langle B-R\rangle$=1.29±0.10) son muy similares, en promedio, a los colores derivados para dEs. Por ejemplo, van Zee et al. (2004a) derivan $\langle B-V\rangle$=0.77 y $\langle B-R\rangle$=1.26 para una muestra de dEs del cúmulo de Virgo. También resultan muy similares a los *hosts* más rojos encontrados por Gil de Paz & Madore (2005) ($\sim$ 15 %) de su muestra de 115 BCGs. Además, y al igual que para dicho estudio, la morfología de nuestro grupo "rojo" de BCGs — caracterizada en general por ser regular y elíptica en las partes externas — sugiere la idea de que podrían estar vinculadas evolutivamente con las dEs.

En contraste, el grupo de *hosts* de BCGs que se ha denominado "azul" muestra colores medios $\langle B-V\rangle$=0.30±0.08 y $\langle B-R\rangle$=0.66±0.09, que resultan muy similares a los colores medios típicos obtenidos para dIs. Por ejemplo, para la extensa muestra de dIs aisladas de van Zee (2000), se tiene que $\langle B-V\rangle$=0.42. Interesante es también ver que varias de nuestras galaxias más azules poseen una morfología irregular en sus regiones externas (p.ej., Mrk 600, I Zw 70, o Cam 0341-404), sugiriendo un parecido mayor con las dIs.

Aunque los *hosts* de las BCGs muestren claras diferencias en sus parámetros estructurales con respecto a los medidos para dIs y dEs, una inspección más individualizada de sus propiedades nos dice que en el amplio rango de valores posibles de los parámetros, morfologías y colores, este tipo de análisis no puede por si mismo excluir la posibilidad de que alguna galaxia de la muestra genérica de BCGs — y en general, del "zoo" que conforman las BCGs — pudiera estar conectada evolutivamente con las familias de galaxias clasificadas como dIs y dEs. En particular, las BCGs con *hosts* más rojos, que muestran morfologías de menor irregularidad en sus partes externas, albergando una formación estelar más concentrada en la zona central (BCGs nucleadas o nE, ver §1.3), podrían estar vinculadas con una buena parte de las galaxias clasificadas como dEs. Probablemente, aquellas definidas como dEs nucleadas y las dEs de Virgo que presentan "centros azules", estudiadas en detalle sobre una muestra completa por Lisker et al. (2006a), podrían ser candidatas a haber sido alguna vez BCGs. Sin embargo, para dar fuerza a esta hipótesis es necesario llevar a cabo un estudio dedicado exclusivamente a la comparación directa, con datos homogéneos y utilizando las mismas técnicas, a fin de comparar en forma justa y rigurosa ambos tipos de galaxias. Como veremos en §6.2, eso será parte de un extenso estudio para el que estamos dando los primeros pasos.

Vínculos a partir de la dinámica de la galaxia

Por último, hemos explorado si existen diferencias apreciables en la localización de las BCGs, dIs y dEs en el diagrama Tully-Fisher, y para ello hemos reproducido un excelente

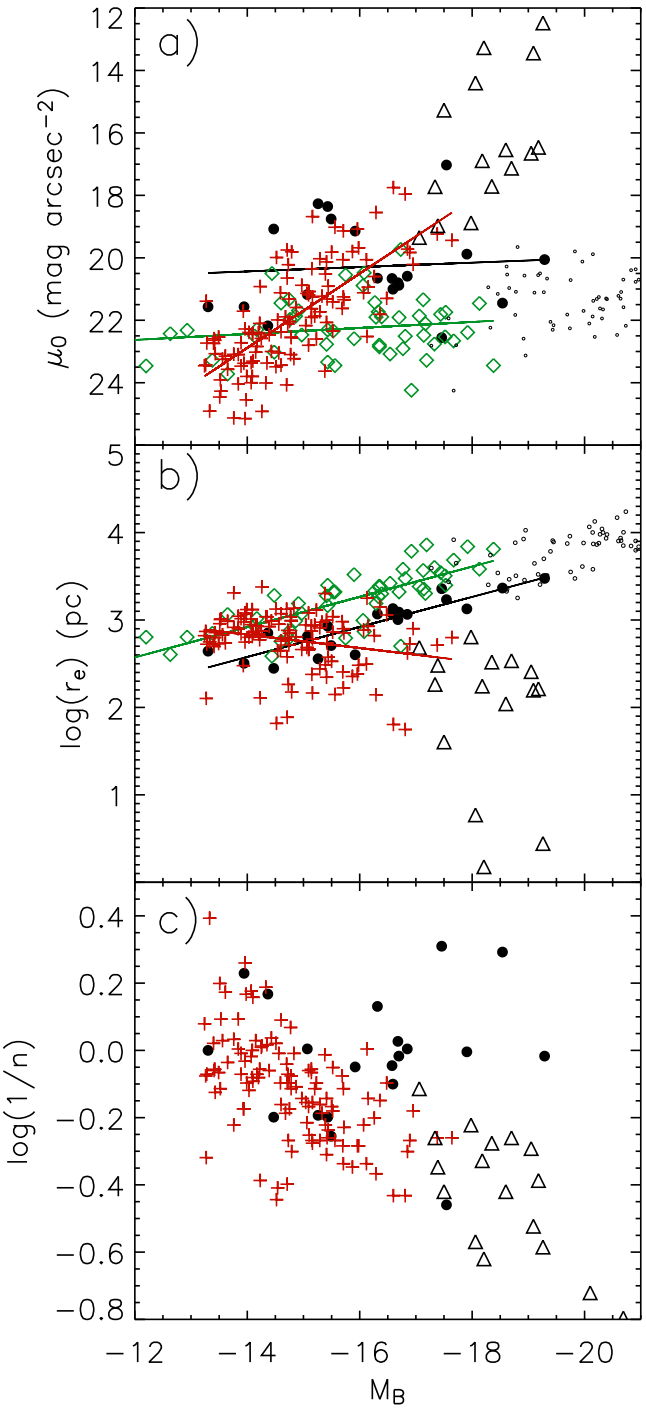

Figura 4.8: (*a*) Brillo superficial central, (*b*) radio efectivo, y (*c*) índice de Sérsic en función de la magnitud absoluta en $B-$. Líneas y círculos negros representan los datos y sus ajustes para el *host* de las BCGs. Los diamantes y líneas verdes, asi como las líneas y cruces rojas muestran los datos y ajustes de galaxias tipo dI y dE, respectivamente. Los triángulos muestran datos de galaxias E-S0, mientras que los puntos pequeños representan datos para discos espirales. Tomada de Amorín et al. (2008)

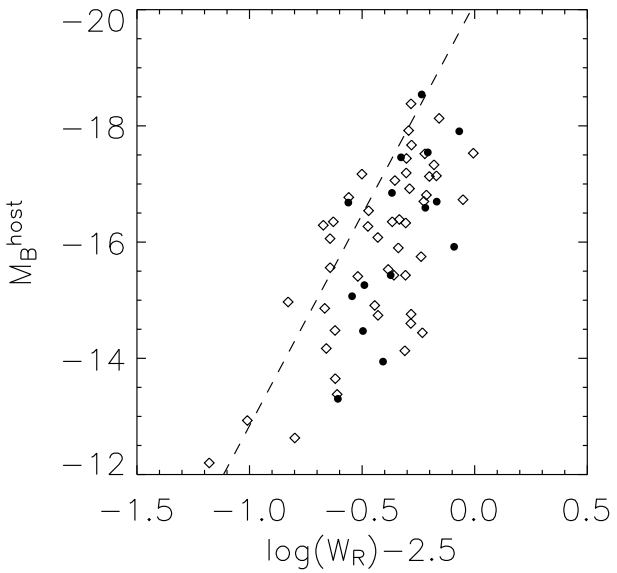

Figura 4.9: Magnitud absoluta en $B-$ contra el ancho de la línea de 21 cm. para la muestra de BCGs (black dots) y para una muestra de galaxias enanas irregulares (dIs) aisladas, analizadas por van Zee (2001a). La línea discontinua indica la relación Tully-Fisher para las galaxias espirales derivada por Tully & Pierce (2000). Tomada de Amorín et al. (2008)

ejemplo de la literatura. Estudiando las curvas de rotación de una muestra de 16 galaxias dEs que mostraban signos claros de rotación en sus espectros ópticos, van Zee et al. (2004b) argumentó que éstas mostraban grandes similitudes en sus relaciones de escala con dIs aisladas. En particular, ambos tipos de enanas coexisten en la misma posición en el plano luminosidad – ancho de HI (L_B – W_{20}, ver su Fig. 6).

Aquí, en la Fig. 4.9 hemos reproducido la figura de van Zee et al. (2004b) a excepción de no haber pintado los puntos correspondientes a las dEs[3], básicamente inmersos en la "nube" de galaxias dIs. La Fig. 4.9 muestra mediante una línea discontinua el ajuste de la TFR derivado por Tully & Pierce (2000) para galaxias espirales luminosas, junto a los *hosts* de las BCGs y las dIs aisladas de van Zee (2000). Del diagrama se puede ver cómo las tres clases de galaxias son indistinguibles en dicho plano, mostrando además, al igual que en la Fig. 4.6, una desviación promedio con respecto a la TFR para discos espirales extrapolada a bajas luminosidades.

Este resultado confirma el análisis en el NIR de Vaduvescu et al. (2006) en el que no hallaron diferencias significativas en la TFR y sus residuos al superponer dIs y BCGs.

[3]Esto sólo se debe a no haber podido encontrar on-line los datos correspondientes

5

Análisis del contenido de gas molecular en BCGs de la muestra

Las nubes moleculares constituyen el medio donde se forman las estrellas y el estudio de su distribución, tamaños y masas, además de otras propiedades físicas, son esenciales para entender el proceso de formación estelar en galaxias. El ^{12}CO es la molécula más abundante con la que se puede trazar la distribución del hidrógeno molecular frío, semilla de la formación estelar (Solomon et al., 1997; Young & Scoville, 1991). Sin embargo, a diferencia de las galaxias espirales, las líneas moleculares son muy difíciles de detectar en galaxias enanas y pobres en metales. Esta es la razón de que muchos *surveys* hayan obtenido un escaso índice de detección (ver resumen en Israel 2005).

En este Capítulo, se presentarán nuevas observaciones de CO en las transiciones 1→0 [λ 3 mm] y 2→1 [λ1.3 mm], de una submuestra de 10 BCGs obtenidas con el telescopio IRAM 30-m, cuya sensibilidad, mayor a la de la mayoría de telescopios milimétricos, aumenta la posibilidad de detección. Las observaciones presentadas consisten en un solo apuntado hacia el centro óptico de las galaxias, cubriendo la región donde domina el brote de formación estelar. Este será un primer paso para un trabajo futuro más extenso (ver §7), que incluirá el estudio de la distribución espacial de todo el gas molecular en aquellas galaxias con detecciones exitosas.

Las galaxias de esta muestra poseen un amplio rango de magnitudes absolutas y masas de HI (ver Tablas 4.1 y 4.3). Además, las BCGs analizadas son también emisores intensos en la línea de Hα, en el infrarrojo cercano (banda K [λ ∼2.2 μm]) y lejano ([λ60 μm] y [λ100 μ m]), así como en el continuo de radio a 1.4 GHz. Utilizando nuestras observaciones y datos de la literatura, desarrollaremos un análisis del contenido de gas molecular detectado en función de algunas de las propiedades globales de las galaxias, como sus tamaños y ritmos de formación estelar.

Mostraremos, en primer lugar, los criterios de selección de las galaxias y sus observaciones de CO precedentes encontradas en la literatura. Luego detallaremos nuestras observaciones y los métodos de calibración y reducción de los datos espectroscópicos. Se presentarán a continuación los espectros, haciendo un breve análisis de sus perfiles. Posteriormente se mostrarán las suposiciones realizadas al derivar tanto la masa de gas molecular como su

densidad superficial y se describirán además, los datos multifrecuencia recopilados de la literatura. Finalmente, se examinarán los posibles vínculos existentes entre el contenido de gas molecular y propiedades globales de las galaxias, como tamaños, luminosidades, metalicidades y ritmos de formación de estrellas.

5.1. Selección de una submuestra de objetos

A fin de maximizar la detectabilidad de las transiciones J =1→0 y J =2→1 del CO, ha sido seleccionada una submuestra de galaxias a partir de la muestra original de 28 BCGs, presentada en §3. Los criterios que se han seguido son similares a los usados en *surveys* de la literatura (p.ej., Leroy et al., 2005) y han sido los siguientes:

1. Pertenecer al hemisferio norte, con declinaciones preferiblemente mayores a $\delta > 15°$. Esta condición garantiza que los objetos estén a una altura suficiente sobre le horizonte para poderlos observar con una masa de aire pequeña, y así disponer de mayor sensibilidad y menor ruido.

2. Ser objetos lo suficientemente compactos (diámetro <2 arcmin) para poder integrar la totalidad del CO detectable en pocos o un único apuntado. Siendo el haz o "Half Power Beam Width" (ancho del haz a la mitad de la potencia pico, de aquí en más HPBW) del telescopio de unos 11 y 22 arcsec en las transiciones observadas, la mayoría de las 28 galaxias de la muestra de BCGs cumplen esta condición.

3. Para garantizar un intenso SFR los objetos seleccionados deben presentar intensa emisión en Hα. Además, se les pide disponer preferentemente de medidas en la banda K del infrarrojo cercano (NIR), en el infrarrojo lejano (FIR), y en el continuo no térmico en radiofrecuencias.

   Algunos autores han puesto de manifiesto que tanto la luminosidad en la banda K ($L_{\rm K}$) como la luminosidad infrarroja ($L_{\rm IR}$) son buenos predictores de la emisión de CO en galaxias enanas (p.ej., Leroy et al., 2005). La intensa formación estelar presente en las BCGs garantiza la emisión en Hα. La existencia de un *starburst* también implica la presencia de H_2. En galaxias espirales, el CO está distribuído hacia las regiones adyacentes a la emisión en Hα, ya que es en los complejos moleculares donde se forman las estrellas (ver p.ej., Rand & Kulkarni, 1990; Planesas et al., 1991). En las BCGs, la emisión de CO quedaría contenida también hacia las regiones de emisión intensa en H_α, concentrada hacia el centro, o bien distribuída en brotes más o menos dispersos entorno al centro. Como ejemplo, en la Fig. 5.1 se muestra un mapa de emisión de la BCG Mrk 86 (del tipo morfológico iE, ver §1) perteneciente a un estudio llevado a cabo por Gil de Paz et al. (2002). En él se puede apreciar cómo la emisión del CO (1→0) se superpone a los contornos en banda R y en Hα de la zona central de la galaxia, formando una estructura en forma de herradura.

4. Por último, y aunque la muestra de 28 BCGs consta de objetos de campo relativamente aislados (ver Cairós et al., 2001a), y aunque alguna de ellas pudiera sugerir características de *merger* (p.ej., Mrk 297), se prefirió evitar seleccionar sistemas que mostraran evidencias obvias de interacciones con galaxias vecinas, como por ejemplo

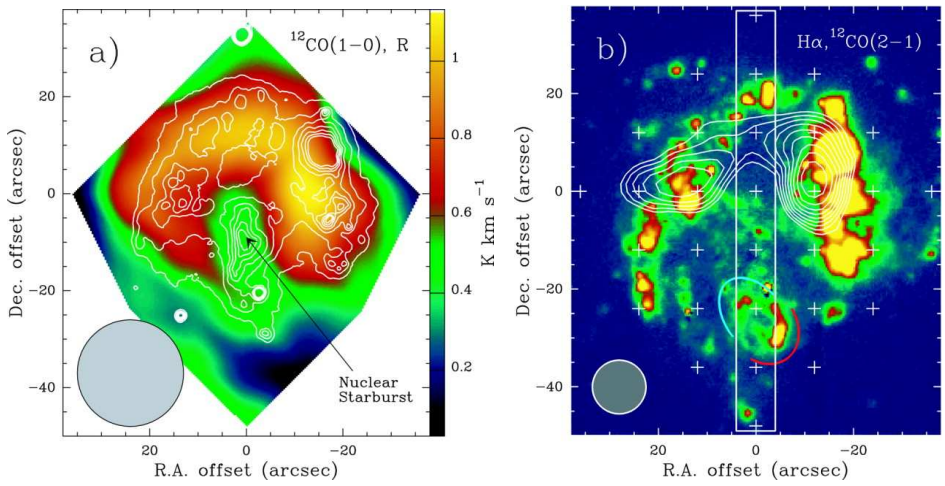

Figura 5.1: (*a*) Mapa de intensidad de CO (J =1→0) de la BCG Mrk 86 tomado con IRAM 30-m. En el se muestran superpuestos los isocontornos en banda R, e indicado mediante una flecha el núcleo de la galaxia.(*b*) Isocontornos de emisión en CO (J =2→1) superpuestos a la emisión Hα. Los círculos en la parte inferior de cada figura indican el tamaño del haz para cada línea. Tomada de Gil de Paz et al. (2002).

Mrk 1089 y Mrk 1090 (pertenecientes a un Grupo de Hickson). Finalmente mencionar que las galaxias diponibles cubren un rango de distancias amplio, con un máximo de ∼75 Mpc para III Zw107.

A partir de los criterios descritos anteriormente, y teniendo en cuenta una distribución uniforme en los rangos de tiempo sidéreo local, la muestra observable se restringió en principio a 12 objetos, de los que finalmente se pudieron observar las 10 galaxias cuyos nombres se listan en la Tabla 5.1.

5.1.1. Resultados previos recopilados de la literatura

Cinco de las diez galaxias observadas, esto es, Mrk 33, Mrk 35 y Mrk 297, Haro 1 y III Zw102, ya habían sido previamente detectadas en CO con el telescopio de 30-m de IRAM, mientras que de otras como Mrk 36 y Mrk 314 no se reportan detecciones de CO (3σ) con IRAM 30-m ni con telescopios de menor apertura. Sin embargo, ambos conjuntos se han mantenido en la submuestra observable porque tanto la antena como los receptores han sido mejorados considerablemente desde los intentos iniciales (ver IRAM webpage[1]). Los objetos ya detectados serían buenos objetos de control que permitirían, además, avanzar hacia un mapa de su emisión extendida, si la hubiera. Mientras, los objetos que aun no presentaban detección servirían para comprobar si un aumento de sensibilidad favorecería su detección.

De las 10 galaxias finalmente observadas, las únicas de las que no se registran observaciones previas en la literatura son Mrk 401, Mrk 324, y III Zw107. A continuación se presenta un breve resumen, comentando galaxia por galaxia, las observaciones previas de CO halladas en la literatura[2], cuyos parámetros servirán como referencia para nuestro análisis. La

[1] `http://www.iram.fr`
[2] Fuente: NED

Tabla 5.1: Compilación de medidas de CO de la literatura

Galaxia (1)	α (2)	δ (3)	J (4)	Haz (5)	$I_{\rm co}$ (6)	Ref (7)
Haro 1	07 36 56.4	35 14 31.0	1–0	22	12.8±0.3	c
			2–1	12	16.7±0.6	c
Mrk 314	23 02 59.3	16 36 18.9	1–0	21	<0.33	h
			2–1	11	1.2±0.1	h
Mrk 33	10 32 31.9	54 24 03.5	1–0	22	3.8±0.3	a
			1–0	22	4.0±0.2	c
			2–1	12	6.2±0.4	a
			2–1	12	4.9±0.3	c
			3–2	22	2.3±0.3	b
Mrk 297	16 05 12.9	20 32 32.5	1–0	22	31.1±1.7	d
			1–0	...	...	...
			2–1	12	23.8±0.7	d
			2–1	21	17.3±0.3	g
			3–2	14	18.0±3.7	f,g
Mrk 35	10 45 22.4	55 57 37.5	1–0	22	2.0±0.3	d
			2–1	12	3.4±0.5	d
			3–2	22	1.9±0.4	b
Mrk 401	09 30 17.0	29 32 24.0	1–0	...	...	...
			2–1	...	...	...
			3–2	...	...	...
Mrk 36	11 04 58.5	29 08 22.1	1–0	55	<1.24	e
			2–1	30	...	f
Mrk 324	23 26 32.8	18 16 00.0	1–0	...	...	...
			2–1	...	...	...
III Zw 102	23 20 30.1	17 13 32.0	1–0	15	12.0±...	i,j
			2–1	...	...	j
III Zw 107	23 30 09.8	25 32 00.2	1–0	...	...	...
			2–1	...	...	...

Notas.−. Columnas: (1) Nombre de la galaxia; (2) ascensión recta en horas, minutos y segundos (J2000); (3) declinación en grados, minutos y segundos de arco (J2000); (4) transición rotacional de la molécula de ^{12}CO; (5) tamaño del haz del telescopio en segundos de arco; (6) área integrada bajo las líneas en Kelvin por km s^{-1}; (7) Referencias: a = Barone et al. (2000); b = Meier et al. (2001); c = Albrecht et al. (2004); d = Sage et al. (1992); e = Leroy et al. (2005); f = Bravo-Alfaro et al. (2004); g = Yao et al. (2003); Israel (2005); h = Garland et al. (2005); i = Sofue et al. (1993); j = Li et al. (1993).

Tabla 5.1 resume las observaciones, destacando las más recientes o aquellas tomados con telescopios similares a los observados en nuestras observaciones.

- Haro 1:
  Observada en el telescopio de 30m de IRAM por Albrecht et al. (2004) en las transiciones 1→0 y 2→1. En ambas transiciones los autores distinguen una línea intensa con dos componentes.

- Mrk 33
  Puede encontrarse un resumen completo de sus observaciones en CO hasta su fecha en Israel (2005). Hay incluidas en él observaciones en el Telescopio 30-m de IRAM

en las transiciones 1→0 y 2→1 (Sage et al., 1992; Barone et al., 2000). Además, Israel (2005) presentaron observaciones en CO 2→1 con el telescopio JCMT-15m (HPBW=21 arcsec). Meier et al. (2001) con CSO (HPBW=22 arcsec) e Israel (2005) con JCMT (HPBW=14 arcsec y 21 arcsec), reportaron observaciones en la transición 3→2 (ν=345 GHz) del CO.

- Mrk 35
  Fue detectada en la transición 1→0 por Thronson et al. (1987); Tacconi & Young (1987) (FCRAO 12m), y también en la 1→0 y además en la 2→1 por Sage et al. (1992) (IRAM 30-m), mientras que Meier et al. (2001) la detectaron además en la transición 3→2 (Telescopio CSO-10.4m). En todos los casos se consideraron únicamente apuntados centrales.

- Mrk 36
  Bravo-Alfaro et al. (2004) no detectaron emisión en la transición 2→1 utilizando el telescopio CSO (HPBW=30 arcsec). Por su parte, Leroy et al. (2005) tampoco consiguieron detectar la transición 1→0 utilizando el telescopio ARO 12-m.(HPBW=55 arcsec).

- Mrk 297
  Sage et al. (1992) detectaron el CO central en las transiciones 1→0 y 2→1, mientras que Sage et al. (1993) lograron mapear la totalidad de la emisión de CO en ambas transiciones, 1→0 y 2→1, ambos utilizando el telescopio IRAM 30-m. Israel (2005), detectaron las transiciones 2→1 (HPBW=21 arcsec) y 3→2 (14 arcsec y 21 arcsec) con el JCMT-15m. En esta última lograron un mapa en forma de cruz con cinco apuntados. La transición 2→1 también fue observada por Sage et al. (1992) y Garland et al. (2005) en el telescopio IRAM 30-m. (12 arcsec), mientras que la transición 3→2 fue detectada por Yao et al. (2003) utilizando NRO-45m (HPBW=14 arcsec).

- Mrk 314
  Lees et al. (1991) en el CSO (HPBW=30 arcsec), y Elfhag et al. (1996) con OSO 20-m y SEST 15-m, observaron esta galaxia sin lograr una detección. Fue observada en el telescopio IRAM 30-m en las transiciones 1→0 y 2→1 por Wiklind et al. (1995) — también sin éxito — y por Garland et al. (2005), quienes lograron una detección marginal ($\lesssim 3\sigma$) en ambas transiciones. Además, ha sido observada en la transición 3→2 por Vila-Vilaró et al. (2003) utilizando el telescopio HHT 10-m, sin lograr detectarla. Young (2002) intentaron detectarla también en CO utilizando el interferómetro OVRO, sin embargo no lograron una detección.

- Mrk 324
  Esta galaxia no presenta observaciones publicadas previamente en CO.

- Mrk 401
  Fue observada sin éxito por Jackson et al. (1989) con FCRAO 14-m. No se han reportado detecciones de CO para esta galaxia.

- III Zw 102
  Utilizando el telescopio de Nobeyama (45-m), Yasuda et al. (1992) y Sofue et al.

Figura 5.2: El Telescopio IRAM 30-m, Sierra Nevada–Granada, España, utilizado para realizar las observaciones de CO presentadas en este trabajo.

(1993) observaron y detectaron claramente la línea 1→0, estimando un masas para el H_2 de, al menos, $1.54{\times}10^9 M_\odot$. Posteriormente, Li et al. (1993) mapearon la transición 1→0 con el interfómetro OVRO y detectaron con disco simple (IRAM 30-m) ambas transiciones, 1→0 y 2→1, completando un extenso estudio. III Zw 102 contiene $\sim 2.4{\times}10^9 M_\odot$ en hidrógeno molecular, confinados en los 3.5 kpc centrales. Sus cocientes $M_{H_2}/M_{HI}{\sim}1$ y $M_{H_2}/L_B{\sim}0.6 M_\odot/L_\odot$, la convierten en una galaxia tan rica en gas como una típica espiral Sbc. III Zw 102 pertenece al *survey* de CO realizado por Young et al. (1995) usando FCRAO 14-m.

- III Zw 107
  No se reportan observaciones en CO previamente publicadas para esta galaxia.

5.2. Observaciones milimétricas

Las observaciones utilizadas en este trabajo fueron realizadas entre el 25 y el 28 de Abril de 2006 en el Telescopio de 30 metros de IRAM (ver Fig. 5.2), situado en Pico Veleta (Sierra Nevada, España). A fin de detectar la emisión y medir el contenido molecular de una muestra de galaxias compactas azules, se han observado simultáneamente las transiciones rotacionales[3] $J = 1 \rightarrow 0$ y $J = 2 \rightarrow 1$ de la molécula de monóxido de carbono (^{12}CO).

La resolución espacial de las observaciones, determinada por el tamaño del haz, ha sido ∼22 arcsec y ∼11 arcsec para las líneas $1 \rightarrow 0$ y $2 \rightarrow 1$, respectivamente[4]. Así, el haz principal del telescopio de 30 metros a [λ3 mm], muestrea una región entre ∼1−8 kpc de diámetro para el rango de distancias de la muestra. En aquellas galaxias más compactas ($r_e{\sim}$1–2 kpc), donde la emisión en Hα es además concentrada, un solo apuntado central sería suficiente para detectar la totalidad de la emisión del CO. Por el contrario, en aquellas

[3] Las frecuencias y longitudes de onda en reposo de las transiciones $J = 1 \rightarrow 0$ y $J = 2 \rightarrow 1$ son, [λ3 mm] [ν115 Ghz] y [λ1.3 mm] [ν230 Ghz], respectivamente

[4] El HPBW del Telescopio de 30m IRAM viene dada a cada frecuencia mediante el límite de difracción del telescopio, HPBW [arcsec] = 2460/ν [GHz] (IRAM website)

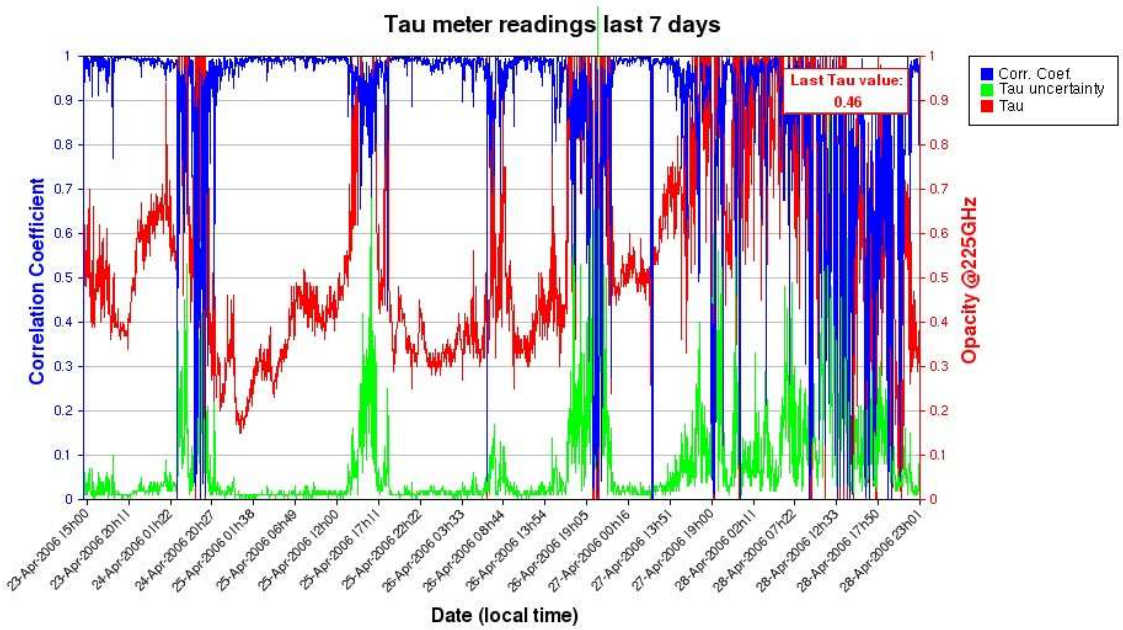

Figura 5.3: Registro de la opacidad atmosférica en el Telescopio IRAM 30-m durante el período de observaciones. El registro muestra la profundidad óptica de la atmósfera (en este caso llamada "Tau", en rojo) a 225 GHz (línea de CO $J = 2 \rightarrow 1$) en función del tiempo, incluyendo el período comprendido entre el 25 y el 28 de abril de 2006, momento en que se obtuvieron las observaciones. Valores de τ cercanos a 1 indican una elevada opacidad.

galaxias más extendidas se planificaron varios apuntados, siguiendo la emisión en Hα y su eje mayor, a fin de lograr mapas de emisión completos. Desafortunadamente, las pobres condiciones climáticas durante el $\sim$50 % del tiempo de observación no hizo posible que se completaran todas las observaciones programadas. En la Fig. 5.3 se muestra la evolución a lo largo de las fechas de observación concedidas de la profundidad óptica de la atmósfera, τ, poniendo en evidencia los cortos períodos temporales donde se dispuso de buenas condiciones ($\tau << 1$).

Finalmente se pudieron observar diez objetos de la muestra, cubriendo para todos ellos la región central. Además, se obtuvieron mapas de emisión parciales, esto es, utilizando más de un apuntado, en cuatro de ellas (ver §7). El análisis que aquí se presenta muestra únicamente los resultados obtenidos mediante apuntados centrales.

En las Figuras 5.4 y 5.5 se muestran imágenes de filtro estrecho en Hα de las galaxias, con sus contornos en el filtro B superpuestos, a excepción de las últimas tres (Mrk 33, Mrk 401 y Haro 1) para las que no se dispone de imagenes en Hα. Superpuestos, se han dibujado círculos que indican la posición y tamaño del haz para ambas transiciones.

El espectrómetro utilizado en las observaciones consiste en dos bancos de filtros con canales de 4 y 1 MHz de anchura por canal a 230 GHz ($J = 2 \rightarrow 1$) y 115 GHz ($J = 1 \rightarrow 0$), respectivamente. Con esta configuración, el rango de velocidades instantaneo observado fue de 1200 y 1300 km s^{-1}, con una resolución en velocidades 5.2 km s^{-1} y 2.6 km s^{-1}, respectivamente.

Se han utilizado simultáneamente cuatro receptores, dos por cada frecuencia (A100,

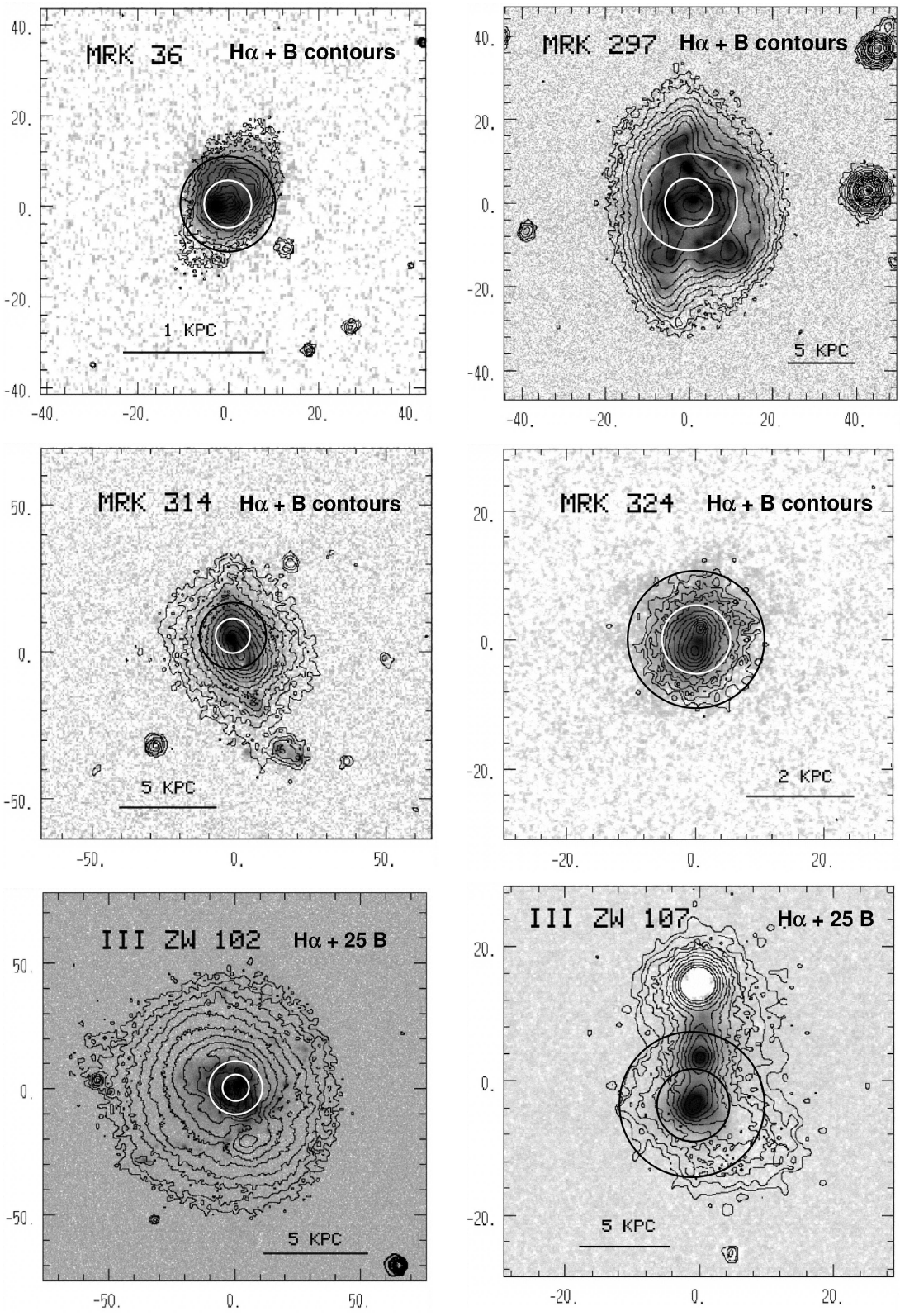

Figura 5.4: Se muestran los apuntados centrales de CO 1→0 (círculo mayor) y 2→1 (círculo menor) para las galaxias de la muestra Mrk 36, Mrk 297, Mrk 314, Mrk 324, III Zw 102 y III Zw 107, sobre sus imágenes en Hα. Superpuestos, además, se muestran los contornos de brillo superficial 24 o 25 mag arcsec^{-2} en banda B. Se utilizan círculos de diferentes colores sólo para lograr una mejor visualización.

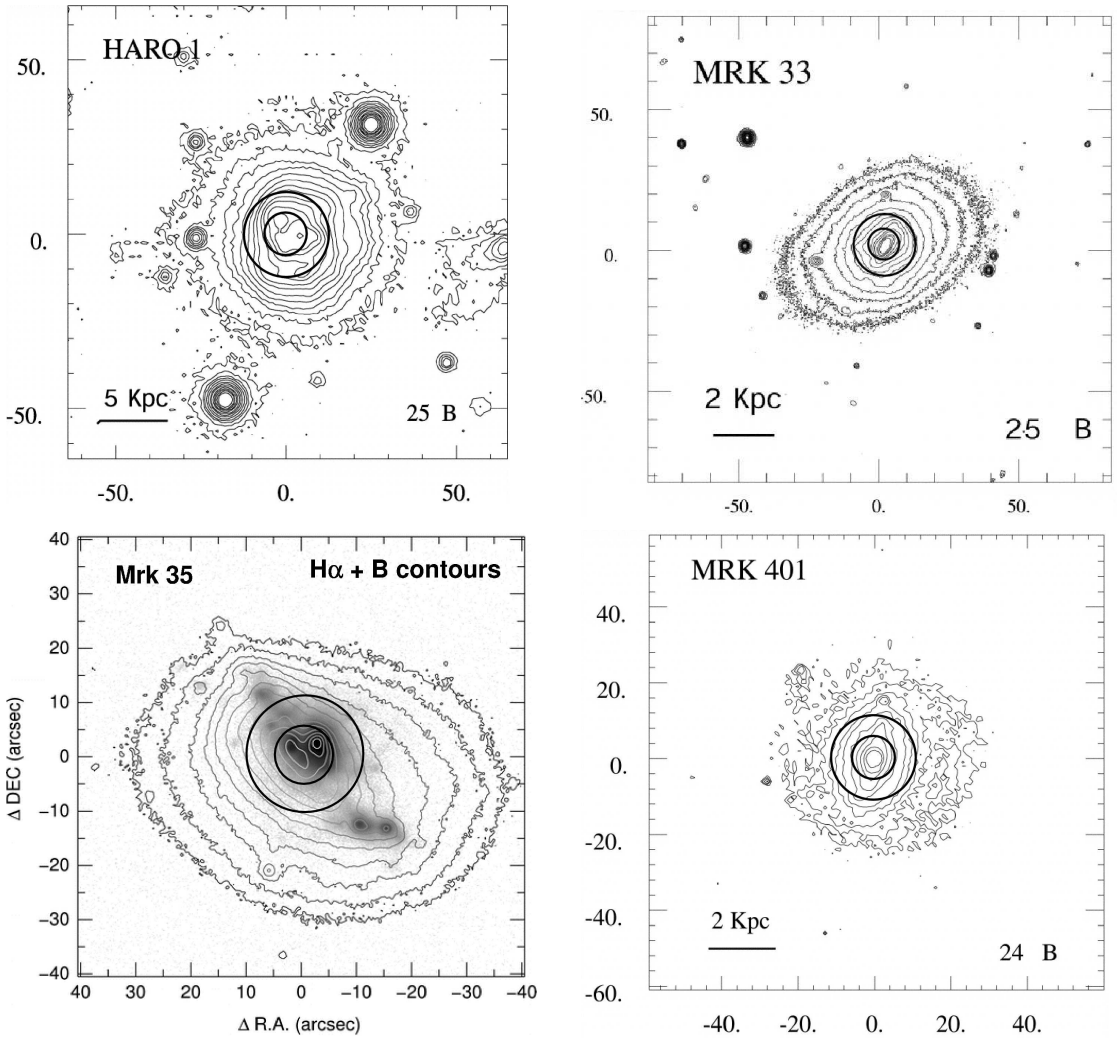

Figura 5.5: Se muestran los apuntados centrales de CO 1→0 (círculo mayor) y 2→1 (círculo menor) para las galaxias de la muestra Haro 1, Mrk 33 y Mrk 401 sobre sus isocontornos en banda B. En el caso de Mrk 35 los isocontornos están además superpuestos sobre su imagen en Hα.

B100 y A230, B230), observando dos polarizaciones (V y H) cada uno en forma independiente. Los receptores se sintonizaron, en cada caso, a la frecuencia que corresponde a ambas transiciones teniendo en cuenta el efecto Doppler por el desplazamiento al rojo de cada galaxia.

$$\nu_{obs} = \nu_0(1+z)^{-1} \tag{5.1}$$

donde ν_0 es la frecuencia en reposo de cada transición y z es el desplazamiento al rojo. Además, los receptores se sintonizaron en banda simple (SSB), utilizando sólamente la banda inferior (LSB), lo que mejora la calibración y evita la contaminación por líneas espectrales que pudieran encontrarse en la otra banda lateral, especialmente en las observaciones de fuentes de control de la calibración. En nuestro caso utilizamos las radiofuentes Orión A, CW Leo y W51d.

Durante las observaciones se ha controlado el foco de cada receptor, corrigiéndolo especialmente al atardecer y al amanecer, donde la temperatura tiende a sufrir mayores cambios. Además, se ha comprobado el apuntado del telescopio cada una o dos horas y en cada cambio de objeto. Para ello se utilizaron radiofuentes brillantes (planetas o cuásares). Durante la toma de datos, la calidad del apuntado fue generalmente mejor que 2.5 arcsec.

La sensibilidad del telescopio ($\delta T_{\rm rms}$) se puede expresar como

$$\delta T_{\rm rms} = \frac{T_{\rm sis}}{\sqrt{\Delta\nu\ t_{\rm exp}}} \tag{5.2}$$

donde $\Delta\nu$ es el ancho de banda del receptor, $t_{\rm exp}$ es el tiempo de integración, y $T_{\rm sis}$ es la "temperatura de sistema". Los principales términos que contribuyen a $T_{\rm sis}$ son las fluctuaciones de ruido introducidas por el instrumental[5] y por la atmósfera. Estos son, principalmente, las términos aditivos que enmascaran la señal.

A fin de eliminar la contribución instrumental, nuestras observaciones se realizaron en el modo conocido como "fast swiching mode". El subreflector o espejo secundario del telescopio posee la capacidad de oscilar a una rápida frecuencia, por lo que se lo conoce comúnmente como nutador o *"wobbler"*. Este movimiento se aprovecha para sustraer las fluctuaciones en la ganancia del receptor, así como las variaciones de la opacidad atmosférica de ritmo más lento que 2 segundos. Ello permite obtener unas líneas de base planas en toda la extensión de los espectrómetros, lo cual es esencial para la detección de líneas espectrales muy anchas (de hasta 300 km s^{-1} a intensidad nula) y débiles como las que nosotros pretendemos detectar. Una curvatura en la línea de base que no pudiera ajustarse convenientemente conllevaría un gran error en la estimación de la intensidad integrada de la línea y, por lo tanto, de los parámetros que de ella se pretendan derivar. El funcionamiento del *"wobbler"* consiste en el desplazamiento del centro de apuntado en un ángulo dado, realizado a un ritmo fijado por la frecuencia de oscilación de éste en la dirección acimutal. El ángulo, a lo sumo de 4 arcmin, se escoge con el fin de que el campo de comparación esté libre de emisión. La frecuencia se escoge según la estabilidad de la atmósfera y dicho ángulo. En nuestras observaciones, la temperatura de receptor y de sistema fueron, a cada frecuencia, $T_{\rm rec} \sim$ 100-170 K y $T_{\rm sis}$ ∼290-470 K, alcanzando un ruido cuadrático medio en los espectros

[5]La componente instrumental del ruido se mide mediante la "temperatura del receptor" ($T_{\rm rec}$).

Tabla 5.2: Observaciones de CO

Galaxia (1)	α (J2000) (2)	δ (J2000) (3)	D (4)	J (5)	$t_{\rm exp}$ (6)	$\theta_{\rm b}$ (7)	$\frac{d_{25}}{\theta_{\rm b}}$ (8)	$\frac{\theta_{\rm b}}{2r_{\rm e}}$ (9)	$\frac{\theta_{\rm b}}{2R_{\rm tran}}$ (10)	detección (11)	S/N (12)
Haro1	07 36 56.4	35 14 31.0	52.11	1-0	26	5.46	2.50	1.65	0.65	si	8
				2-1		2.73				si	6
Mrk33	10 32 31.9	54 24 03.5	22.30	1-0	52	2.32	1.92	0.68	0.64	si	6
				2-1		1.16				si	9
Mrk35	10 45 22.4	55 57 37.5	15.60	1-0	104	1.62	2.64	0.70	0.54	si	5
				2-1		0.81				si	4
Mrk36	11 04 58.5	29 08 22.1	10.43	1-0	106	1.08	0.57	1.23	1.04	no	<3
				2-1		0.54				no	<3
Mrk297	16 05 12.9	20 32 32.5	65.10	1-0	27	6.84	1.98	1.17	0.54	si	>10
				2-1		3.42				si	>10
Mrk314	23 02 59.3	16 36 18.9	28.95	1-0	106	3.02	1.44	1.12	0.99	no	<3
				2-1		1.51				si	3
Mrk324	23 26 32.8	18 16 00.0	22.43	1-0	80	2.33	0.55	2.77	2.27	no	<3
				2-1		1.16				no	<3
Mrk401	09 30 17.0	29 32 24.0	24.07	1-0	27	2.50	2.38	0.55	0.71	si	>10
				2-1		1.25				si	>10
III Zw102	23 20 30.1	17 13 32.0	22.71	1-0	27	2.36	4.29	0.51	0.45	si	>10
				2-1		1.18				si	10
III Zw107	23 30 09.8	25 32 00.2	78.09	1-0	168	8.23	1.04	1.89	0.80	si	4
				2-1		4.11				si	5

Notas.– Columnas: (1) nombre de la galaxia; (2) ascensión recta en horas, minutos y segundos; (3) declinación en grados, minutos y segundos de arco; (4) distancia en Mpc (ver también en Tabla 3.1); (5) transición rotacional observada; (6) tiempo de exposición en minutos; (7)tamaño del haz (ancho a potencia mitad o HPBW) del telescopio en kpc; (8) cociente entre el diámetro deproyectado de la isofota de brillo superficial 25 mag arcsec^{-2} en el filtro B y el HPBW del haz en la transición CO(1−0); (9) y (10) cociente entre el HPBW del haz en CO(1−0) y el radio efectivo y el radio de transición derivados de los ajustes 2D del *host* en §3; (11) detección; (12) cociente señal – ruido (S/N, en la escala de $T_A{}^*$ y a la resolución de velocidades indicada en el texto).

$\delta T_{\rm rms} \sim 0.1-15.3$ mK en la transición $1 \rightarrow 0$ y $\delta T_{\rm rms} \sim 1.6-20.7$ mK en la transición $2 \rightarrow 1$ (en la escala de $T_A{}^*$, ver abajo), para las resoluciones en velocidad antes indicadas.

Las calibraciones en flujo de los espectros se hicieron por medio de la técnica conocida como "chopper wheel method". Mediante la calibración se consigue llevar la escala de potencias en la que mide el receptor, que describe la respuesta de la antena a todos los términos que contribuyen a la radiación recibida, a una escala de temperaturas expresada comúnmente en términos de la "temperatura de antena" (T_A). En ondas milimétricas, para las que la absorción atmosférica es importante, es necesario corregir de dicha absorción, por lo que se trabaja con una escala de temperatura de antena "fuera de la atmósfera" ($T_A{}^*$). Además, el método de calibración que utiliza el radiotelescopio de 30m da directamente las intensidades en la escala $T_A{}^*$, que corresponde a la temperatura de brillo de una fuente equivalente que llenara todo el haz anterior de la antena. Esta escala es adecuada para fuentes muy extensas, pero para aquellas que son pequeñas o comparables al haz principal de dicha antena se prefiere usar la escala de "temperatura de brillo de haz principal" ($T_{\rm mb}$),

que corresponde a la de una fuente que justo llenara dicho haz. El paso de una a otra se logra mediante la relación:

$$T_{\rm mb} = \frac{F_{\rm eff}}{B_{\rm eff}} {T_A}^* \tag{5.3}$$

donde $F_{\rm eff}$ es la eficiencia delantera (fracción de potencia que entra por la parte delantera del haz), y $B_{\rm eff}$ es la eficiencia del haz principal. Al momento de las observaciones los valores de $F_{\rm eff}$ y $B_{\rm eff}$ fueron respectivamente 0.95 y 0.75 a 115 GHz, y 0.91 y 0.52 a 230 GHz.

Cada apuntado, está formado por un conjunto de exposiciones o "scans" de 5 minutos cada uno. El número total de "scans" (y por tanto el tiempo total de integración) por fuente observada dependió de la intensidad en cada línea y de las condiciones climáticas. En la Tabla 5.2 se presenta un breve resumen de las observaciones indicando para cada objeto las coordenadas de su apuntado central, el tiempo de integración total, la relación señal – ruido, y el tamaño del haz, relacionándolo con tamaños característicos de la galaxia como el radio de transición de los ajustes 2D (una medida de la extensión óptica del *starburst*), el radio efectivo, y el diámetro de la isofota de brillo superficial 25 magnitudes. El tiempo total de integración por objeto para el apuntado central se muestra en la Tabla 5.2.

5.3. Reducción de los datos

Todos los espectros obtenidos fueron reducidos utilizando el paquete CLASS, perteneciente al software GILDAS[6]. El modo de observación y la calidad de la instrumentación utilizada permitió sustraer líneas de base lineales en todos los espectros. El procedimiento fue el siguiente: en primer lugar, para cada galaxia se inspeccionaron individualmente todos los "scans", eliminando canales sistemáticamente defectuosos en algunos pocos casos. Posteriormente, los "scans" correspondientes a cada apuntado se promediaron pesándolos con un factor $(1/T_{\rm sis}^2)$, que tiene en cuenta la temperatura de sistema, $T_{\rm sis}$, de cada "scan". Finalmente, a los espectros promediados se les definió una región dominada por la línea y se le sustrajo una línea de base mediante el ajuste, en todos los casos, de un polinomio de grado cero a la región exenta de emisión.

La mayoría de los espectros se suavizaron a una resolución $\Delta v \sim$5 km s^{-1} para una mejor inspección visual y posterior ajuste del perfil. Sólo en aquellos casos donde la detección fue más débil o nula los perfiles requirieron suavizados mayores a fin de obtener un mayor cociente señal a ruido.

5.4. Resultados: derivación de parámetros físicos

Se ha detectado emisión de CO en 7 de las 10 galaxias observadas: Mrk 33, Mrk 35, Mrk 297, Mrk 401, Haro 1, III Zw 102 y III Zw 107 (ver Tabla 5.2), incluyendo dos objetos, Mrk 401 y III Zw 107, que no presentaban detecciones previas. En las 3 galaxias restantes, Mrk 36, Mrk 314, y Mrk 324, no se lograron detecciones por encima del umbral 3σ. Para todos las galaxias, sin embargo, se han obtenido parámetros físicos, que en el caso de

[6]Tanto GILDAS como el paquete CLASS posén manuales públicos accesibles, al igual que el software, desde la página web de IRAM: `http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS`

las detecciones por debajo de 3σ serán consideradas simplemente como límites superiores. A continuación se describirán los procedimientos de obtención de dichos parámetros y se mostrarán los resultados.

5.4.1. Análisis de las líneas de emisión

Los espectros individuales para cada galaxia en ambas transiciones se presentan en las Figs. 5.6, 5.7 y 5.8, todos ellos han sido llevados a la escala de temperaturas de haz principal ($T_{\rm mb}$, ver Ec. 5.3). En ellos se indica su resolución en velocidades, la línea de base (en línea continua horizontal) y la velocidad sistémica en radio y en el óptico (línea discontínua y línea de puntos, respectivamente).

Sobre los espectros reducidos se midieron los perfiles de línea. Para ello se ajustaron Gaussianas en la sección del espectro dominada por ésta. En galaxias con claros rasgos de asimetrías o de la presencia de una segunda componente se ajustaron simultáneamente dos Gaussianas. Así, se determinaron el centroide de velocidad y la anchura de la línea, así como la intensidad central ($T_{\rm co}$) y el ruido cuadrático medio (δT_{rms} — ambos en la escala de $T_{\rm A}^{\star}$) — y el flujo integrado bajo la línea ($\int T_{\rm mb}{\rm dv}$). Los resultados se presentan en la Tabla 5.3. A simple vista se ve que la mayoría de galaxias de esta muestra presentan perfiles claramente asimétricos. En tres de ellas, Haro 1, Mrk 33, Mrk 35, existen rasgos que indican la presencia de más de una componente en al menos una de las transiciones. Como comparación, los espectros de la línea de 21 cm mostrados por Thuan & Martin (1981) y Gordon & Gottesman (1981) también muestran en su mayoría asimetrías claras e indicios de la existencia de más de una componente en varias de ellas, p.ej., Haro 1 o Mrk 33.

Los centroides de velocidad de las líneas de CO son en general coincidentes con los de la emisión del gas neutro, y sólo en algunos casos con los del centroide óptico (ver Figs. 5.6—5.8). Las diferencias más notables ($\geq 3\sigma$) entre los centroides de HI y CO se dan en III Zw 107, Mrk 297 y Mrk 33, que sugerirían la presencia de flujos de HI respecto al CO.

5.4.2. Masa de gas molecular

La masa de hidrógeno molecular (H_2) se puede determinar a partir de la emisión de CO en el rango milimétrico. Una estimación posible para la masa molecular requiere suponer un factor de conversión CO$-H_2$, $\chi_{\rm co}$, que depende de las condiciones físicas del gas. En general, un factor de conversión adecuado para nubes moleculares virializadas de la Vía Láctea se suele aplicar también a otras galaxias. Sin embargo, existen casos donde su aplicabilidad es cuestionable. Este podría ser el caso de galaxias con baja o muy baja metalicidad, o gas a altas densidades. Varios estudios de galaxias enanas han encontrado valores de $\chi_{\rm co}$ sistemáticamente mayores al valor Galáctico utilizando métodos viriales (Mizuno et al., 2001a,b, y sus referencias). Por ejemplo, Taylor et al. (1998) encuentran un incremento sustancial en $\chi_{\rm co}$ para metalicidades, Z, por debajo de $\sim 0.1\, Z_{\odot}$, donde $Z_{\odot}$ es la metalicidad solar. La dependencia de $\chi_{\rm co}$ con la metalicidad fue estudiada, entre otros, por Arimoto et al. (1996) o por Wilson (1995), quien obtiene que

$$\log\left(\frac{\chi_{\rm co}(Z)}{\chi_{\rm co}^{VL}}\right) = 5.95\ (\pm 0.86) - 0.67\ (\pm 0.10)\left(12 + \log\frac{O}{H}\right) \qquad (5.4)$$

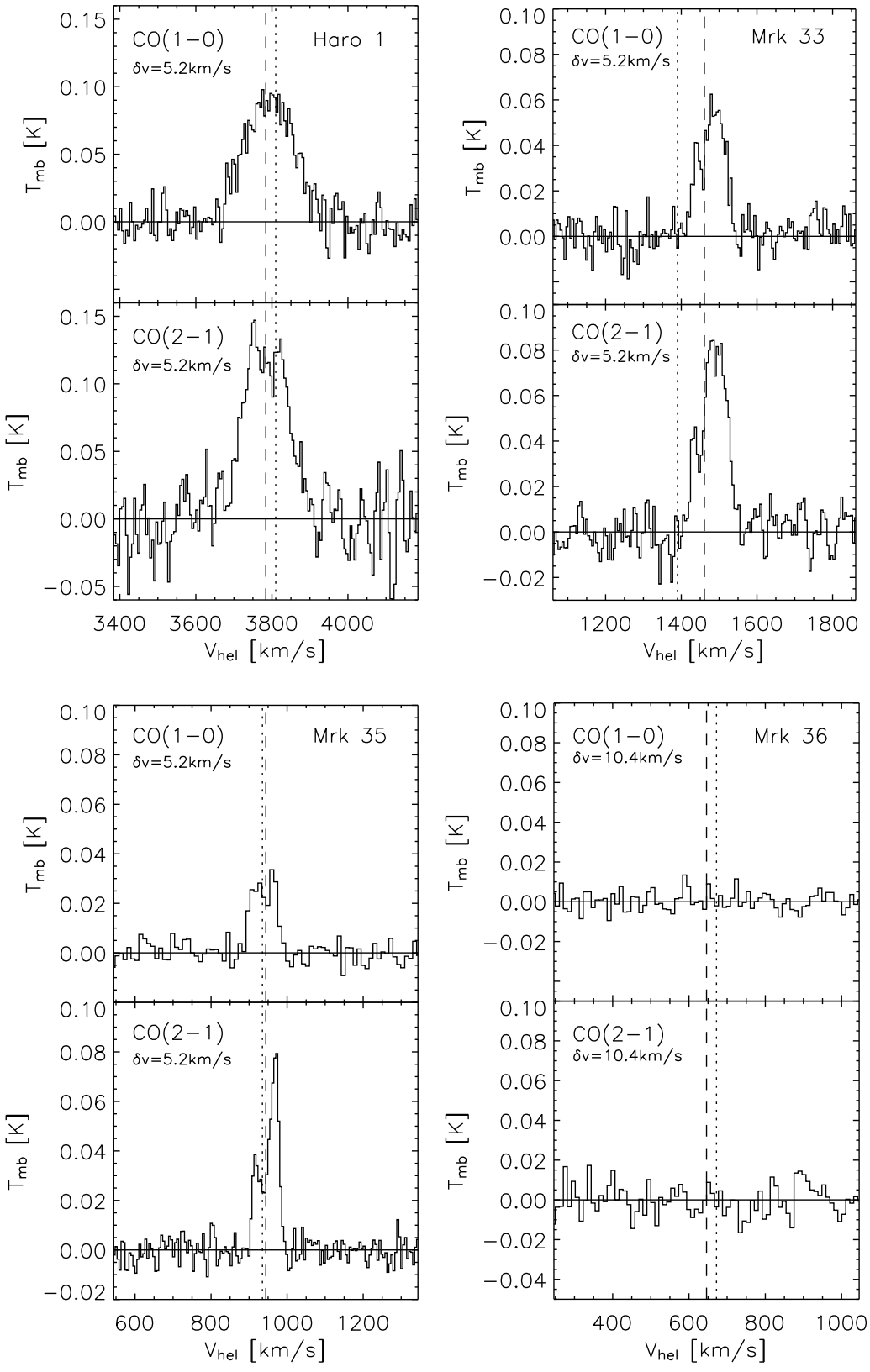

Figura 5.6: Espectros de CO 1→0 y 2→1 para las galaxias de la muestra observada en unidades de temperatura de haz principal. Las líneas horizontales indican la línea de base (cero) de los espectros y las verticales indican las velocidades sistémicas en el óptico (puntos) y en HI (líneas). En cada espectro se indica además la resolución espectral.

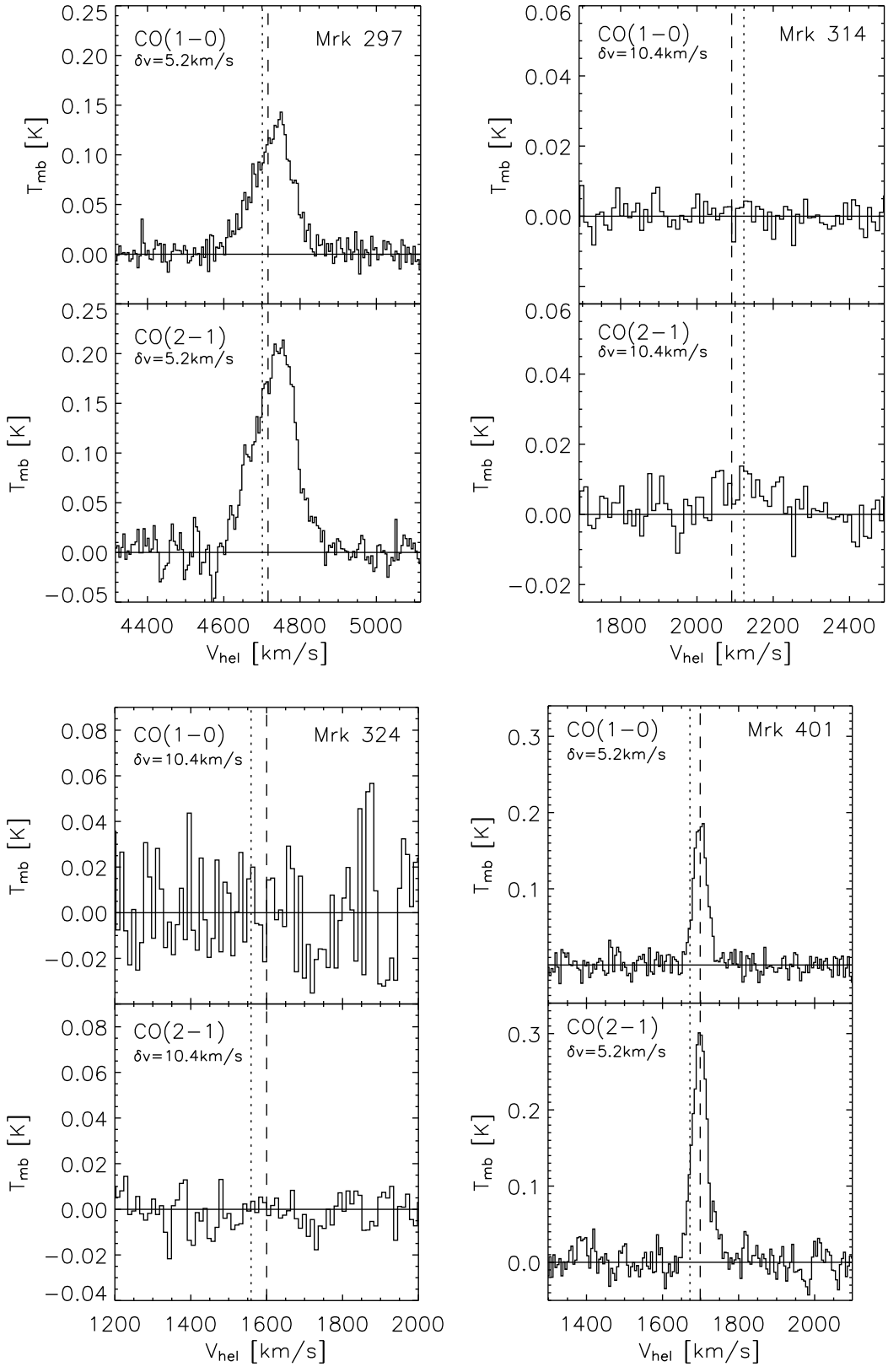

Figura 5.7: *continuación Fig. 5.6*

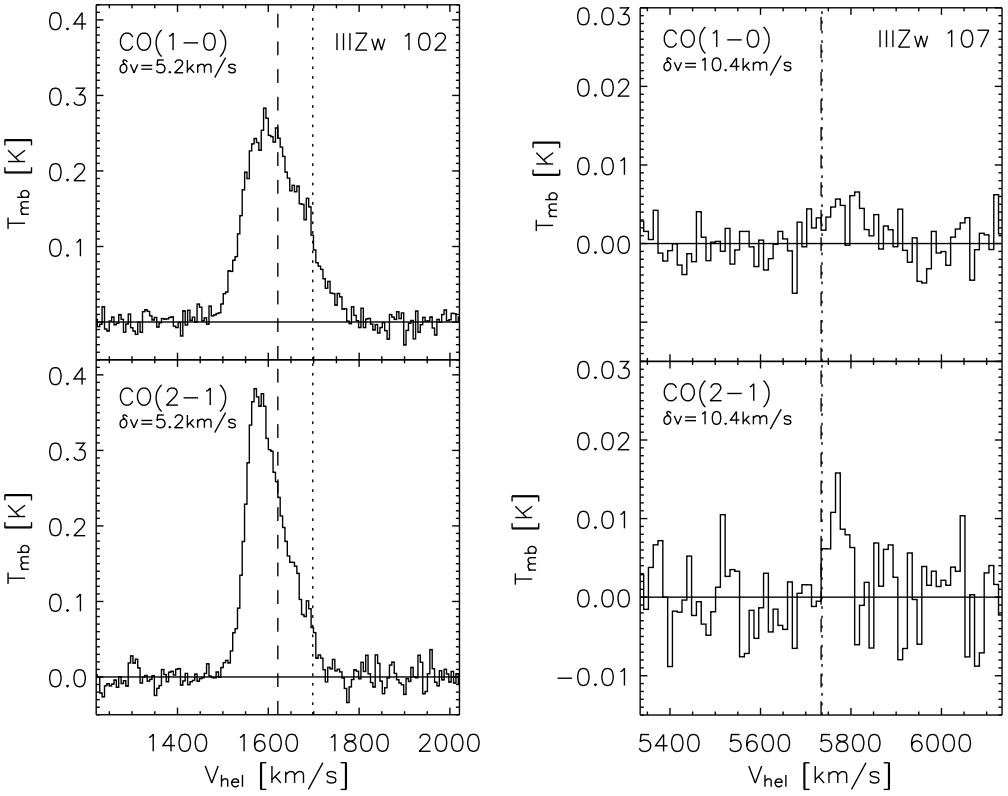

Figura 5.8: *continuación Fig. 5.6*

donde $\chi_{\rm co}^{VL}$ es el valor válido para nubes moleculares virializadas de la Vía Láctea (p.ej., Solomon et al., 1987).

Otros autores, en cambio, estudiando galaxias a mayores resoluciones y mayor sensibilidad encuentran sólo diferencias muy pequeñas en función de su entorno para $\chi_{\rm co}$ (Walter et al., 2001, 2002; Bolatto et al., 2003; Rosolowsky et al., 2003). Recientemente, y a pesar de hallar una clara dependencia entre la tasa de detección del CO con la metalicidad de galaxias enanas (en su mayoría espirales enanas), Leroy et al. (2005) no encuentran evidencias de cambios substanciales en $\chi_{\rm co}$ en el rango $Z_\odot > Z > 0.25 Z_\odot$. Con todo, la calibración de $\chi_{\rm co}$ sigue siendo en la actualidad centro de debate.

En este trabajo hemos adoptado un factor de conversión CO–H_2, $\chi_{\rm co}^{VL} = 3{\times}10^{20}$ cm^{-2} (K km s^{-1}) (Solomon et al., 1987). Aunque el este estudio no se pretende discutir la aplicabilidad de los diferentes valores que $\chi_{\rm co}^{VL}$ en la literatura, hemos estimado el cociente entre $\chi_{\rm co}^{VL}$ y el factor de conversión que tiene en cuenta la metalicidad de las galaxias (ver Tabla 5.4), definido por la Ec. 5.4. Este cociente se muestra junto a los demás resultados en la Tabla 5.3, permitiendo al lector tener una idea más o menos cruda de la principal fuente de incertidumbre en la estimación de las masas. Es importante hacer notar que las relaciones investigadas entre la luminosidad de CO y otras propiedades globales de las galaxias no se verán modificadas por cambios en el valor de $\chi_{\rm co}$ galaxia a galaxia.

La masa de gas molecular se puede expresar como,

$$M_{\rm mol} = 6.3 L_{\rm co}^{'}\ [M_\odot] \tag{5.5}$$

donde $L_{\rm CO}^{'}$ es la luminosidad de la línea de CO. Esta expresión es igual a la propuesta por Solomon et al. (1987, 1997) a excepción de que además del H_2, hemos tenido en cuenta la contribución del helio, que introduce un factor 1.36 adicional ($M_{\rm He}$=$0.36 M_{\rm H_2}$, ver p.ej., Leroy et al., 2005). De esta forma, nos referiremos de aquí en más a la masa molecular y no sólo a la masa de H_2.

Para una galaxia cercana $z << 1$, que subtiende un ángulo sólido observado $\Omega_{\rm obs}$ [arcsec^2], la luminosidad del CO se puede expresar como

$$L_{\rm co}^{'} = 23.5\ \Omega_{\rm obs}\ D^2\ I_{\rm co}\ [L_\odot] \tag{5.6}$$

(Solomon et al., 1997), donde D es la distancia en Mpc (ver Tabla 5.2) e $I_{\rm co}$ es la intensidad integrada bajo la línea de CO en la escala de temperatura de brillo observada

$$I_{\rm co} = \int T_{\rm mb}\ dv\ \ [\text{K km s}^{-1}] \tag{5.7}$$

Considerando que mediremos sólo el CO que llena el haz principal del radiotelescopio, $\Omega_{\rm obs}$=$\Omega_{\rm b}$, donde $\Omega_{\rm b}$ es el ángulo sólido que subtiende el haz, que a la frecuencia observada (ν=115 GHz) es

$$\Omega_{\rm b} = 1.133\ \left(\frac{2460}{\nu}\right)^2 = 518\ \text{arcsec}^2 \tag{5.8}$$

Así, la Ec. 5.6 queda

$$L_{\rm co}^{'} = 1.2 \times 10^4\ D^2\ I_{\rm co} \tag{5.9}$$

Esta última simplificación es consistente al considerar sólo apuntados centrales. Suponemos, en primera aproximación, que el haz de la transición 1→0 cubre toda la región de emisión del CO. A través de sus imágenes en Hα (ver Figs. 5.4 y 5.5) o por medio de los ajustes 2D (ver §2 y §3) sabemos que esto no sería necesariamente así en todas las galaxias de la muestra, por lo que en la mayoría de los casos las cantidades de gas molecular derivadas las consideraremos sólo límites inferiores a la masa total.

Para observaciones realizadas con la antena de 30 m de IRAM se tiene que, en la transición 1→0,

$$I_{\rm co} = \frac{F_{\rm eff}}{B_{\rm eff}} \int {T_A}^* \, dv = 1.27 \int {T_A}^* \, dv \quad [{\rm K\ km\ s^{-1}}] \tag{5.10}$$

por lo que sustituyendo las Ec. 5.9 y 5.10 en la Ec. 5.5 entonces,

$$M_{\rm mol} \simeq 9.7 \times 10^4 \ D^2 \int {T_A}^* \, dv \quad [M_\odot] \tag{5.11}$$

Además, a partir de las Ecs. 5.5, 5.8 y 5.10 podemos derivar la densidad superficial de gas molecular como,

$$\Sigma_{\rm mol} \simeq 8 \int {T_A}^* \, dv \ \cos i \quad [M_\odot\ {\rm pc^{-2}}] \tag{5.12}$$

donde se ha deproyectado el área utilizando la inclinación de la galaxia.

La masa molecular puede estimarse también a partir de las medidas de CO en la transición 2→1. Suponiendo que el factor de conversión $\chi_{\rm co}$ es el mismo que se tiene para la transición 1→0, utilizando el razonamiento anterior se obtiene,

$$M_{\rm mol} \simeq 3.3 \times 10^4 \ D^2 \int {T_A}^* \, dv \quad [M_\odot] \tag{5.13}$$

donde está implícito que para la transición 2→1 $\Omega_{\rm b}$=129 arcsec^2, $F_{\rm eff}$=0.91 y $B_{\rm eff}$=0.52.

Por otra parte, en los casos de no detección o detección por debajo de 3σ se han estimado cotas superiores a la masa de gas molecular y su densidad superficial. La hipótesis utilizada es asumir que la línea, de estar presente, presentaría una determinada anchura $\Delta {\rm V}_0$. Se ha utilizado, en nuestro caso, la anchura al 20 % de la línea de 21 cm del HI (W_{20}, ver Tabla 5.4), lo que resulta coherente comparando esta anchura con la anchura al 50 % de las líneas de CO en los casos de detección exitosa (ver Figs. 5.6—5.8). Si se utiliza un espectrómetro de resolución espectral δv km s^{-1}, se espera que la línea ocupe $N_{\rm l}$=$\Delta {\rm V}_0/\delta$v canales. Si el número de canales utilizado para determinar la línea de base es $N_{\rm b}$ y la desviación cuadrática media del ruido encontrado (en la escala de $T_{\rm A}^*$) es $\sigma_{\rm A^*}$, entonces

$$\int T_{\rm A}^* \, dv < 3 \ \sigma_{\rm A^*} \ \delta v \ \sqrt{N_{\rm l}} \sqrt{1 + N_{\rm l}/N_{\rm b}} \tag{5.14}$$

donde $\sqrt{1 + N_{\rm l}/N_{\rm b}} \sim 1$, por lo que despreciándolo podemos expresar esta ecuación como

$$\int T_{\rm A}^* \, dv < 3 \ \sigma_{\rm A^*} \ \Delta {\rm V}_0/\sqrt{N_{\rm l}} = 3 \ \sigma_{\rm A^*} \ \sqrt{\Delta {\rm V}_0 \ \delta v} \tag{5.15}$$

De esta forma, la cota superior para la luminosidad de la línea de ^{12}CO (para z<<1) será

Tabla 5.3: Observaciones de CO: apuntado central

Galaxia	$v_{0,\rm co}$	$\Delta v_{\rm co}$	$T_{\rm co}$	δT_{rms}	$I_{\rm co}$	$M_{\rm mol}$	$\Sigma_{\rm co}$	$\frac{M_{\rm mol}}{M_{\rm HI}}$	$\frac{\chi_{\rm co}(Z)}{\chi_{\rm co}^{\rm VL}}$
	km s^{-1}	km s^{-1}	mK	mK	K km s^{-1}	10^8 M$_\odot$	M$_\odot$ pc^{-2}		
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
Haro1	3793.0±6	151	73.6	8.9	15.11±0.5	23	92.7	0.48	1.7
			76.0	12.0	19.43±0.8	7.4			
Mrk33	1482.5±8	85	43.5	7.0	4.57±0.3	1.3	19.7	0.32	2.3
			46.3	4.9	6.73±0.5	0.5			
Mrk35	939±6	90	23.6	5.0	2.28±0.2	0.3	10.0	0.06	3.2
			37.0	9.2	2.01±	0.1			
Mrk36	646±7	...	...	4.7	<0.41	<0.024	<1.8	<0.10	4.9
		...	...	5.0	<0.61				
Mrk297	4731±5	127	97.7	7.2	16.25±0.6	38	78.4	0.44	2.3
			115	9.2	27.30±0.2	16			
Mrk314	2091±6	...	...	4.9	<0.54	<0.24	<6.0	<0.01	2.6
		161	5.3	2.1	<1.71				
Mrk324	1600±6	...	...	5.6	<0.70	<0.19	<3.5	<0.12	3.3
		...	...	5.3	<0.91				
Mrk401	1699±6	43	148.6	6.6	8.63±0.3	2.8	41.1	0.46	2.3
			169.1	9.1	15.22±0.5	1.2			
III Zw102	1615±4	130	203.7	15.3	40.01±0.4	11.5	242.9	0.61	1.8
			201.4	20.7	38.32±0.5	2.8			
III Zw107	5785±11	120	3.7	0.1	0.63±0.2	2.2	2.3	0.04	1.6
			7.8	1.6	0.68±0.2	0.6			

Notas.– Columnas: (1) Nombre de la galaxia. (2) Centroide de velocidad de la línea de CO, relativa al observador, en el sistema LSR. (3) Anchura de la línea de CO 1→0 al 50 % del máximo de emisión. En el caso de Mrk 314 el valor indicado corresponde al ancho de la línea 2→1 (4) Temperatura de haz principal de las líneas. (5) rms del espectro. (6) Área integrada bajo las líneas en unidades de $T_{\rm mb}$ ($I_{\rm co} = \frac{F_{\rm eff}}{B_{\rm eff}} \int T_{\rm A}^{\star} {\rm dv}$). (7) Masa molecular ($H_2$ + He). (8) Densidad superficial de gas molecular. (9) Fracción de gas molecular a gas neutro. (10) Cociente de factores de conversión. $\chi_{\rm co}^{VL}$ es el valor para la Vía Láctea, mientras que $\chi_{\rm co}(Z)$ tiene en cuenta una posible dependencia con la metalicidad (ver Ec. 5.4 y detalles en el texto).

$$L'_{\rm co} < 23.5 \Omega_{\rm obs} D^2 \frac{F_{\rm eff}}{B_{\rm eff}} \; 3\sigma_{\rm A^*} \; \sqrt{\Delta {\rm V}_0 \; \delta v} \tag{5.16}$$

derivándose finalmente una cota superior para la masa molecular

$$M_{\rm mol} < 2.8 \times 10^5 \; D^2 \; \sigma_{\rm A^*} \; \sqrt{\Delta {\rm V}_0 \; \delta v} \;\; [M_\odot] \tag{5.17}$$

para la transición J=1→0, y

$$M_{\rm mol} < 9.9 \times 10^4 \; D^2 \; \sigma_{\rm A^*} \; \sqrt{\Delta {\rm V}_0 \; \delta v} \;\; [M_\odot] \tag{5.18}$$

para la transición J=2→1.

En la Tabla 5.3 se recopilan las medidas de CO para cada una de las galaxias, así como las masas y densidades superficiales derivadas utilizando ($\chi_{\rm co}^{VL}$). Además, se incluye una

columna indicando el cociente entre un factor de conversión CO−H_2 galáctico ($\chi_{\rm co}^{VL}$) y otro dependiente de la metalicidad de cada BCG ($\chi_{\rm co}(Z)$), que puede utilizarse para estimar en cuánto cambia la masa estimada a partir de uno y otro valor para cada galaxia. En promedio, la masa estimada a partir de un factor de conversión CO−H_2 modificado por la metalicidad es un factor 2.6 mayor al caso estándar (a partir del valor galáctico).

5.5. Datos multifrecuencia adicionales

Se han recopilado un conjunto de datos multifrecuencia a partir de diversas fuentes en la literatura, a fin de explorar sus posibles vínculos con las propiedades del gas molecular y las propiedades estructurales de la muestra de BCGs. Estos datos de la literatura se resumen en la Tabla 5.4, y reúnen medidas de hidrógeno neutro en 21 cm, de continuo de radio a 20 cm (1.4 GHz), flujos en el rango infrarrojo cercano y lejano, luminosidades ópticas en B y en Hα, y metalicidades, que a continuación explicaremos en mayor detalle.

- *Datos ópticos*

  Las magnitudes en filtros ópticos de la muestra de BCGs son las utilizadas en §4 (tomadas de Cairós et al., 2001a). Además, se han utilizado los parámetros estructurales, esto es, luminosidades, radios efectivos y tamaños del *starburst*, derivados del análisis de la componente subyacente y listados en la Tabla 3.2. Por otra parte, se han utilizado los flujos integrados en Hα disponibles para esta muestra en la literatura, a fin de estimar su ritmo de formación estelar. Las luminosidades Hα, de Gil de Paz et al. (2003a) para Mrk 33 y Mrk 35, de Moustakas & Kennicutt (2006) para Mrk 401 y Haro 1, y de Cairós et al. (2001b) para el resto de galaxias, se han recalculado para las distancias adoptadas a lo largo de esta tesis (ver Tabla 3.1). Por último, las abundancias de oxígeno utilizadas (12+log[O/H]) se extrajeron del trabajo de Shi et al. (2006) (incertidumbres ∼0.2 dex), a excepción de III Zw102, III Zw107, Mrk 324 y Mrk 401, para las que se estimaron abundancias utilizando la calibración de Richer & McCall (1995) para su correlación con la luminosidad en banda B,

$$12 + \log(O/H) = (5.67 \pm 0.48) + (-0.147 \pm 0.029) M_B \qquad (5.19)$$

  Esta correlación fue derivada utilizando las dIs del Grupo Local (Ritcher & McCall 1995), aunque también se ha probado que se reproduce en las dIs del Grupo Sculptor (Skillman et al., 2003) y su pendiente está en acuerdo (dentro de las incertidumbres) con la relación encontrada para galaxias enanas en el 2dF *Galaxy Redshift Survey* (Lamareille et al., 2004). Los valores de 12+log(O/H) de las galaxias para las que se tomaron datos del trabajo de Shi et al. (2006) difieren en promedio 0.15 dex, y por tanto, están dentro de las incertidumbres predichas por la calibración de Richer & McCall (1995).

- *Datos en radio*

Tabla 5.4: Propiedades de las galaxias obtenidas de la literatura

Nombre	W_{20}	M_{HI}	$F_{1.4}$	f_{60}/f_{100}	log L_K	L_{H_α}	12+log[O/H]
	km s^{-1}	$10^9 M_\odot$	Jy		$L_\odot$	erg sec^{-1}	dex
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Haro 1	239	6.48	0.0603	0.64	10.83	41.79	8.53
Mrk 33	181	0.54	0.0166	0.80	9.74	40.97	8.35
Mrk 35	120	0.68	0.0155	0.76	9.52	40.90	8.13
Mrk 36	92	0.03	0.0022	...	...	39.93	7.85
Mrk 297	463	11.84	0.1044	0.64	10.66	41.88	8.34
Mrk 314	209	2.50	0.0092	0.71	9.60	40.78	8.26
Mrk 324	181	0.22	...	0.23	8.89	39.72	8.10^b
Mrk 401	172	0.82	0.0074	0.64	9.95	39.40	8.34^b
III Zw 102	207	2.56	0.0664	0.41	10.47	40.98	8.50^b
III Zw 107	294	6.69	0.0080	0.79	9.88	41.51	8.55^b

NOTAS. Columnas: (1) nombre de la galaxia; (2) ancho de la línea de hidrógeno neutro (λ21 cm) al 20 % desde su pico; (3) masa de hidrógeno neutro; (4) flujo de radio continuo a 1.4 GHz; (5) cociente de flujos en las bandas IRAS de 60 y 100 micras; (6) logaritmo de la luminosidad en la banda K_s; (7) luminosidad integrada de H_α; (8) Abundancia de oxígeno (12+log[O/H]). Con el supraíndice b se indican los valores obtenidos a partir de la Ec. 5.19. Los valores para la masa de HI y para las luminosidades listadas han sido recalculadas utilizando las distancias adoptadas a lo largo de la Tesis.

La emisión en el continuo de radio de galaxias con formación estelar es particularmente atractiva para estimar indicadores como el ritmo de formación estelar, debido a no sufrir oscurecimiento por polvo. Así, para estimar SFRs de la muestra observada en CO, se han utilizado sus flujos a 1.4 GHz medidos por el "NRAO VLA Sky Survey" (NVSS) (Condon et al., 1998). La resolución espacial (FWHM) de las imágenes medidas por el *survey* es de 45 arcsec (aproximadamente el doble de la de nuestras observaciones en CO) y su sensibilidad, esto es, rms, es 0.45 mJy beam^{-1}. Referimos al lector a Condon et al. (1998) para una descripción muy detallada de las características del *survey*.

Por otra parte, las medidas de la emisión en la línea de hidrógeno neutro a 21cm provienen de los *surveys* de Thuan & Martin (1981) y Gordon & Gottesman (1981), datos observados con los radio telescopios de Arecibo (315m) y Green Bank Telescope (GBT, 91m), respectivamente. De ellos se han tomado medidas de velocidades sistémicas y masas de HI. La resolución en velocidad de los datos es de 13 y 10 km s^{-1}, respectivamente.

- *Datos infrarrojos*

Los indicadores del SFR a longitudes de onda mayores están menos afectadas por la extinción causada por el polvo interestelar que aquellas estimadas a partir de la emisión en el ultravioleta o en el óptico. Además, las luminosidades en el rango NIR (banda K) y en el rango FIR (bandas IRAS) estarían estrechamente relacionadas a

la emisión de CO en galaxias enanas y espirales (Leroy et al., 2005).
Se ha estimado el flujo FIR a partir de los datos en $60\mu m$ y $100\mu m$ proporcionados por el catálogo de fuentes débiles IRAS (Moshir et al., 1990), extraídos de la base de datos NED. El tamaño del haz de IRAS a $60\mu m$ y $100\mu m$ es $1.44'$ y $2.94'$, respectivamente, mientras que su error de apuntado es ∼30 arcsec. Este mismo valor se ha adoptado como radio de búsqueda para las fuentes IRAS en torno a la coordenada central de las galaxias. Únicamente en los casos de Mrk 35 y Haro 1 se han utilizado los datos para galaxias brillantes revisados por Sanders et al. (2003). Las detecciones tienen flujos de buena a moderada calidad, siendo los errores en todos los casos menores al 10 %, a excepción de Mrk 324 (∼27 %), Mrk 36(∼23 %) y III Zw107 (∼15-18 %). Utilizando las prescripciones dadas por Helou et al. (1988), a partir de las densidades de flujo IRAS a 60 y $100\mu m$ (F_{60} y F_{100}) en Janskys, se calcula el flujo FIR en una banda centrada aproximadamente en $82.5\mu m$, donde suele estar localizada la máxima emisión térmica de la galaxia, como

$$F_{\rm FIR} = 1.26 \times 10^{-14}\ (2.58F_{60} + F_{100})\ [\rm W\ m^{-2}] \tag{5.20}$$

Por tanto, la luminosidad en el rango [40-120 μm] será,

$$L_{\rm FIR} = 4\pi\ D^2 F_{\rm FIR} \tag{5.21}$$

donde D es la distancia. Por otra parte, se puede extender esta luminosidad a un rango mayor que cubra toda la luminosidad infrarroja entre [1-1000 μm] (p.ej., Charlot et al., 2002). Siguiendo a Kewley et al. (2002) y a partir de la formulación de Calzetti et al. (2000) para galaxias *starburst*, se ha estimado la luminosidad total ([1-1000 μm]) infrarroja como $L_{\rm IR}$∼$1.75L_{\rm FIR}$.
Por otra parte, para la obtención de datos en el rango NIR se han utilizado las medidas del Catálogo de fuentes extensas 2MASS (XSC; Jarrett et al., 2000). La única galaxia para la cual no se han registrado valores es Mrk 36. Las magnitudes aparentes provistas por el catálogo se obtuvieron por extrapolación[7] del perfil de brillo superficial al radio extrapolado en la banda J (r_{tot} en el 2MASS−XSC, ver Jarrett et al., 2000) — ∼4 veces el radio de escala en J — siendo en todos los casos $r_{tot} \lesssim d_{25}/2$, donde d_{25} es el diámetro de la isofota de brillo superficial igual a 25 mag arcsec^{-2}. Con ello, se intenta recobrar el flujo NIR más extendido en las galaxias de nuestra muestra, de moderado a bajo brillo superficial.

5.6. Emisión del gas molecular y propiedades globales de las BCGs

Se han examinado cualitativamente los posibles vínculos entre la emisión en CO y la emisión en otras longitudes de onda de las galaxias observadas, esto es, ópticas, NIR, FIR y radio, y su dependencia con las abundancias promedio de las galaxias. Además, se han comparado el contenido en gas molecular derivado a través de las medidas de CO con el contenido estelar y de gas neutro de las galaxias.

[7] Técnica de la "curva de crecimiento"

En la Fig. 5.9 se muestran en gráficos logarítmicos la masa molecular (panel A), el cociente entre masa molecular y luminosidad en K (panel B), la suma de masas molecular y de HI (panel C) y su cociente con la luminosidad en K, en función de la luminosidad de las galaxias en las distintas bandas espectrales consideradas.

En la Fig. 5.9 *a* se muestran las correlaciones existentes entre la masa molecular — y por tanto la luminosidad de CO (ver ec.5.4) — y las luminosidades en los otros rangos espectrales obtenidas de la literatura: banda B del óptico, banda K_s del NIR, banda [1-1000μm] del FIR y banda de continuo en radio (20 cm). Las luminosidades en cada banda estan indicadas con distintos símbolos y colores, mientras que los ajustes lineales a los datos estan indicados en cada caso con líneas discontínuas del mismo color que sus correspondientes puntos. En las figuras se muestran además los valores del índice de correlación de Spearman (ρ) a niveles de significancia $\gtrsim 3\sigma$. Estas correlaciones son posiblemente resultado de la interdependencia entre gas molecular y formación estelar, siendo independientes de fluctuaciones galaxia a galaxia en el factor de conversión $CO-H_2$.

En base a esta figura, la luminosidad que mejor predice (esto es, posee menor dispersión) la abundancia de CO según un modelo lineal, es la luminosidad en el infrarojo (especialmente en la banda K). Las relaciones entre K, FIR y B con la masa molecular presentan una pendiente similar entre si, alejándose ligeramente a la del continuo de radio. Las galaxias Mrk 36 y Mrk 324, sin detección en CO, se han representado mediante sus cotas superiores, mientras que la masa molecular correspondiente a Mrk 314 ha sido derivada de la transición $2\rightarrow1$, a diferencia de las restantes galaxias. Este resultado confirma el obtenido en diversos estudios previos para galaxias cercanas, enanas (principalmente dS y dIs) y espirales (p.ej., Sage et al., 1993; Leroy et al., 2005).

Las correlación entre luminosidades en CO y en banda K se puede interpretar como una correlación entre la masa de gas molecular y la masa estelar de la galaxia. Si quitamos la dependencia con la masa estelar, por ejemplo, normalizando $M_{\rm mol}$ con un estimador de la masa estelar como es $L_{\rm K}$, obtenemos la Fig. 5.9 *b*. En ella se ve cómo no hay practicamente variaciones sistemáticas dependientes de la masa galáctica. Así, la masa estelar de la galaxia es responsable de las correlaciones mostradas en la Fig. 5.9 *b*. En las Figs. 5.9 *c* y 5.9 *d* se muestran, de igual manera a las presentadas en las Figs. 5.9 *a* y 5.9 *b*, correlaciones entre la masa gaseosa total (neutro + molecular) en función de la luminosidad de la galaxia en las diferentes bandas espectrales, y las mismas relaciones normalizadas a la masa estelar por medio de la luminosidad en banda K. Se interpretan estas dos figuras de idéntica manera a las anteriores, haciendo hincapié en la excelente correlación hallada entre la masa total del gas y la luminosidad total en B de las BCGs analizadas (ρ=0.99).

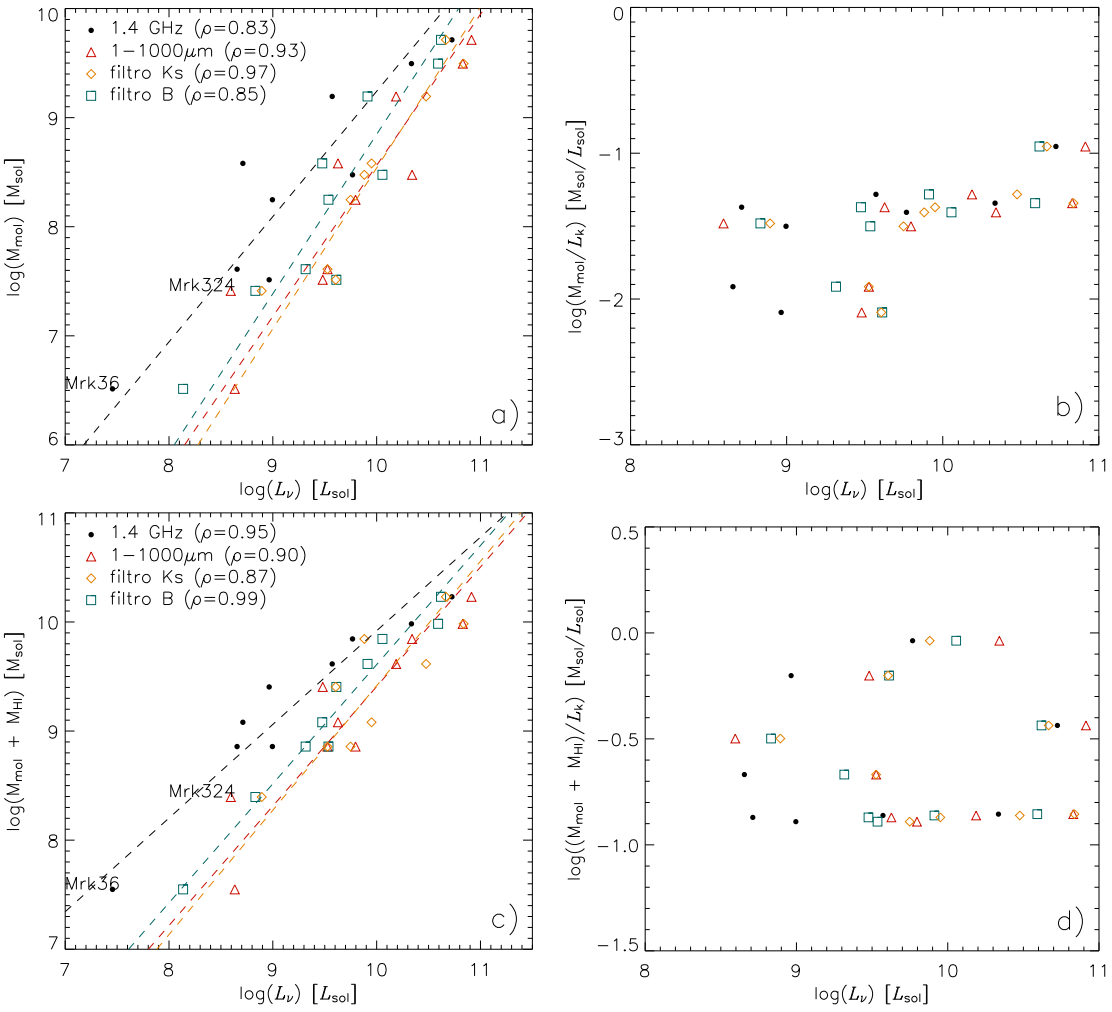

Figura 5.9: Se muestran: a) la masa molecular derivada de la emisión en CO, b) el cociente entre la masa molecular y la luminosidad integrada en la banda K, c) la masa total de gas, neutro y molecular, y d) su masa total de gas normalizada usando la luminosidad integrada en la banda K, como función de la luminosidad integrada (en unidades solares) en cada banda fotométrica considerada. En a) y c) se indican los nombres de las galaxias para las que su masa molecular es sólo una cota superior. Los círculos negros indican luminosidad en el continuo de radio a 1.4 GHz; Los triángulos rojos indican la emisión en el rango infrarrojo [$1-1000\mu m$]; Los rombos naranjas y los cuadrados azules indican luminosidades integradas en la banda K y B, respectivamente. Las líneas de punteadas señalan, asociando cada color a cada banda espectral, el mejor ajuste lineal en cada caso. Junto a la descripción de cada símbolo se indican los índices de correlación de Spearman obtenidos para cada conjunto de datos.

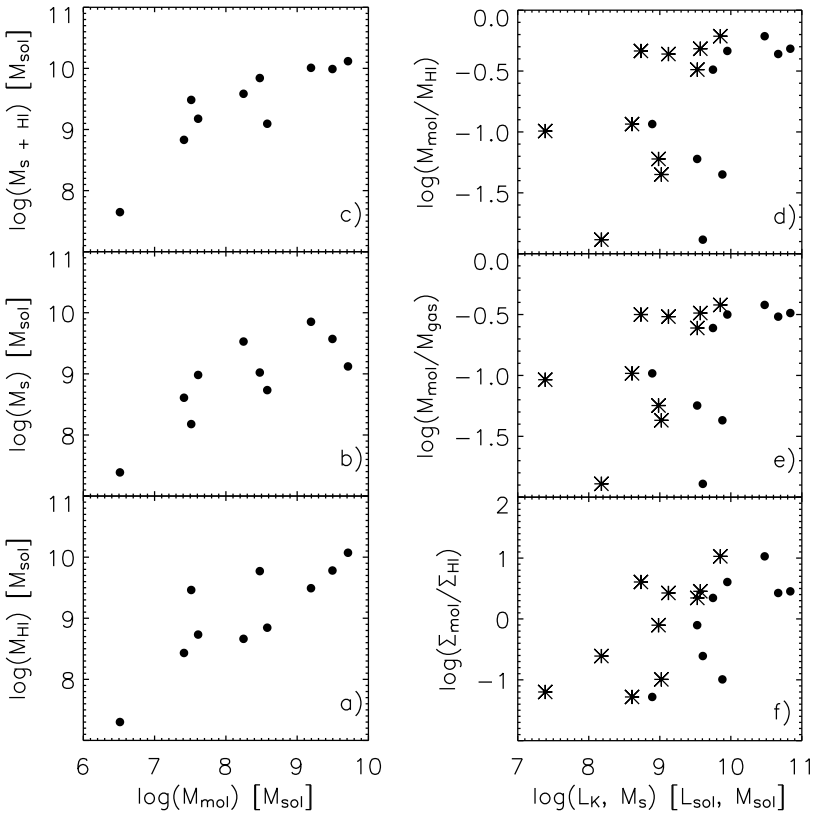

Figura 5.10: a) Masa de gas neutro (HI), b) masa estelar derivada de los modelos 2D para el *host*, y c) masa bariónica (gas neutro + estrellas) en función de la masa molecular de la muestra de BCGs observadas. d) Cociente de masas de gas molecular y neutro, e) cociente entre la masa de gas molecular y la masa total de gas (molecular + neutro) y f) cociente entre densidad superficial de gas molecular y neutra, en función de la masa estelar del *host* (asteriscos) y la luminosidad integrada de la BCG en la banda K (círculos).

5.6.1. Relación con el contenido de gas neutro

Las Figs. 5.10 *a*, 5.10 *b* y 5.10 *c* muestran la masa de HI, la masa del *host* y la masa bariónica (HI + estelar), en función de la masa molecular. En ellas pueden verse claras tendencias, indicando que la reserva de gas molecular estaría bien determinada no sólo por la masa estelar, sino también por la masa de gas neutro y por tanto por la masa total (bariónica). De la misma forma que en las correlaciones de la Fig. 5.9 *a*, no se han encontrado variaciones sistemáticas al normalizar estas relaciones a la masa considerada en cada caso.

En las Figs. 5.10 *d* y 5.10 *f* se muestran, respectivamente, los cocientes de masas y densidades superficiales molecular ($\Sigma_{\rm mol}$) y neutra ($\Sigma_{\rm HI}$) como función de la masa estelar del *host* (ver §4), y como función de la luminosidad en banda K. Además, la Fig. 5.10 *e* muestra la fracción de gas molecular a neutro como función de la masa estelar. Como puede verse las Figs. 5.10 *d* y 5.10 *e* son casi idénticas, la masa estelar no parece ser un factor que influya sistemáticamente en la abundancia relativa del gas molecular. En cambio, en la Fig. 5.10 *f* se puede notar cómo aquellas BCGs con una mayor densidad superficial de gas

molecular a gas neutro parecerían ser sistemáticamente más masivas. En las galaxias Haro 1, Mrk 401, Mrk 33, Mrk 297 y III Zw 102, $\Sigma_{\rm mol}>\Sigma_{\rm HI}$, y teniendo en cuenta que las densidades de gas molecular son sólo cotas inferiores, incluso Mrk 35 ($\Sigma_{\rm mol}/\Sigma_{\rm HI}\sim0.78$) podría entrar en esta lista. Esto sugiere que a pesar de contener mayor cantidad de HI ($M_{\rm HI}>M_{\rm mol}$), este se encuentra distribuído en forma más extendida.

Al igual que en la relación Tully-Fisher presentada en §4, la relación que contiene la masa estelar derivada a partir de los modelos 2D ajustados en §3, muestra una mayor dispersión, posiblemente introducida por la dispersión intrínseca al asumir un cociente M/L a partir de modelos (ver §4). Cualitativamente el contenido de gas molecular muestra una clara tendencia a ser mayor en galaxias más masivas, con mayores reservas de gas neutro y mayor cantidad de estrellas.

En §4 se mostró que el cociente $M_{\rm HI}/L_{\rm B}$ estaba relacionado con los residuos de la Relación Tully-Fisher en sus versiones estelar (sTFR) y bariónica (gsTFR), esto es, las galaxias de mayor cociente $M_{\rm HI}/L_{\rm B}$ (esto es, más ricas en gas) parecían alejarse sistemáticamente de la masa predicha por las relaciones TFR estelar y bariónica. Aquí, el contenido molecular de la muestra considerada en este trabajo es no muestra una dependencia con su fracción $M_{\rm HI}/L_{\rm B}$, por tanto, incluir el H_2 no cambiaría nada el resultado presentado en §4.

5.6.2. Relación con los parámetros del *host*

Las distintos tamaños que dan cuenta de la estructura de las BCGs observadas, esto es, el radio efectivo del *host* ($r_{\rm e}$), el tamaño aparente del *starburst* ($R_{\rm tran}$), y el diámetro de la galaxia (d_{25}) muestran una clara tendencia a ser mayores cuanto mayores sean la cantidad y la densidad superficial de gas molecular prensentes, como muestra la Fig. 5.11. Por tanto, uniendo esto con el resultado obtenido en §4, las galaxias de la muestra más pequeñas tienden a tener *starbursts* más concentrados y menores cantidades de gas molecular. Por otra parte, no hemos encontrado relaciones entre la estructura de la galaxia subyacente, esto es, $r_{\rm e}$, d_{25}, n, o $\mu_{\rm e}$ del *host*, y el cociente de gas molecular a gas neutro, $M_{\rm mol}/M_{\rm HI}$. Aunque la muestra no es extensa, el valor medio de este último cociente es $\langle M_{\rm mol}/M_{\rm HI}\rangle$=0.28±0.21, mientras que quitando a las dos galaxias que sólo presentan cotas superiores a la masa (Mrk 36 y Mrk 324) $\langle M_{\rm mol}/M_{\rm HI}\rangle$=0.31±0.24, estando en perfecto acuerdo con cocientes derivados para muestras mucho mayores de galaxias enanas Leroy et al. (p.ej., 2005), $\langle M_{\rm mol}/M_{\rm HI}\rangle$=0.30±0.05). Este valor resulta además mucho menor que el correspondiente a galaxias espirales, para las que $\langle M_{\rm mol}/M_{\rm HI}\rangle\sim1.5$ (Leroy et al., 2005). Diferencias en el valor de este cociente según el tipo morfológico puede tener que ver con la eficiencia de formación de las nubes moleculares (Young & Scoville, 1991, y sus referencias).

5.6.3. Relación con la metalicidad

La emisión de CO, y por tanto la masa molecular de las galaxias enanas, se ha visto estrechamente vinculada a la abundancia de metales (p.ej., Taylor et al., 1998). En la Fig. 5.12 se ha estudiado la relación entre las abundancias relativas promedio de oxígeno (12+log(O/H), a las que nos referiremos de aquí en más como metalicidad), y el contenido molecular de las BCGs de la muestra. La Fig. 5.12 *a* muestra la relación hallada entre

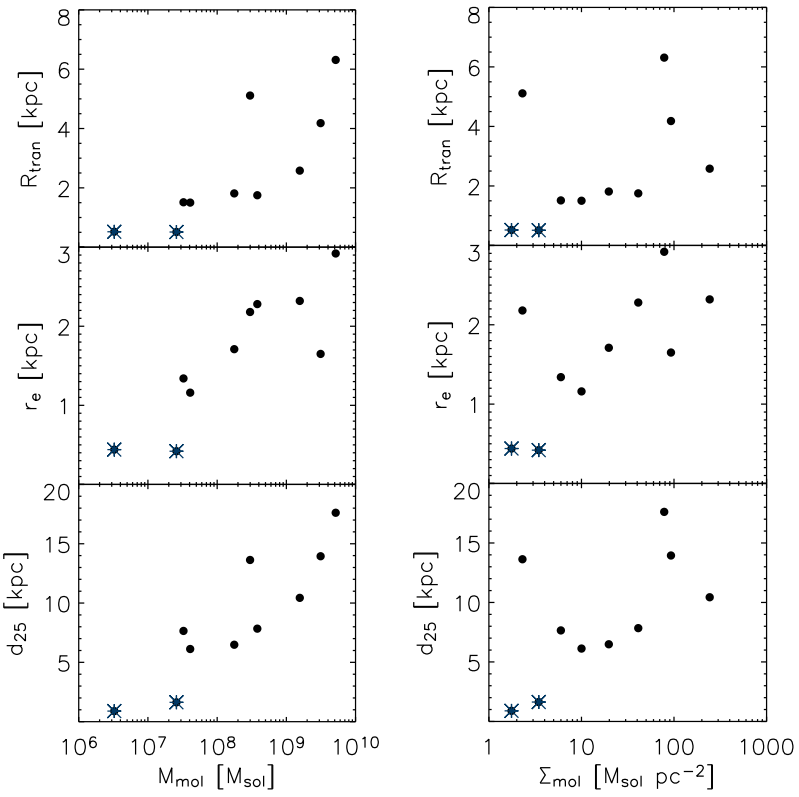

Figura 5.11: A la izquierda, de arriba a abajo, el panel muestra, respectivamente, el radio de transición (esto es, tamaño del *starburst*), el radio efectivo del *host*, y el diámetro a la isofota $\mu_{\rm B}$=25 mag. en función de la masa de gas molecular. Estos mismos parámetros son graficados en el panel derecho en función de la densidad superficial de gas molecular. A fin de diferenciarlas, las dos galaxias sin detección de CO se representan mediante asteriscos.

la masa molecular y la metalicidad. Así, las galaxias más "metálicas" de nuestra muestra poseen mayor cantidad de gas molecular, y por tanto una mayor emisión de CO. Las galaxias que mayor dispersión presentan a la tendencia general son III Zw 107 (la "más metálica"), y Mrk 297, para la que su metalicidad debería ser mucho mayor de acuerdo a su emisión de CO, sobre todo teniendo en cuenta que su masa molecular es un claro límite inferior, como revelan sus mapas de emisión de CO (p.ej., Sage et al., 1993). Aunque la muestra de objetos no llega a ser significativa como para llegar a una conclusión, a partir de las Figs. 5.12 podemos comprobar como el límite de detección para esta muestra se encuentra en objetos con metalicidades a partir de 12+log(O/H)∼8.10. Así, todas las galaxias detectadas presentan luminosidades en B y en K mayores a 10^9 $L_\odot$. El valor límite para la metalicidad es consistente con los hallados por Leroy et al. (2005), 12+log(O/H)∼8.2, o por Taylor et al. (1998), quienes concluyen que las detecciones por debajo de 12+log(O/H)∼8.0 son las menos probables.

La dependencia observada entre la emisión de CO y la metalicidad puede estar afectada por otras correlaciones observadas entre la emisión de CO y propiedades globales de las galaxias, como su masa o luminosidad. En la Fig. 5.9 se ha visto cómo además $M_{\rm mol}$ muestra claras correlaciones con las luminosidades en diversas bandas espectrales. Por otra parte, es

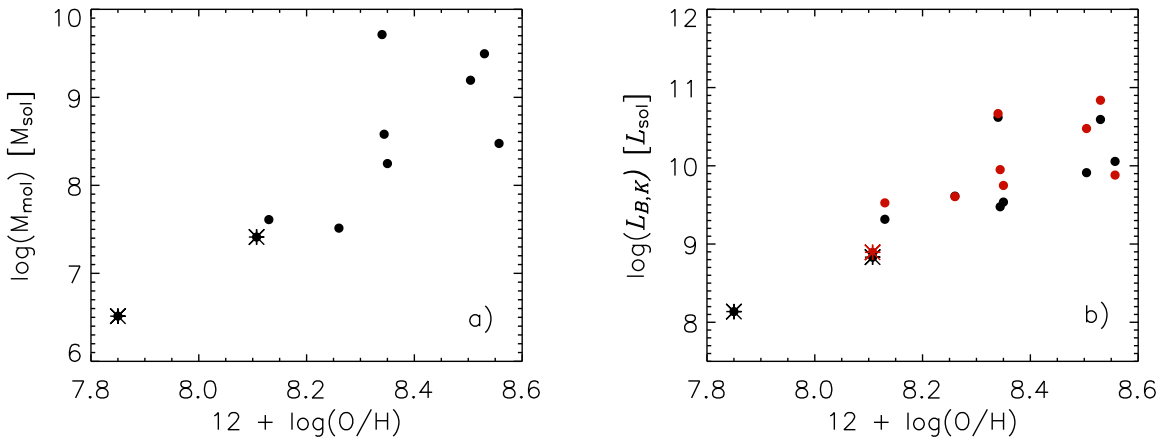

Figura 5.12: a) Masa de gas molecular y b) luminosidades en bandas B (puntos negros) y K (puntos rojos), ambas en función de la abundancia promedio de oxígeno de las BCGs observadas. Las BCGs para las que no hay detección clara en CO se indican por medio de asteriscos.

bien conocido que la metalicidad está estrechamente vinculada con la masa (p.ej., Lequeux et al., 1979), y por tanto con la luminosidad, de galaxias de distintos tipos morfológicos en un rango bastante amplio de ambos parámetros (p.ej., Richer & McCall, 1995; Skillman et al., 2003; Lee et al., 2003). Para nuestra muestra de BCGs hemos adoptado metalicidades a partir de la relación metalicidad$-L_B$ para cuatro de ellas (Mrk 324, Mrk 401, III Zw 102 y III Zw 107) y se ha corroborado en las demás galaxias (en las bandas B y K). Esto se muestra en la Fig. 5.11 *b*, donde además se ve que las observaciones han producido detecciones exitosas en BCGs con luminosidades en B y K por encima del límite $10^9 L_\odot$.

5.7. Emisión del gas molecular y formación estelar en BCGs

A fin de estudiar posibles relaciones entre la emisión de CO y la formación estelar en la muestra de BCGs observada, se han estimado los ritmos de formación estelar de estas utilizando los datos multifrecuencia disponibles en la literatura. La comparación de los distintos trazadores de la formación estelar (esto es, SFR) con la masa de las nubes de gas molecular de las galaxias son una buena herramienta para investigar el comportamiento de la eficiencia de la formación estelar en y entre galaxias (Murgia et al., 2002).

En muchos estudios se han analizado los procesos de formación estelar a escalas globales, promediando sobre todo el disco de las galaxias. Estos trabajos han mostrado que la formación estelar promedio en el disco de una galaxia está bien descrita por una ley de Schmidt (1959), del tipo $\Sigma_{\rm SFR}$=A$\Sigma^N{}_{gas}$, donde $\Sigma_{\rm SFR}$ y Σ_{gas} son las densidades superficiales observadas del SFR y del gas (atómico y molecular) respectivamente, mientras que el exponente N varía entre 1 y 2 dependiendo de los trazadores utilizados y las escalas lineales adoptadas (Kennicutt, 1997). En particular, a altas densidades de gas la forma de la ley de Schmidt es consistente galaxia a galaxia, tanto en términos de su pendiente ($N\sim$1.3$-$1.5) como del coeficiente A, esto es, su eficiencia de formación estelar (Kennicutt, 1998).

En este estudio se han explorado cuantitativamente los vínculos entre la componente molecular medida en las observaciones con estimadores de la formación estelar en las BCGs

de la muestra. En particular, se han derivado ritmos de formación estelar (SFR), sus densidades superficiales, esto es, SFR por unidad de superficie, la eficiencia de formación estelar (SFE) y los tiempos de consumo del gas.

5.7.1. Ritmo de formación estelar

A partir de la línea de recombinación de Hα se deriva un SFR utilizando modelos de síntesis evolutivos, suponiendo metalicidad solar y ausencia total de polvo, teniendo en cuenta además que solamente estrellas de >10 $M_\odot$ y edades <20 Myr contribuyen significativamente al flujo ionizante integrado de la galaxia, por lo que esta línea de emisión provee una medida casi instantánea del SFR. Existen en la literatura diversas calibraciones a esta relación. Aquí, se ha considerado la expresión derivada por Kennicutt et al. (1994),

$$\mathrm{SFR(H}\alpha) = 7.9 \times 10^{-42} L(\mathrm{H}\alpha)[\mathrm{erg\ s^{-1}}] \tag{5.22}$$

válida para una temperatura electrónica T_e=10^4 K, suponiendo una función inicial de masas (IMF) de Salpeter con rango de masas 0.1−100 $M_\odot$, y donde todos los fotones ionizantes son procesados por el gas. Para la mayoría de galaxias con formación estelar, la absorción por polvo conlleva a una infraestimación de la SFR(Hα) (p.ej., Lonsdale Persson & Helou, 1987). Los flujos Hα sólo están corregidos por extinción Galáctica, pero no se han corregido ni por enrojecimiento ni por la posible contaminación de las líneas de emisión del [NII], λ6548 y λ6583. El SFR por unidad de área, Σ_SFR, se ha calculado en este caso suponiendo una distribución uniforme de la emisión Hα sobre el área cubierta por la emisión. Se ha utilizado el área cubierta por las máscaras utilizadas en los ajustes 2D en la banda B para cubrir totalmente el *starburst* como buena aproximación a la distribución de Hα.

El ritmo de formación estelar también se puede derivar a partir de la emisión del continuo infrarrojo. Una fracción significativa de la luminosidad bolométrica de una galaxia la absorbe el polvo presente en ellas, reemitiéndola en el rango ∼30-300 μm. La emisión del continuo FIR es, en principio, un trazador de la población estelar joven y del SFR, ya que la sección eficaz del polvo tiene su máximo en el rango UV. Sin embargo, la eficacia de la luminosidad FIR como trazador del SFR depende de la contribución de las estrellas jóvenes al calentamiento del polvo y de la profundidad óptica de éste. En el caso de *starbursts* circumnucleares este trazador provee una estimación de la SFR realista. Mediante los modelos de síntesis de Leitherer & Heckman (1995) para un *starburst* continuo de edad comprendida entre 10−100 Ma, y adoptando — al igual que en el caso de la emisión Hα — una IMF con masas límite 0.1 y 100 $\mathrm{M}_\odot$, Kennicutt (1998) derivó la expresión que vincula la SFR y la luminosidad integrada sobre el rango espectral comprendido entre 8 y 1000 μm.

$$\mathrm{SFR(FIR)} = 4.5 \times 10^{-44} L(\mathrm{FIR})\ [\mathrm{erg\ s^{-1}}] \tag{5.23}$$

Mediante esta formulación, las diferencias entre los SFR derivados del infrarrojo y de Hα son atribuibles a las correcciones no hechas (ver arriba) a la emisión Hα. Es importante comentar que esta relación es aplicable a *starbursts* con edades menores a 10^8 años, donde las aproximaciones aplicadas son válidas. La "densidad superficial" o SFR por unidad de área, Σ_SFR, ha sido estimada en el caso IR dividiendo el SFR por el área proyectada ocupada por el *starburst*, que al igual que en el caso de la emisión Hα, se ha aproximado como aquella igual al de la máscara utilizada para cubrir el *starburst* en los ajustes 2D.

Tabla 5.5: Parámetros de formación estelar en las BCGs observadas

Galaxia (1)	$SFR_{H\alpha}$ (2)	$SFR_{\rm IR}$ (3)	$SFR_{1.4}$ (4)	$\Delta\tau_{\rm mol}$ (5)	$\Delta\tau_{\rm HI}$ (6)
Haro1	4.90	11.69	25.75	4.67	1.65
Mrk33	0.74	1.08	1.18	5.65	2.55
Mrk35	0.63	0.58	0.54	3.03	3.83
Mrk36	0.07	0.07	0.03	3.79	60.07
Mrk297	6.03	14.18	63.18	3.19	1.20
Mrk314	0.48	0.52	1.10	3.75	15.2
Mrk324	0.04	0.07	...	...	...
Mrk401	0.02	0.73	0.61	23.95	5.93
Zw102	0.76	2.66	4.44	13.61	1.28
Zw107	2.57	3.79	6.97	1.50	14.75

Notas.– (1) Nombre de la galaxia, Columnas (2), (3) y (4) muestran los ritmos de formación estelar calculados a partir de las emisiones en Hα, IR y radio, respectivamente (ver texto). Las columnas (5) y (6) listan los tiempos de consumo del gas molecular y neutro, respectivamente, estimados a partir de la Ec. 5.25. Los SFRs se presentan en unidades de $M_\odot$/años, mientras que los $\Delta\tau$ se dan en unidades de 10^8 años.

Finalmente, un tercer estimador de la SFR se encuentra en la radiación de continuo a 1.4 GHz. En una galaxia con formación estelar, el SFR es directamente proporcional a su luminosidad en radio (Condon et al., 2002). Esta emisión, en ausencia de AGN's, traza la formación de estrellas masivas. El 10 % de la luminosidad a 1.4 GHz es debida a emisión térmica (libre – libre) generada por las regiones HII, mientras que el 90 % restante es debida a la radiación sicrotrón de electrones relativistas acelerados por restos de supernova. Estos, tienen una vida media $\sim 10^8$ años, por lo que el SFR que traza la luminosidad en continuo de radio es aquella producida hace no más de dicho tiempo, y es válida para estrellas de masa $>5 M_\odot$ (Condon et al., 2002),

$$\mathrm{SFR}(1.4\ \mathrm{GHz}, M > 5M_\odot) \sim \kappa \times 2.2 \times 10^{-22} L(1.4\ \mathrm{GHz}) \quad [\mathrm{W\ Hz^{-1}}] \qquad (5.24)$$

En caso de querer tener en cuenta la masa de todas las estrellas en el intervalo $0.1-100$ $M_\odot$ — como en nuestro caso — se ha de asumir una IMF de Salpeter, para la cual $\kappa = 5.5$

La densidad superficial del SFR se promedió en el área deproyectada que abarcan los 45 arcsec del haz (diámetro) del NVSS, el doble del que ocupa el haz de IRAM para las observaciones de CO, y mayor que el ocupado por el de radio $R_{\rm tran}$ en todos los casos, a excepción de la III Zw102, donde son del mismo orden.

En la Tabla 5.5 se presentan los ritmos de formación estelar para cada una de las galaxias. Además, se ha utilizado la masa de gas molecular para estimar los tiempos de consumo del gas, $\Delta\tau_{\rm mol} \sim M_{\rm mol}/\mathrm{SFR}$.

En la Tabla 5.5 se puede ver cómo los SFRs estimados a partir de la emisión en Hα son generalmente inferiores a los determinados a partir de la emisión en el rango IR o en radio. Sólo en algunos casos como en Mrk 33, Mrk 35, hay un cierto acuerdo entre los tres valores. En general, los SFR estimados a partir de la emisión no térmica de radio continuo son mayores. Estas diferencias sugieren que las correcciones, p.ej., por extinción, que deben aplicarse a los datos ópticos, podrían ser grandes en algunos casos, p.ej., Mrk 401.

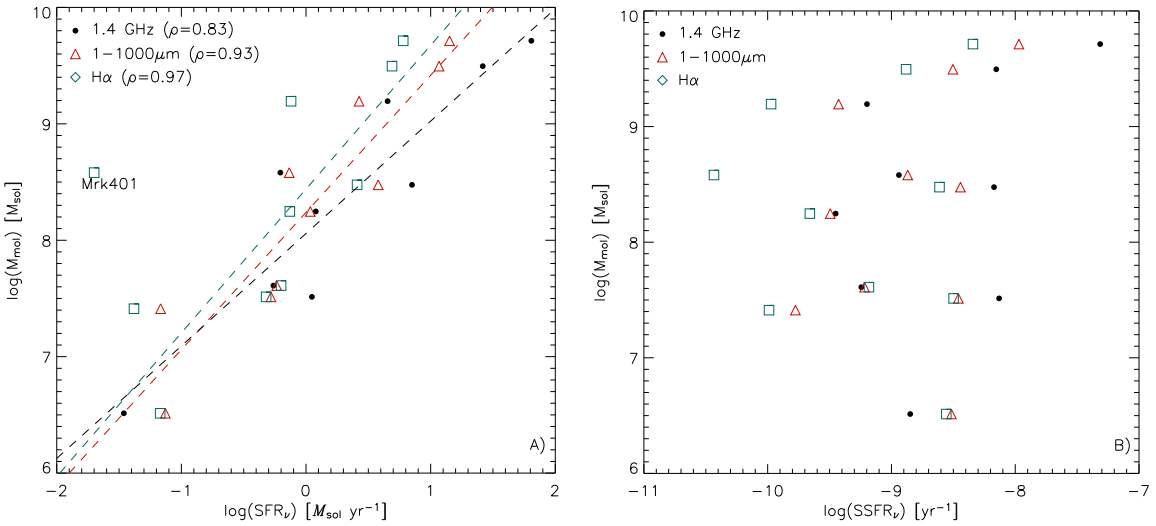

Figura 5.13: a) Masa de gas molecular en función de, a) ritmo de formación estelar, y b) ritmo de formación estelar específico, esto es, normalizado por la masa estelar. Los círculos negros indican luminosidad en el continuo de radio a 1.4 GHz, los triángulos rojos indican la emisión en el rango infrarrojo [1−1000μm], y los rombos verdes indican luminosidades integradas en Hα, respectivamente. Las líneas de punteadas señalan, asociando cada color a cada banda espectral, el mejor ajuste lineal en cada caso. Junto a la descripción de cada símbolo se indican los índices de correlación de Spearman obtenidos para cada conjunto de datos. Se destaca Mrk 401 como el objeto con mayor dispersión de la tendencia general.

Como se ha visto en la Fig. 5.9 *a* y Fig. 5.9 *b* la emisión del CO, y por tanto la masa molecular, para esta muestra de BCGs está estrechamente vinculada a la luminosidad en el óptico, en el IR y en radio. Es esperable entonces que se de una situación similar al examinar las relaciones $M_{\rm mol}$–SFR. En la Fig. 5.13 *a* se muestra la correlación hallada entre la masa de gas molecular y los ritmos de formación estelar.

A partir de de las masas estelares derivadas para el *host* de las BCGs (Tabla 4.2) y sus luminosidades en la banda K (Tabla 5.4) se han normalizado estos SFRs, obteniendo una estimación del ritmo de formación estelar específico (SSFR), que es el ritmo de formación estelar por unidad de masa de la galaxia (ver p.ej., Brinchmann et al., 2004). En la Fig. 5.13 *b* se muestra cómo la correlación de la Fig. 5.13 *a* desaparece al considerar los SSFR. Por tanto, y como sucede en las Figs. 5.9, la masa estelar de la galaxia es la principal responsable de la correlación que se observa en la Fig. 5.13 *a*.

5.7.2. Eficiencia de la formación estelar

La eficiencia de la formación estelar (SFE) es un parámetro importante ya que sirve para estimar la cantidad gas y la rapidez con la que la galaxia consume su gas formando estrellas al ritmo que observamos. El SFE se define entonces como,

$$\mathrm{SFE} \equiv 10^8 \frac{\Sigma_{\rm SFR}}{\Sigma_{\rm mol}}\ [\mathrm{años}^{-1}] \equiv \Delta\tau^{-1}{}_{\rm gas}\ [\mathrm{años}] \tag{5.25}$$

donde esta definición muestra la fracción de gas molecular convertido en estrellas en un período de 10^8 años, tiempo de vida típico de los electrones de la radiación sicrotrón res-

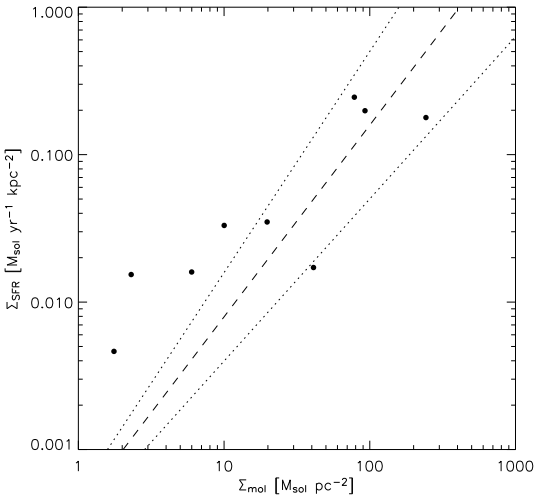

Figura 5.14: Se representa la densidad superficial de estrellas formadas por unidad de tiempo contra la densidad superficial de gas molecular, derivada para la muestra de galaxias observada a partir de la intensidad integrada de su emisión en CO. En línea discontínua se muestra la "Ley de Schmidt" ($\Sigma_{\rm SFR}=10^{-3.4}\Sigma_{\rm mol}^{1.3}$) que vincula empíricamente estas dos variables para galaxias espirales y enanas con formación estelar activa según el ajuste de Leroy et al. (2005). Las líneas de puntos indican los valores 1σ de dicho ajuste: $\Sigma_{\rm SFR}=10^{-3.3}\Sigma_{\rm mol}^{1.5}$ (línea de mayor pendiente) y $\Sigma_{\rm SFR}=10^{-3.5\pm0.1}\Sigma_{\rm mol}^{1.1}$ (línea de menor pendiente).

ponsable de la emisión en 1.4 GHz (Condon 1992). En nuestra muestra las galaxias han invertido en los últimos 100 Ma entre un 4 % y un 67 % de su masa molecular en estrellas. En promedio todas ellas consumirían todo su gas molecular en menos de ∼1 Ga al ritmo actual de formación estelar, mucho menos de un tiempo de Hubble. La principal fuente de error en SFE proviene de las densidades superficiales del gas molecular, a través del factor de conversión CO–H_2, que ya hemos visto pueden ser, en promedio, de hasta un factor 2.6.

En la Fig. 5.14 se han posicionado las galaxias de la muestra en un diagrama $\Sigma_{\rm mol}$–$\Sigma_{\rm SFR}$, donde se han utilizado los valores de $\Sigma_{\rm SFR}$ estimados a partir del continuo en radio. De esta manera, se puede comparar la distribución de las BCGs de este estudio con las galaxias tardías espirales y enanas con formación estelar analizadas por Leroy et al. (2005) en un estudio mucho más extenso y con otros estudios similares. Las líneas discontinuas y de puntos en la Fig. 5.14 muestran el ajuste $\Sigma_{\rm SFR}=10^{-3.4\pm0.1}\Sigma_{\rm mol}^{1.3\pm0.2}$ de la ley de Schmidt y sus límites a 1σ, seguida por las galaxias de su muestra. Esta relación está en buen acuerdo, dentro de los errores, con la ajustada por otros autores (p.ej., Murgia et al., 2002; Kennicutt, 1988).

Incertidumbres típicas (desviación estándar) en la ley de Schmidt oscilan entre un factor 4 para SFRs obtenidos mediante Hα (p.ej., Kennicutt, 1998) a un factor 2.8 en aquellas donde el SFR es obtenido a partir del continuo de radio (p.ej., Murgia et al., 2002). La dispersión de la ley de Schmidt puede deberse a varios factores que van desde variaciones reales producto de diferentes procesos en la formación estelar, hasta las posibles variaciones producto de las suposiciones y simplificaciones hechas al determinar tanto el SFR como la densidad superficial de gas molecular.

Las cuatro galaxias de nuestra muestra que eventualmente no seguirían la ley de Schmidt son Mrk 35, Mrk 314, III Zw107 y Mrk 36, mientras que para Mrk 324 no se disponen de datos

en radio. Es importante tener en cuenta que las desidades superficiales de gas molecular son en general cotas inferiores en 7 de las galaxias y superiores en tres de ellas, y que las suposiciones empleadas en su cálculo y en el del ritmo de formación estelar pueden influir en la dispersión observada en el plano $\Sigma_{\rm SFR}$–$\Sigma_{\rm mol}$.

6

Aplicaciones de la metodología y próximos trabajos

El desarrollo de un nuevo método de ajustes 2D a la distribución de luz de las BCGs, nos ha permitido estudiar en detalle las propiedades estructurales de la galaxia subyacente y cómo se relacionan con otros parámetros observables de las galaxias. La robustez y fiabilidad de la técnica, comprobada mediante simulaciones y por medio de una muestra heterogénea de BCGs, ha impulsado su aplicación en estudios más específicos para los que una caracterización detallada y precisa del *host* es un requerimiento ineludible. Mostraremos brevemente aquí tres proyectos realizados en colaboración durante esta Tesis.

En primer lugar mostraremos parte de nuestra contribución al análisis espectrofotométrico de Mrk 35 presentado en Cairós et al. (2007). De este trabajo, basado en fotometría óptico–NIR–Hα y espectroscopia de rendija, nos centraremos únicamente en mostrar cómo se han utilizado los ajustes 2D del *host* de Mrk 35 en las diversas bandas fotométricas para eliminar su contribución de la imágenes en filtros anchos y estrechos, a fin de derivar correctamente las propiedades — luminosidades, colores y edades — de los brotes de formación estelar más luminosos presentes en la región central de la galaxia.

En segundo lugar presentaremos los primeros pasos de un proyecto basado completamente en la metodología 2D y que está siendo llevado a cabo en colaboración (Amorín & Sanchez-Janssen 2008, en prep.) Se ha seleccionado una muestra extensa de galaxias BCGs recopiladas de estudios previos en la literatura para, a través de sus imágenes en el filtro r del *survey* Sloan (SDSS–DR6), demostrar que la robustez de los ajustes 2D así como la calidad y profundidad las imágenes, son suficientes para lograr ajustes del *host* fiables. El trabajo que se presenta incluye además una comparación cuantitativa entre ajustes 2D y 1D, realizados con modelos de Sérsic y exponenciales.

En tercer lugar se mostrará en forma resumida una parte del estudio contenido en Sánchez Almeida et al. (2008). En este trabajo en colaboración se ha contribuido con los resultados del ajuste 2D de la muestra de BCGs analizadas en §3, basicamente parámetros estructurales y colores, a fin de seleccionar galaxias candidatas a ser "pre" o "post" BCGs, esto es, galaxias con las propiedades de los *hosts* de las BCGs durante las fases donde la formación estelar no se presenta en estallidos.

Tabla 6.1: Colección de datos de Mrk 35

Parámetro	Dato	Notas
Otros nombres	Haro 3, NGC 3353	
α (J2000)	$10h\ 45m\ 22s$	(1)
δ (J2000)	$55°57'\ 37''$	(1)
D (Mpc)	15.6	(2)
$A_{\rm B}$	0.031	(3)
$M_{\rm B}$	-17.75	(4)
$m_{\rm B}$	13.21	(4)
$m_{\rm V}$	12.60	(4)
$m_{\rm R}$	12.37	(4)
$m_{\rm I}$	11.84	(4)
$m_{\rm J}$	11.31	(5)
$m_{\rm H}$	10.83	(5)
$m_{\rm K_s}$	10.43	(5)
$\rm M_{\it HI}$	0.46×10^9	(6)
$\rm M_{\it T}$	1.5×10^9	(6)

(1) Ascensión recta (α) y declinación (δ) de Mrk 35 en el sistema J2000. (2) Distancia estimada suponiendo un flujo de Hubble con H_0=75 km s^{-1}Mpc^{-1}, y aplicando la corrección correspondiente a la caída del Grupo Local sobre Virgo. (3) Coeficiente de absorción en el filtro B, (tomado de Schlegel, Finkbeiner, & Davis, 1998). (4) Fotometría asintótica obtenida por extrapolación de las curvas de crecimiento, y corregidas posteriormente por extinción Galáctica (Cairós et al., 2001b). (5) Magnitudes isofotales (obtenidas dentro de la isofota a 23.0 mag arcsec^{-2} en el filtro J, 22.0 en H y 21.0 en $K_{\rm s}$), tomadas de Cairós et al. (2003). (6) Masa de hidrógeno neutro $\rm M_{\it HI}$ y masa total $\rm M_{\it T}$ en unidades solares; ambas tomadas de Thuan & Martin (1981).

6.1. Mrk 35: análisis espectrofotométrico

El estado evolutivo de las BCGs y su historia de formación estelar, así como los mecanismos que disparan y regulan la formación estelar recurrente en estos objetos, son aun temas abiertos a pesar de la cantidad de trabajos que han generado. Un paso importante en estas cuestiones lo representan los análisis individualizados y detallados de objetos cercanos, utilizando datos de alta calidad. Hasta ahora, la mayoría de trabajos se han centrado en análisis mas bien estadísticos sobre muestras relativamente grandes de BCGs. Sólo en los últimos años han habido unos pocos estudios dedicados a examinar en mayor detalle las características de objetos individuales. Papaderos (1998); Papaderos et al. (1999) han llevado a cabo análisis espectrofotométricos de SBS 0335−052 y Tol 65, dos BCGs pertenecientes al tipo morfológico "i0". Noeske et al. (2000) estudiaron las galaxias "il,C" o "cometarias" Mrk 59 y Mrk 71. Por su parte, Fricke et al. (2001) y Guseva et al. (2001) estudiaron las también BCGs del tipo "il,C" Tololo 1214−277 y SBS 0940+544, respectivamente. A pesar del hecho de que los tipos "nE" e "iE" de BCG son los más comunes, hay muy pocos estudios de calidad similar para galaxias de esos grupos, siendo quizás uno de los más notables el análisis de las propiedades de Mrk 86, una BCG de tipo "iE", llevado a cabo por Gil de Paz et al. (2000) y Gil de Paz, Zamorano, & Gallego (2000). La escasez de estudios de este tipo hicieron que en un primer artículo, Cairós et al. (2002) introdujeran un método para discriminar y analizar las poblaciones estelares en BCGs, presentando resultados para la BCG "iE" Mrk 370. En el trabajo del que hacemos referencia aquí, ya publicado en Cairós

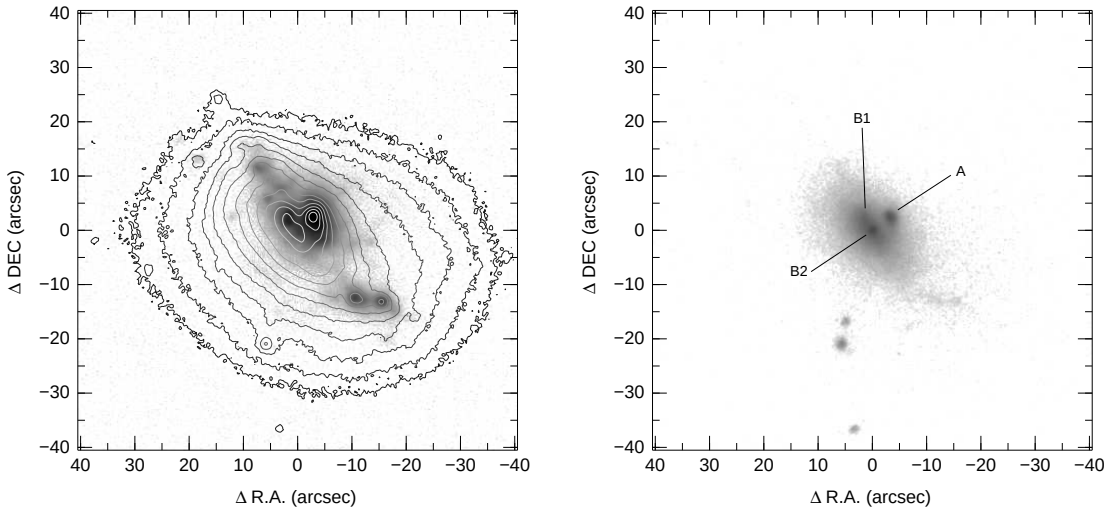

Figura 6.1: (*derecha*): mapa de emisión de Mrk 35 en la banda K. El brote B2 está situado en el centro óptico de la galaxia, pero no es un pico de emisión en Hα. (*izquierda*): mapa de emisión de Mrk 35 en Hα tras sustracción del continuo adyacente. Superpuestos se muestran los isocontornos de la emisión en el filtro B. La orientación de las imágenes es: norte hacia arriba y este hacia la izquierda. Los ejes indican ascensión recta (abscisas) y declinación (ordenadas). Tomado de Cairós et al. (2007).

et al. (2007), se ha aplicado la misma métodología a Mrk 35, otra BCG del tipo "iE", introduciendo esta vez la técnica 2D para modelar su galaxia subyacente.

Mrk 35 posee una magnitud absoluta $M_{\rm B} = -17.75$, y está localizada a una distancia de 15.6 Mpc. Un conjunto de datos básicos en distintas longitudes de onda han sido reunidos en la Tabla 6.1. La galaxia se presenta en imágenes de diferente rango espectral en la Fig. 6.1.

En este trabajo se ha utilizado fotometría superficial profunda en el óptico y en el NIR. Los datos ópticos fueron presentados en Cairós et al. (2001a,b) y son los mismos con los que se ha trabajado en los capítulos anteriores (ver más detalles en §3). Por su parte, los datos en el NIR, así como los detalles de su reducción y calibración, fueron presentados con anterioridad en Cairós et al. (2003). Se trata de imágenes tomadas con la cámara infrarroja INGRID[1], instalada en el telescopio de 4.2-m WHT (ORM, La Palma). El tamaño del píxel es 0.242 arcsec pixel^{-1}, en un campo de 4.1 arcmin $\times$ 4.1 arcmin en las bandas J, H y $K_{\rm s}$. El "seeing"promedio fue $\sim$1 arcsec. Por otra parte, se han utilizado imágenes centradas en la línea de Hα y su continuo adyacente, tomadas con el telescopio optico Nórdico (NOT; ORM), utilizando la cámara ALFOSC[2] que con una escala de 0.188 arcsec pixel^{-1} provee un campo de 6.4 arcmin $\times$ 6.4 arcmin. El "seeing"varió, en promedio, en torno a 1.2 arcsec. Los detalles de su reducción y calibración se encuentran en Cairós et al. (2007).

Mrk 35 está incluída en la muestra de galaxias del catálogo Markarian con núcleo múltiple de Mazzarella & Boroson (1993). Muestra un típico perfil de brillo superficial de BCG: está dominado por el *starburst* a niveles de brillo medios y altos, mientras que en las regio-

[1]Isaac Newton Group Red Imaging Device
[2]Andalucía Faint Object Spectrograph and Camera

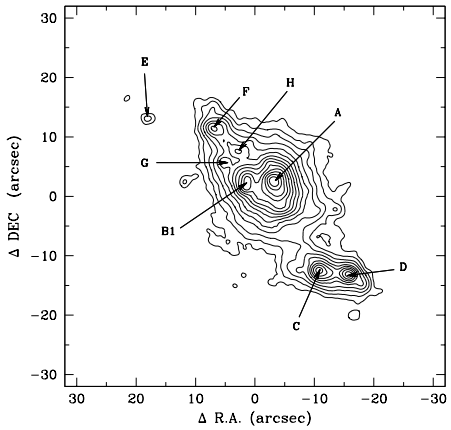

Figura 6.2: Isocontornos de la emisión en Hα de Mrk 35 tras substracción de su continuo. Se ha indicado la posición de los principales brotes de formación estelar detectados. La orientación de la imagen es: norte hacia arriba y este hacia la izquierda. Los ejes indican ascensión recta (abscisas) y declinación (ordenadas). Tomado de Cairós et al. (2007).

nes externas el perfil traza la estructura de la población estelar más vieja. Mrk 35 presenta trazas de estrellas Wolf–Rayet (Steel et al., 1996; Huang et al., 1999) que indican que la galaxia ha sufrido un *starburst* dentro de los últimos 3−6 Ma. La causa de esta formación estelar no es clara. Mientras Steel et al. (1996) concluyen que podría ser más probable una formación autoinducida, Sánchez-Portal et al. (2000) concluyen que Mrk 35 presenta claras evidencias de un episodio del tipo merger. Un artículo más reciente de Johnson et al. (2004) estudian el *starburst* central por medio de observaciones en el NIR y en radio, concluyendo que la hipótesis de una interacción a pequeña escala es también plausible.

6.1.1. Resultados del análisis fotométrico: morfología de Mrk 35

La Fig. 6.1 muestra el mapa de Hα de Mrk 35, con los contornos de la emisión en B superpuestos, mientras que la Fig. 6.2 muestra los isocontornos de la emisión en Hα tras la sustracción del continuo adyacente. En ellas, se identifican los brotes de formación estelar detectados, que se alinean en la dirección NE–SW, formando una estructura elongada. Los brotes más intensos (A, B1 y B2) forman la estructura con forma de "corazón" que se encuentra en el centro de la galaxia. El brote B2 es el centro de las isofotas externas, mientras que el brote A es la región más brillante de la galaxia en el filtro B; los picos de A y B2 están separados por una distancia de 3.9 arcsec ($\sim$ 300 pc). En imágenes obtenidas con el HST (Johnson et al., 2004) ambos brotes se resuelven en un número de regiones de formación estelar más pequeñas, muchas de ellas probablemente sean "super cúmulos estelares" (SSCs). Las imágenes ópticas sugieren la presencia de una línea de polvo que atraviesa la galaxia entre el brote A y el brote B, extendiéndose hacia el oeste, que es vista más claramente en una imagen de alta resolución con HST/WFPC F606W tomada por Malkan et al. (1998). La banda de polvo es más prominente en los filtro U y B, disminuyendo hacia longitudes de onda rojas; muestra por tanto un color más rojo que la galaxia subyacente.

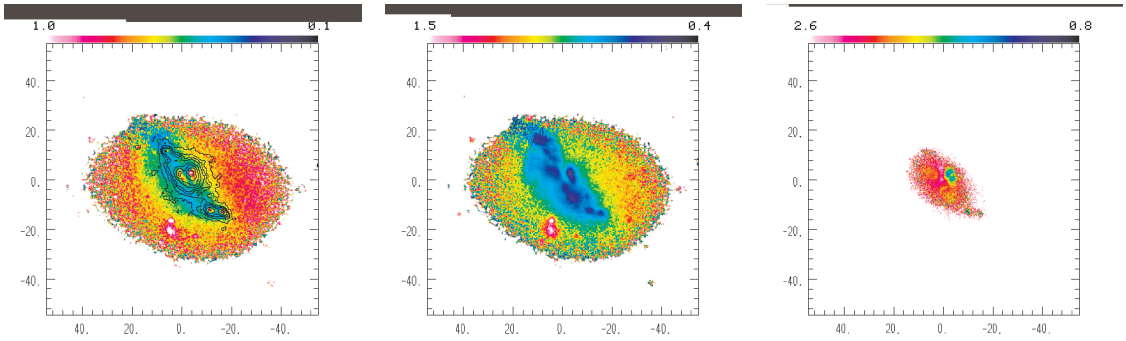

Figura 6.3: (*izquierda*): mapa de color $B-V$ de Mrk 35; superpuestos se muestran los isocontornos de la emisión en Hα. (*centro*): mapa de color $B-R$. (*derecha*): mapa de color $V-K$. La orientación de las imágenes es: norte hacia arriba y este hacia la izquierda. En cada figura ambos ejes indican segundos de arco, mientras que la escala superior está en la escala correspondiente a cada color. Tomado de Cairós et al. (2007).

En la dirección SW, y conectando con los brotes C y D, una estructura en forma de "cola" se localiza ∼20 arcsec (1.5 kpc) del centro (ver Fig. 6.2). La longitud total de la estructura de formación estelar con forma de barra es ∼70 arcsec (5.3 kpc), mientras que el radio equivalente de la isofota a 27 mag arcsec^{-2} en B es 56 arcsec (4.2 kpc).

Por otra parte, las isofotas internas (dominadas por el *starburst*) están progresivamente giradas con respecto a las externas[3] (dominadas por el *host*), que poseen una elipticidad constante para radios $\gtrsim$30 arcsec. El eje mayor de las isofotas externas posee un ángulo de posición de ∼90°, y forma un ángulo de 42° con la cadena central de brotes. Sánchez-Portal et al. (2000) reportaron un PA∼45° para las isofotas externas, mientras Steel et al. (1996) lo fijaron en ∼58°. En ambos casos la fotometría no fue lo suficientemente profunda para alcanzar el bajo brillo superficial de la componente subyacente, y lo que se entiende por "partes externas" en esos trabajos es una región donde aun existe una contribución substancial de *starburst*. Esta discrepancia indica una vez más la necesidad de datos de calidad y profundos para caracterizar correctamente el *host* de las BCGs.

La morfología de la galaxia en el óptico es coincidente con la de las imágenes infrarrojas (ver Fig. 6.1), aunque en el óptico las isofotas internas están más distorsionadas que en el NIR, probablemente debido al polvo. La posición espacial de las cinco fuentes intensas identificadas coincide en todas las imágenes de banda ancha. Los brotes B1 y B2 son los picos de intensidad en el NIR, pero no son fuentes intensas en el azul; y mientras A es un pico intenso en las bandas azules (esto es, U, B y V), es una fuente débil en el NIR. Este hecho indica que la distribución de polvo podría ser altamente inhomogénea y/o que los brotes presentan distintas edades.

Como se ve en la Fig. 6.1 la emisión Hα está localizada en la región central de la galaxia, elongada hacia la dirección NE–SW, pero ligeramente descentrada hacia el NW. El *host*, en cambio, se extiende claramente mucho más allá de la región del *starburst*. Los picos de los brotes A, C y D en el continuo (imágenes de banda ancha) son también picos en Hα (ver Fig. 6.2), mientras que el brote B2 — un fuerte emisor en el continuo — no corresponde a

[3]lo que en inglés se denomina un "isophote twist"

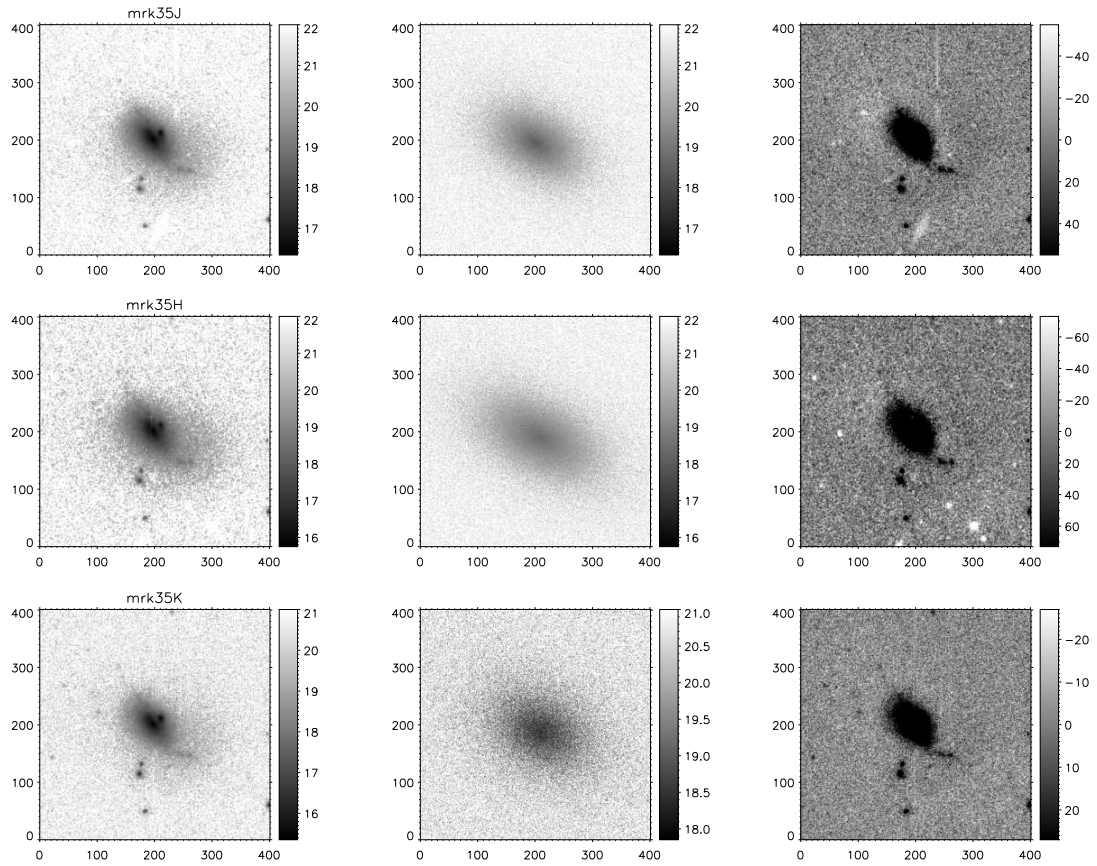

Figura 6.4: (*izquierda*): Mrk 35 en las bandas J, H y K; (*centro*): modelos 2D tras ajuste de un perfil de Sérsic. (*derecha*): mapas de residuos tras la sustracción *imagen* − *modelo*. La orientación de las imágenes es: norte hacia arriba y este hacia la izquierda. Las barras laterales de las figuras izquierda y central muestran, en escala de grises, el brillo superficial de la galaxia y el modelo, mientras que en la figura de la derecha muestra la intensidad (en cuentas) de los residuos, acotada entre $\pm 3\sigma_{\rm cielo}$, donde $\sigma_{\rm cielo}$ es el rms del fondo de cielo. Los ejes de abscisas y ordenadas muestran en todos los casos píxeles. Tomado de Cairós et al. (2007).

ningún máximo local de Hα. El mapa de Hα revela características intrigantes. A pesar de los ocho brotes relativamente extensos identificados en la Fig. 6.2, encontramos un número de pequeñas condensaciones alrededor del cuerpo principal de la galaxia: tres brotes, que junto al brote E, forman una estructura en forma de "cadena", extendiéndose en la dirección NE; dos brotes más localizados a ∼10 arcsec al norte de los brotes C y D, y dos pequeñas condensaciones que se encuentran al sur del brote D[4]. Todos esos brotes emiten en los filtros anchos, por lo que son cúmulos estelares. Algunas extensiones débiles emergen del cuerpo principal de la galaxia. En particular, puede distinguirse una estructura en forma de arco, con diámetro ∼1 kpc, saliendo hacia el Oeste (aparentemente desde el brote A).

Estudiar en detalle sistemas tan complejos como las BCGs, requiere de observaciones profundas y de alta resolución tanto en el óptico como en el NIR, que complementadas con imagen en filtros estrechos, proporcionan una herramienta poderosa para estudiar su

[4]ese brote no llega a ser lo suficientemente intenso como para identificarse en la Fig. 6.2.

Tabla 6.2: Parámetros estructurales de la galaxia anfitriona de Mrk 35

Filtro	$R_{\rm mask}$	n	$r_{\rm e}$	$\mu_{\rm e}$	$m_{\rm host}$	b/a	P.A.	c
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
B	20.80	0.98	15.04	22.33	14.11	0.72	74.0	−0.02
V	19.45	1.01	14.72	21.58	13.41	0.71	77.3	0.03
R	19.45	0.97	14.94	21.28	13.11	0.70	77.7	−0.01
I	14.50	0.83	15.33	20.80	12.63	0.71	74.9	0.01
J	12.80	1.12	16.70	20.52	11.65	0.70	58.1	0.18
H	14.02	1.01	19.99	20.00	11.19	0.67	63.2	0.15
K	12.80	0.88	20.50	19.70	10.89	0.70	60.6	0.03

Notas.− Columnas: (1): Filtro ancho de las imágenes; (2) radio de la máscara en segundos de arco; (3) índice de Sérsic; (4) radio efectivo en segundos de arco; (5) brillo superficial efectivo en mag arcsec^{-2}; (6) magnitud total aparente del *host*; (7) cociente de semiejes; (8) ángulo de posición en grados; (9) parámetro "boxy" (positivo) / "disky" (negativo).

contenido estelar. Por un lado, las imágenes en filtros estrechos permiten identificar las regiones de las galaxias donde la formación estelar activa está teniendo lugar y, al mismo tiempo, las áreas libres de emisión del gas. Además, los mapas de color a partir de las imágenes de filtros anchos permiten discriminar las diferentes poblaciones estelares y ver qué regiones están afectadas por contaminación gaseosa (p.ej., mapas $B-V$ o $B-R$), o por bandas o rastros de polvo (mapas óptico-NIR). En la Fig. 6.3 se muestra el mapa $B-V$ de Mrk 35, donde se puede apreciar claramente el *starburst*, en colores azulados, y la componente subyacente extendida, de colores rojizos. Superpuestos, se han dibujado los contornos de la emisión en Hα.

6.1.2. Modelado de la galaxia anfitriona

Se ha utilizado la metodología presentada en Amorín et al. (2007) y explicada en §2, para llevar a cabo ajustes 2D a la distribución de luz de Mrk 35 en todas los filtros disponibles. Además de la ventaja proporcionada por este tipo de ajustes con respecto a los ajustes 1D, esto es, ajustar el *host* siguiendo exactamente la forma de su perfil de luz tras enmascarar el *starburst* (ver §2), los ajustes 2D permiten sustraer directamente el mejor modelo ajustado a la imagen, recuperando así una imagen del *starburst*. En la Tabla 6.2 se muestran los parámetros resultantes para Mrk 35 en el óptico y el NIR. En tanto, la Fig. 6.4 muestra, a modo de ejemplo, la galaxia, el modelo y el residuo (esto es, el *starburst*), para Mrk 35 en las bandas J, H y K (ver también Figs. 3.3 para imágenes en el filtro B).

Por otra parte, la información derivada de sus colores integrados ha servido para poner restricciones al estado evolutivo de la galaxia subyacente de Mrk 35. Los colores del *host* (derivados de las magnitudes de los modelos de Sérsic) están tabulados en la Tabla 6.3. Por consistencia estos colores no están corregidos de extinción interna, ya que el coeficiente que se ha derivado basado en las líneas de emisión del gas, puede no ser válido a regiones externas, fuera del área ocupada por el *starburst*.

Tabla 6.3: Colores integrados del *host* de Mrk 35, derivados del ajuste 2D de un modelo de Sérsic

$B-V$	$V-R$	$V-I$	$V-J$	$J-H$	$H-K$
0.70	0.30	0.78	1.76	0.46	0.30

6.1.3. Discriminación de las diversas componentes luminosas

El flujo recibido de un punto dado de la galaxia es la suma de tres componentes: el *host*, el flujo de continuo de la componente estelar joven y el flujo de las líneas de emisión:

$$F_{\rm tot} = F_{\rm host} + F_{\rm joven} + F_{\rm lin} \tag{6.1}$$

El análisis fotométrico permite calcular $F_{\rm host}$ por medio de los modelos de Sérsic, y así derivar

$$F_{\rm joven} + F_{\rm lin} = F_{\rm tot} - F_{\rm host} \tag{6.2}$$

que es el residuo del ajuste 2D.

Por otra parte, el análisis espectroscópico permite derivar $F_{\rm joven}+F_{\rm host}$ modelando el continuo espectral (ver Cairós et al., 2007) y así derivar

$$F_{\rm lin} = F_{\rm tot} - (F_{\rm host} + F_{\rm joven}) \tag{6.3}$$

Por lo tanto, combinando fotometría y espectroscopia se derivan separadamente cada uno de los términos en los filtros B, V y R. Se ilustra el procedimiento tomando el brote A, cuyo diámetro es ∼6 arcsec. En A el *host* contribuye, a partir de sus modelos de Sérsic, $\simeq$10 % del flujo total en B y en V, y un 5 % en R. En la apertura espectral de 6 arcsec centrada en este brote, el continuo ($F_{\rm host} + F_{\rm joven}$) da cuenta del 75 % del flujo en B, y las líneas de emisión un 25 %. Combinando estos datos, y bajo la simplificación de que el los datos espectrales sean constantes dentro de toda el área del brote A, es directo derivar que la población estelar joven, $F_{\rm joven}$, es responsable del 65 % del flujo total en B. El procedimiento se aplicó al resto de los brotes y los resultados están listados en la Tabla 6.4.

Fotometría del starburst

La identificación de los distintos brotes de formación estelar de Mrk 35 se hizo utilizando el software FOCAS, aplicado a las imágenes de Hα previamente sustraídas de su emisión en continuo (esto es, Hα neto). FOCAS trabaja buscando máximos y mínimos locales (en cuentas) de los píxeles de la imagen. Los criterios utilizados para detectar los brotes fueron: el área mínima que éste debía ocupar — 38 píxeles — es el que corresponde a un diámetro de ∼1.3 arcsec o 100 pc, lo que asegura que el diámetro del brote es mayor que el ancho a mitad (FWHM) de la PSF de la imagen; las cuentas de cada píxel deben ser mayores que 2.5 veces la desviación estándar del fondo de cielo. Con estos criterios se han identificado ocho brotes (ver Fig. 6.2). El brote más luminoso en Hα es A, que con un diámetro de 0.64 kpc y un flujo total de 5.57×10^{-13} ergs cm^{-2}s^{-1}, emite la mitad del flujo total en Hα de la galaxia.

Tabla 6.4: Descomposición del flujo en los brotes de Mrk 35

Componente	B	V	R
	Brote A		
$F_{\rm lin}$	24.4	44.9	39.8
$F_{\rm host}$	10.5	10.0	5.4
$F_{\rm joven}$	65.1	45.1	54.8
	Brote B1		
$F_{\rm lin}$	8.0	16.0	15.2
$F_{\rm host}$	8.5	8.2	4.1
$F_{\rm joven}$	83.5	75.8	80.7
	Brote C		
$F_{\rm lin}$	15.2	22.9	24.8
$F_{\rm host}$	39.3	38.2	18.4
$F_{\rm joven}$	45.5	38.9	56.8
	Brote D		
$F_{\rm lin}$	19.2	29.7	32.6
$F_{\rm host}$	36.9	34.0	16.4
$F_{\rm joven}$	43.9	36.3	51.0
	Brote B2		
$F_{\rm lin}$	7.0	12.9	14.0
$F_{\rm host}$	3.6	3.3	3.9
$F_{\rm joven}$	89.4	83.8	82.1

Nota.– Los valores están normalizados al flujo total $F_{\rm tot} = 100$.

A continuación se calcularon las magnitudes en los filtros anchos para los brotes detectados en la imagen Hα, después de haber convolucionado las imágenes de filtro anchos con la PSF de la imagen de peor "seeing". De esta manera las medidas sobre todas ellas resultan comparables. Los resultados de la fotometría de los brotes se presenta en las Tablas 6.5 y 6.6. La Tabla 6.5 lista los flujos, luminosidades y anchos equivalentes de Hα para los diferentes brotes. El brote central, no detectado por FOCAS, se ha incluído en la Tabla 6.5 tras haber calculado sus parámetros dentro de una apertura circular de 1.5 arcsec. Los datos han sido corregidos además de extinción interestelar y de la contribución de la línea [N II] utilizando los datos espectroscópicos (ver Cairós et al., 2007).

La Tabla 6.6 lista, por su parte, los colores derivados para los brotes corregidos de extinción Galáctica, así como los colores "verdaderos" de los brotes tras haberles sustraído la contribución del *host*, la del flujo debido a las líneas de emisión (para los filtros *BVRI*), y corrigiéndolos además por el enrojecimiento interestelar. En aquellos brotes donde la apertura espectroscópica coincide con su posición (brotes A, B1, B2, C y D) se ha corregido de enrojecimiento y líneas de emisión utilizando los valores derivados para la apertura correspondiente, mientras que en el resto de los casos se han usado los valores derivados para las regiones más cercanas en el espectro.

6.2. Galaxias Compactas Azules en el Survey Sloan

En esta Tesis se ha presentado una metodología para el ajuste 2D de la galaxia anfitriona de las BCGs. Los resultados mostrados en §2 y en §3, han servido para explorar su aplicación

Tabla 6.5: Fotometría en Hα de los brotes de formación estelar de Mrk 35

Brote	Flujo(Hα)	$\log L$(Hα)	$-W$(Hα)	$-W$(Hα)$_{\rm cor}$
A	556.60	40.21	450	572
B1	44.54	39.11	157	178
C	23.98	38.84	309	687
D	15.86	38.66	361	714
E	0.27	36.90	151	...
F	6.60	38.28	166	244
G	2.02	37.77	72	95
H	6.04	38.24	102	143
B2	...	...	124	140

Notas.– Los valores están corregidos de extinción interestelar y de la emisión de NII. Los anchos equivalentes se muestran sin corregir y tras corregirlos de la contribución del *host* al continuo. Los flujos en Hα se presentan en unidades de 10^{-15} ergs cm^{-2} s^{-1}. Las luminosidades de Hα están indicadas en unidades de erg sec^{-1}. W(Hα) se indica en Å.

a imágenes de BCGs extraídas del *survey* Sloan (SDSS−DR6). Los argumentos que justifican este nuevo trabajo son varios. Por un lado ya sabemos que para llevar a cabo un estudio exhaustivo de las propiedades estructurales de las BCGs se requiere de la utilización de datos homogéneos en calidad, de buena profundidad (en muchos casos $\mu_{\rm B}$>27 mag arcsec^{-2}) y del uso de una técnica robusta y consistente (ver Cairós et al., 2003; Caon et al., 2005; Noeske et al., 2005; Amorín et al., 2007, 2008); lograrlo sobre muestras de galaxias relativamente extensas implica un coste observacional muy grande. Por otra parte, toda comparación entre propiedades derivadas para distintas clases de objetos (p.ej., entre BCGs y dEs/dIs) es más fiable si disponemos de datos de la misma calidad en su conjunto y si los parámetros se derivan de una manera igualmente consistente, p.ej., usando la misma técnica y metodología.

Grandes *surveys* como el SDSS posibilitan acceder a datos fotométricos de buena calidad y homogeneos para un gran número de objetos. En particular, se ha demostrado que a partir de sus imágenes ópticas y mediante una cuidadosa sustracción del cielo y demás fuentes luminosas de campo, es posible extraer perfiles de brillo superficial precisos (errores $1\sigma \lesssim 0.2$ mag) por debajo de 27 mag arcsec^{-2} (Pohlen & Trujillo 2006). En imágenes ópticas, estos límites — teniendo en cuenta los resultados obtenidos en §3 y §4 — permitirían caracterizar con cierta precisión y sin tener que dedicar nuevas observaciones, el *host* de un gran número de BCGs, especialmente aquellas clasificadas como "nE" , "iE", y algunas "il, C".

Ante esta posibilidad, y por la fiabilidad y robustez mostrada por la metodología de ajustes 2D desarrollada en esta Tesis, se ha explorado la posibilidad de realizar ajustes de calidad a la galaxia anfitriona de las BCGs. Este trabajo, comenzado durante esta Tesis, tiene por objetivo final el disponer de parámetros estructurales del *host* para una muestra extensa de BCGs, contrastables con los obtenidos de igual modo para muestras de otras clases de enanas, esto es, utilizando imágenes del SDSS y utilizando la misma metodología, a fin de minimizar incertidumbre y posibles sesgos debidos a la calidad de los datos y la metodología aplicada. El primer paso de este estudio extenso se muestra en este Capítulo,

Tabla 6.6: Fotometría en banda ancha de los brotes detectados en Mrk 35

Brote	Area	B	$B-V$	$V-R$	$V-I$	$V-J$	$J-H$	$H-K$
Magnitudes y colores totales								
A	25.7	15.43	0.66	0.01	0.15	0.92	0.41	0.49
B1	4.6	17.21	0.64	0.12	0.53	1.31	0.42	0.46
C	8.4	18.61	0.61	0.09	0.35	0.98	0.50	0.31
D	5.4	19.30	0.67	0.07	0.30	1.00	0.49	0.43
E	2.4	22.33	0.67	0.26	0.78	...	...	...
F	4.9	19.38	0.49	0.20	0.54	1.27	0.38	0.42
G	2.7	19.09	0.50	0.23	0.62	1.33	0.47	0.35
H	5.6	18.61	0.49	0.25	0.63	0.95	0.49	0.39
B2	7.1	16.89	0.63	0.14	0.70	1.43	0.49	0.42
Magnitudes y colores de la componente joven								
A		15.68	0.22	0.18	−0.01	0.66	0.45	0.55
B1		17.27	0.50	0.17	0.46	1.15	0.46	0.49
C		19.37	0.41	0.48	0.04	0.62	0.47	0.44
D		20.10	0.43	0.41	−0.02	0.70	0.35	0.66
E		24.40	0.75	...	0.85	...	...	...
F		19.66	0.23	0.42	0.40	0.78	0.47	0.55
G		18.25	0.35	0.36	0.54	1.02	0.60	0.43
H		18.87	0.22	0.47	0.54	0.62	0.62	0.46
B2		16.83	0.52	0.08	0.63	1.28	0.52	0.44

Notas.− Filas superiores: fotometría de banda ancha sobre las regiones de formación estelar detectadas en Mrk 35. Se ha incluído la fotometría de apertura (dentro de un radio de 1.″5) del brote B2. Las magnitudes totales integradas han sido corregidas de extinción Galáctica.
Filas inferiores: Magnitudes y colores de la componente estelar joven, obtenida tras la sustracción del *host* en cada filtro, y de la contribución de las líneas de emisión en B, y en los colores $B-V$ y $V-R$. Las magnitudes y los colores han sido corregidas de extinción Galáctica e interestelar.

y consiste en la aplicación de la técnica de ajustes 2D utilizando perfiles de Sérsic y perfiles exponenciales a imágenes del filtro r del SDSS de 54 galaxias catalogadas como BCGs. Esto permitirá un primer análisis cuantitativo de sus parámetros estructurales. Además, se podrán comparar directamente ajustes de Sérsic y ajustes exponenciales, analizando su conveniencia. Por último, casi la mitad de las galaxias se eligieron de tal forma que sus parámetros resultantes puedan compararse con ajustes 1D sobre imágenes de mayor profundidad de la literatura, a fin de disponer de un criterio comparativo para evaluar la calidad de los ajustes.

6.2.1. Selección de Candidatos

La selección de galaxias BCG se llevó a cabo a partir de grandes muestras utilizadas en la literatura. La muestra que presentamos aquí consta de 54 BCGs: 22 se extrajeron del Átlas óptico Palomar/Las Campanas de BCGs de Gil de Paz et al. (2003a); otras 22

del *survey* espectroscópico (en λ21cm) de Thuan & Martin (1981); otras 6 son BCGs del cúmulo de Virgo estudiadas previamente en el NIR por Vaduvescu et al. (2006), mientras que las restantes 4 BCGs pertenecen a la muestra estudiada en el óptico e infrarrojo por Hunter & Elmegreen (2006). Tres galaxias de esta muestra (Mrk 86, Mrk 35 y II Zw 71) están también presentes en la muestra de 28 presentada en §3, y se han añadido a modo de control. En la Tabla 6.7 se listan los nombres y algunos de los parámetros generales de las galaxias que conforman la muestra. Por su parte en la Fig. 6.5 se muestran, a modo ilustrativo, imágenes de algunas galaxias de la muestra.

6.2.2. Datos: el SDSS

La sexta versión del "Sloan Digital Sky Survey" (SDSS) (York et al., 2000) cubre fotométrica y espectroscópicamente 7425 deg^2 y contiene unas 7.9×10^5 galaxias en cinco bandas espectrales ópticas, *u*, *g*, *r*, *i* y *z* (estándard de SDSS)(DR6, Adelman–McCarthy & the SDSS Collaboration 2007). Las características principales del *survey* SDSS están descritas en un extenso artículo por Stoughton et al. (2002), y también se encuentran disponibles en modo "on line" a través de la página web de SDSS[5].

En este estudio se utilizaron imágenes en el filtro *r* con un "seeing"promedio de 1.4 arcsec, tiempo de integración ∼53.91 seg y escala del píxel 0.396 arcsec pixel^{-1}. La elección de la banda *r* se justifica teniendo en cuenta que es el filtro rojo con mayor sensibilidad, y en consecuencia, más útil para estudiar las regiones externas de la componente subyacente de las BCGs. Además, disponer de ajustes en este filtro permite análisis comparativos con estudios ya publicados.

Las imágenes ya corregidas por "bias", "flat-fielding" y estrellas brillantes de campo (ficheros fpC o "corrected frames"), así como la información referente a su ruido, esto es, ganancia y ruido de lectura de las imágenes (ficheros tabla TsField), se descargaron directamente en formato FITS, utilizando el "Data Archive Server"[6]. Para la calibración fotométrica de las imágenes se tomaron los coeficientes de calibración, esto es, punto de cero fotométrico (*aa*), término de extinción (*kk*), y masa de aire (*airmass*), de las tablas FITS (ficheros TsField) disponibles para cada imagen. A partir de estos parámetros el punto de cero fotométrico utilizado por GALFIT se calculó como: $z_0 = -\ (aa + kk * airmass)$[7].

6.2.3. Ajustes 2D

Los ajustes se han llevado a cabo siguiendo la metodología explicada en detalle en §2 (ver Fig. 2.9). Las imágenes descargadas fueron recortadas para ahorrar tiempo de cómputo y evitar un exceso de fuentes espúreas a enmascarar. Sin embargo, se ha conservado una gran porción de cielo, adyacente a las galaxias, para poder estimar su valor con la mayor precisión posible. Así, se ha recortado cada imagen original (13.5 arcmin × 9.8 arcmin) conservando al menos 6 veces el radio de la galaxia, medido hasta la isofota más externa distinguible a ojo. Además, a las imágenes se les ha sustraído el pedestal "artificial" de mil cuentas que presentan en el formato descargado, a fin de tener una medida real del fondo de cielo.

[5] `http://www.sdss.org/dr6`

[6] `http://www.sdss.org/dr6/access/index.html`

[7] `http://www.sdss.org/dr6/algorithms/fluxcal.html`

Figura 6.5: Galaxias de la muestra seleccionada del SDSS. Las galaxias que se muestran han sido seleccionadas al azar entre las 54 BCGs del estudio. Sus imágenes son una combinación en falso color de imágenes en los filtros *ugriz*. La orientación de las imágenes es la estándar N–E (norte hacia arriba, este hacia la izquierda).

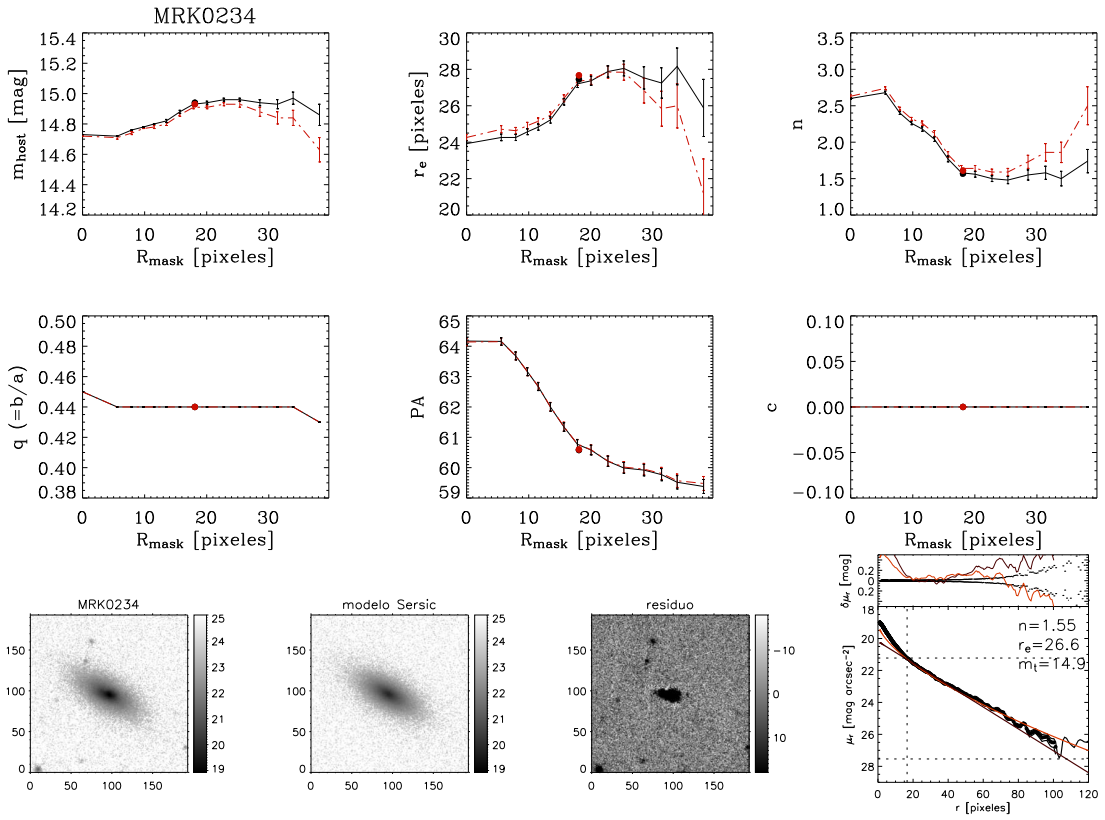

Figura 6.6: Gráficos de estabilidad de una de las galaxias de la muestra, e imágenes donde se muestra, además de la galaxia en el filtro r, el modelo final y el residuo. Abajo a la derecha, se muestra un corte radial de los modelos 2D ajustados (Sérsic, rojo, y exponencial, violeta) superpuestos al perfil 1D ajustado con *ellipse* (ver detalles en el texto). En la parte superior del perfil también se muestra un corte radial de los residuos de ambos ajustes sobre las envolventes de las barras de error de los puntos del perfil. Las líneas discontinuas horizontales sobre el perfil de brillo indican el brillo superficial correspondiente a $R_{\rm tran}$ y al radio hasta el que los perfiles poseen barras de error $\leq \pm 0.2$ mag, mientras que la línea discontinua vertical indica $\sim R_{\rm tran}$. Los ejes de las imágenes corresponden a una escala en píxeles. Las escalas de grises de la imagen original y del modelo 2D están indicadas en mag arcsec^{-2}, mientras que la escala de los residuos se indica en cuentas, acotada al rango $\pm 3\sigma_{\rm cielo}$.

Los modelos ajustados a las imágenes fueron perfiles de Sérsic. No obstante, una vez completada la metodología descrita en §3 se realizaron ajustes utilizando modelos de Sérsic de n fijo a 1, que equivalen a modelos exponenciales puros (ver Ec. 2.8). Estos últimos ajustes sólo se realizaron usando las máscaras finales o "irregulares". Tanto las máscaras "elípticas" como las "irregulares" se construyeron siguiendo el método descrito en §2, poniendo especial cuidado al enmascarar cualquier objeto presente en el campo, como estrellas u otras galaxias.

Tabla 6.7: Muestra de galaxias

Galaxia (1)	otros nombres (2)	α (3)	δ (4)	B (5)	$M_{\rm B}$ (6)	Catálogo de Ref. (7)
UM 286	UCM 0049−0045	012.9983	−0.4867	15.01	−16.75	1
Mrk 86	UGC 4274	123.3113	+45.9906	11.53	−17.88	1
Mrk 104	LEDA 26188	139.1895	53.4430	14.24	−18.45	2
Mrk 400	UGC 5023	141.5050	+19.3836	13.74	−19.07	1
Mrk 1418	UGC 5151	145.1129	+48.3375	13.41	−17.29	1
Mrk 1423	UGC 5179	145.7567	+58.9730	14.53	−17.24	1
Mrk 408	PGC 028169	147.0195	32.8825	14.50	−17.36	2,4
Mrk 409	UGC 5259	147.4217	+32.2211	14.44	−17.44	1
Mrk 411	LEDA 28758	149.3870	33.6197	14.64	−17.14	2
Mrk 131	UGC 5374	150.2170	55.6188	14.04	−17.49	2
Haro 23	UGCA 201	151.5759	28.9448	14.41	−17.20	4
Mrk 140	LEDA 30005	154.1174	45.3216	14.98	−17.11	2
Mrk 32	UGCA 211	156.7572	56.2706	15.59	−15.32	4
Mrk 33	Haro 2	158.1329	+54.4008	13.00	−18.87	1
Mrk 149	UGC 5776	159.5066	64.2663	14.84	−17.37	2
Mrk 151	LEDA 31888	160.5591	47.7663	14.91	−17.05	2
Mrk 416	UGC 5833	160.7749	20.4222	14.29	−17.24	2
Mrk 35	Haro 3	161.3433	+55.9603	12.98	−18.13	1
SBS 1054+504	PGC032915	164.2446	+50.1406	15.55	−16.27	1
Mrk 170	UGC 6448	171.7100	64.1380	14.17	−17.06	2
Mrk 424	LEDA 35464	172.6150	36.7372	14.61	−17.80	2
Mrk 747	UGC 6655	175.4608	15.9736	14.74	−15.62	2
Mrk 186	UGC 6742	176.4858	50.1997	13.41	−17.32	2
Mrk 429	LEDA 36716	176.6079	34.8524	14.65	−17.08	2
UM 452	PGC 036750	176.7529	−0.2942	15.06	−16.52	1
Mrk 190	UGC 6834	177.9483	48.6830	13.06	−18.12	2
Mrk 641	LEDA 37189	178.1141	34.8944	16.23	−16.43	2
Mrk 195	UGC 7020 A	180.6541	64.3763	14.44	−17.56	2
Mrk 757	LEDA 38277	181.3158	30.8555	14.76	−15.37	2
Mrk 197	LEDA 38504	181.9483	67.3838	14.58	−18.26	2
VCC 1	PGC 038539	182.0846	+13.6842	14.82	−17.82	1
VCC 24	IC 3028	182.6480	11.7608	14.72	−16.73	3
Haro 6	VCC 144	183.8260	5.7608	14.87	−17.48	3
VCC 213	IC 3094	184.2330	13.6253	14.19	−16.43	3
Mrk 49	Haro 8	184.7912	+3.8558	14.07	−17.68	1,3
VCC 334	PGC 039641	184.8090	13.8822	15.88	−14.74	3
UM 491	PGC 039730	184.9712	+1.7733	15.45	−16.85	1
VCC 0459	PGC 039904	185.2967	+17.6383	14.48	−18.01	1
VCC 0655	NGC 4344	185.9062	+17.5408	13.09	−18.17	1
Mrk 206	LEDA 40349	186.0708	67.4400	15.15	−16.62	2
Mrk 439	UGC 7489	186.1508	39.3830	12.25	−18.99	2
Mrk 772	VCC 1437	188.1400	9.1736	15.51	−15.70	3
Mrk 1329	NGC 3589	189.2625	+6.9267	13.89	−18.03	1
Haro 9	NGC 4673	191.3212	+27.1256	13.02	−18.17	1
VCC 2033	PGC 043051	191.5180	8.4763	14.66	−17.07	3
UM 533	PGC 044685	194.9921	+2.0497	14.75	−15.83	1
Mrk 234	LEDA 44782	195.1449	64.4469	15.07	−17.56	2
NGC 5058	NGC 5058	199.2179	+12.5486	14.08	−16.82	1
Haro 38	UGC 08578	203.8979	29.2162	15.23	−15.61	4
HS 1400+3927	PGC 050011	210.6504	+39.2203	16.98	−14.73	1
Haro 43	PGC 052193	219.0358	28.4506	15.09	−17.30	4
II Zw 71	PGC 0530	222.8100	+35.5419	14.12	−17.50	1
I Zw 97	LEDA 53299	223.6625	42.0236	14.83	−18.14	2
I Zw 123	Mrk 487	234.2675	+55.2633	15.35	−15.31	1

Notas.− Columnas: (1) nombre de la galaxia; (2) nombre alternativo; (3) y (4) ascensión recta y declinación ($J2000$); (5) y (6) magnitudes aparente y absoluta (de HyperLeda) (7) Referencia de la literatura: 1=Gil de Paz et al. (2003a), 2=Thuan & Martin (1981), 3=Vaduvescu et al. (2006) y 4=Hunter & Elmegreen (2006).

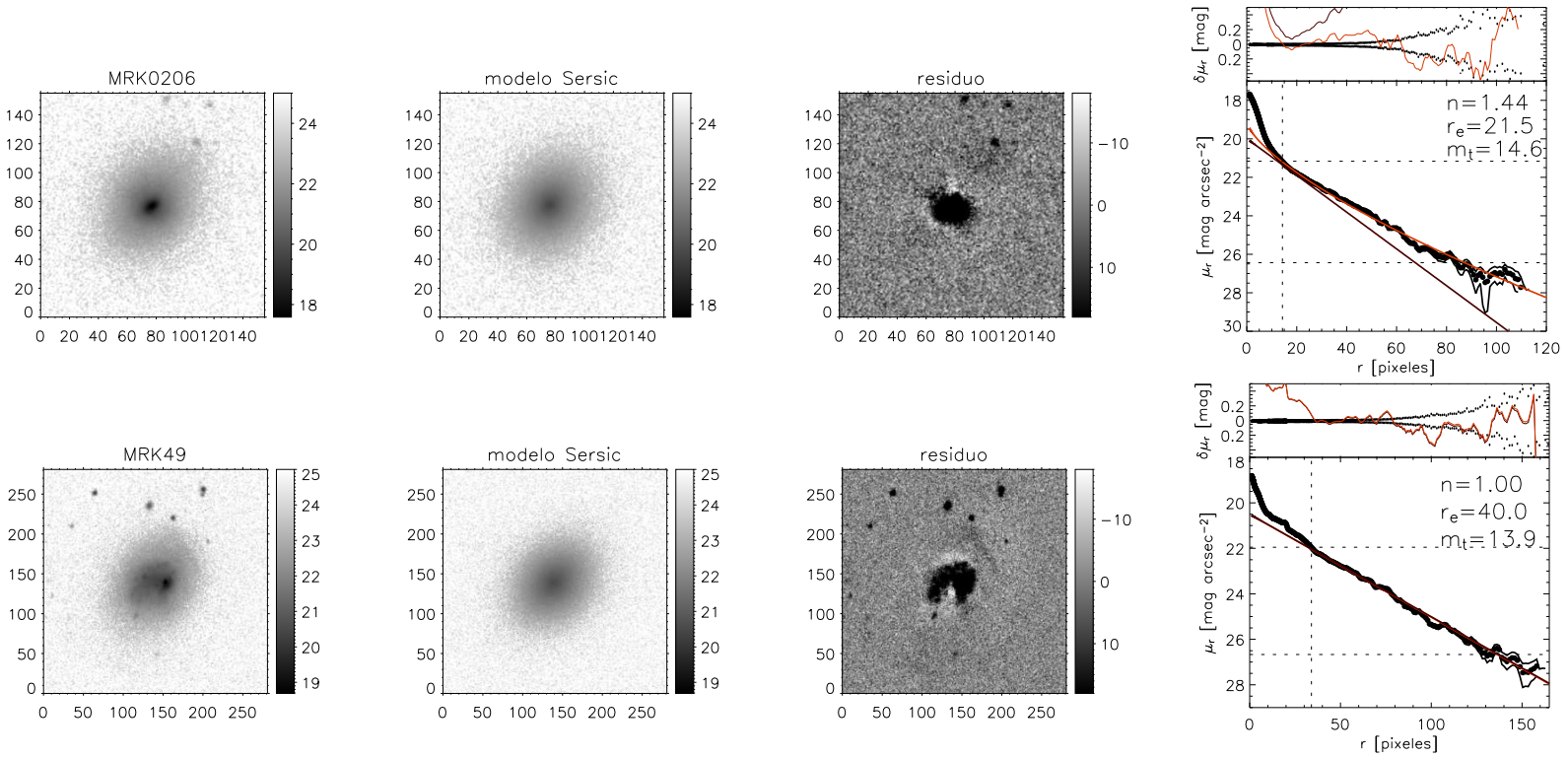

Figura 6.7: Diversos ejemplos de ajustes 2D a las imágenes en el filtro r del SDSS. En cada caso se muestra: imagen (izquierda), modelo (centro) y residuo (derecha) en escala de grises. Sus ejes horizontal y vertical están indicados en píxeles. En el caso de la imagen y el modelo, la escala indica mag arcsec^{-2}. En el caso de los residuos, la escala corresponde al intervalo (en cuentas) $\pm 3\sigma_{\rm cielo}$, quedando así la región enmascarada en el ajuste saturada. Esto beneficia la inspección visual y así poder distinguir rasgos débiles que el modelo no logre ajustar, como anillos, barras u otras sistematicidades. A la derecha de cada panel de imágenes se presenta además un corte radial de los modelos 2D ajustados (Sérsic, rojo, y exponencial, violeta) superpuestos al perfil 1D ajustado con *ellipse* (ver detalles en el texto). Las líneas discontinuas horizontales sobre el perfil de brillo indican el brillo superficial correspondiente a $R_{\rm tran}$ y al radio hasta el que los perfiles poseen barras de error $\leq \pm 0.2$ mag, mientras que la línea discontinua vertical indica $r = R_{\rm tran}$. En la parte superior del perfil también se muestra un corte radial de los residuos de ambos ajustes sobre las envolventes de las barras de error de los puntos del perfil.

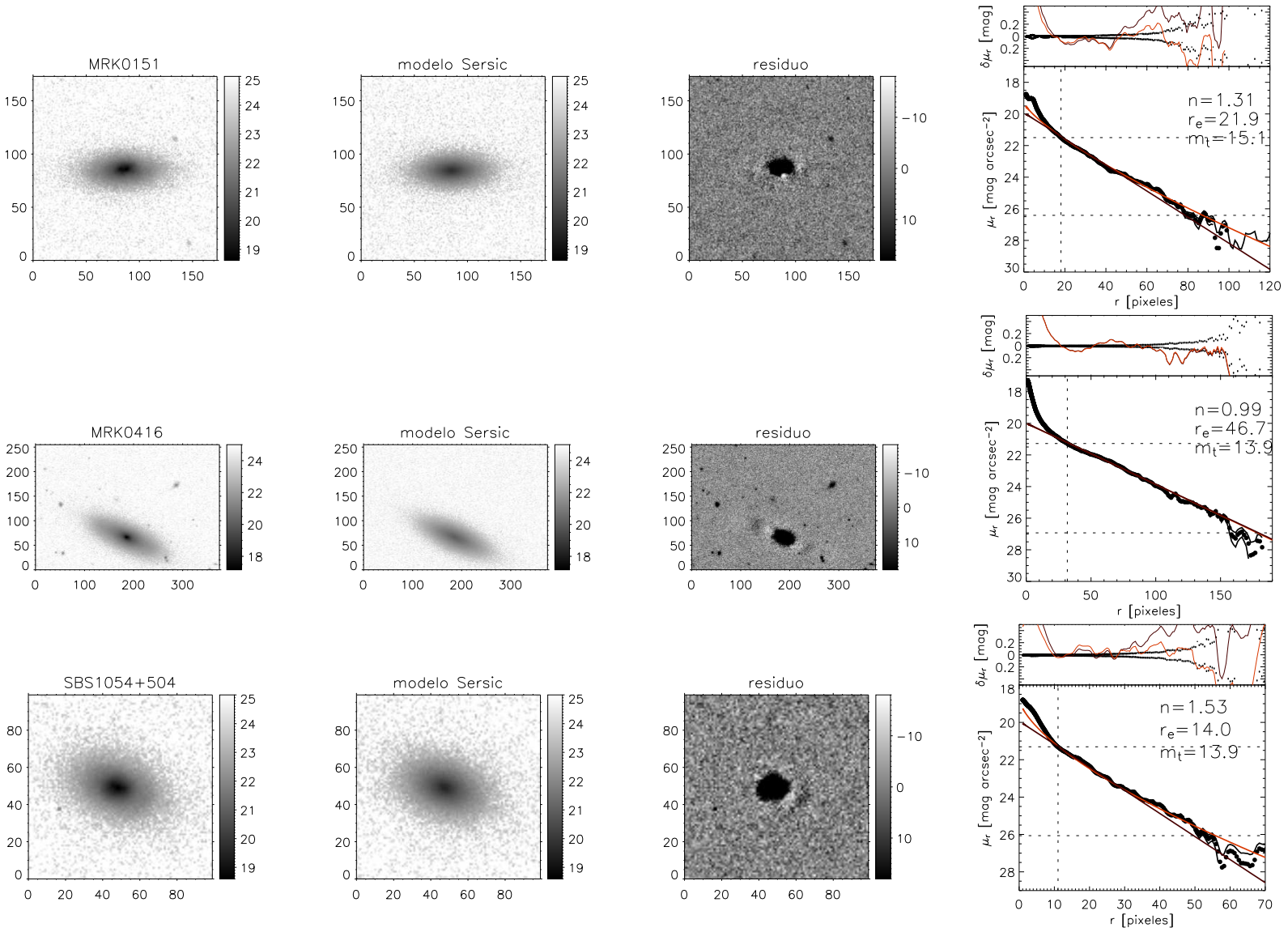

Figura 6.8: Diversos ejemplos de ajustes 2D a las imágenes en el filtro r del SDSS. Los detalles de las gráficas e imágenes se explican en la Fig. 6.7.

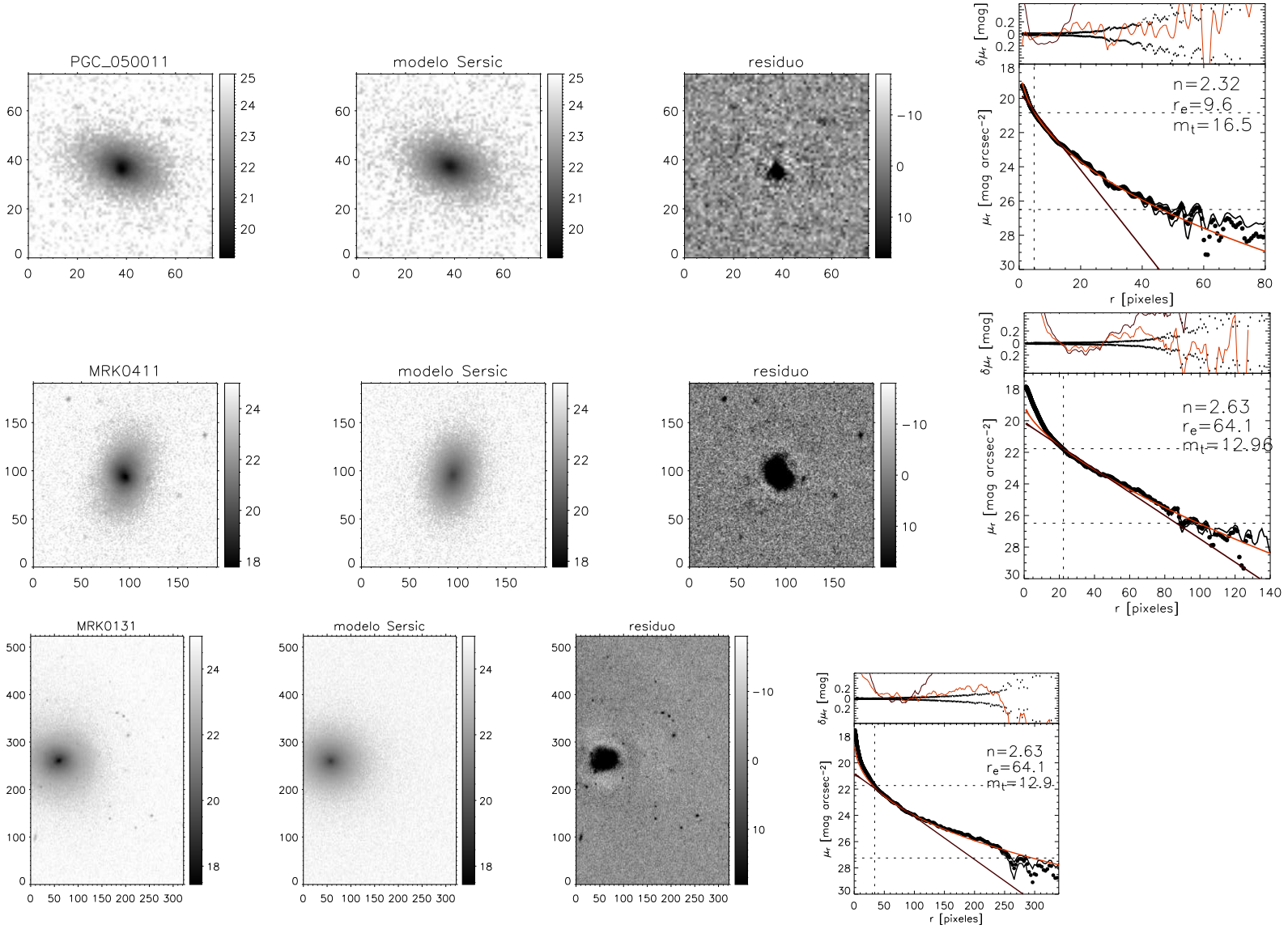

Figura 6.9: Diversos ejemplos de ajustes 2D a las imágenes en el filtro r del SDSS. Los detalles de las gráficas e imágenes se explican en la Fig. 6.7.

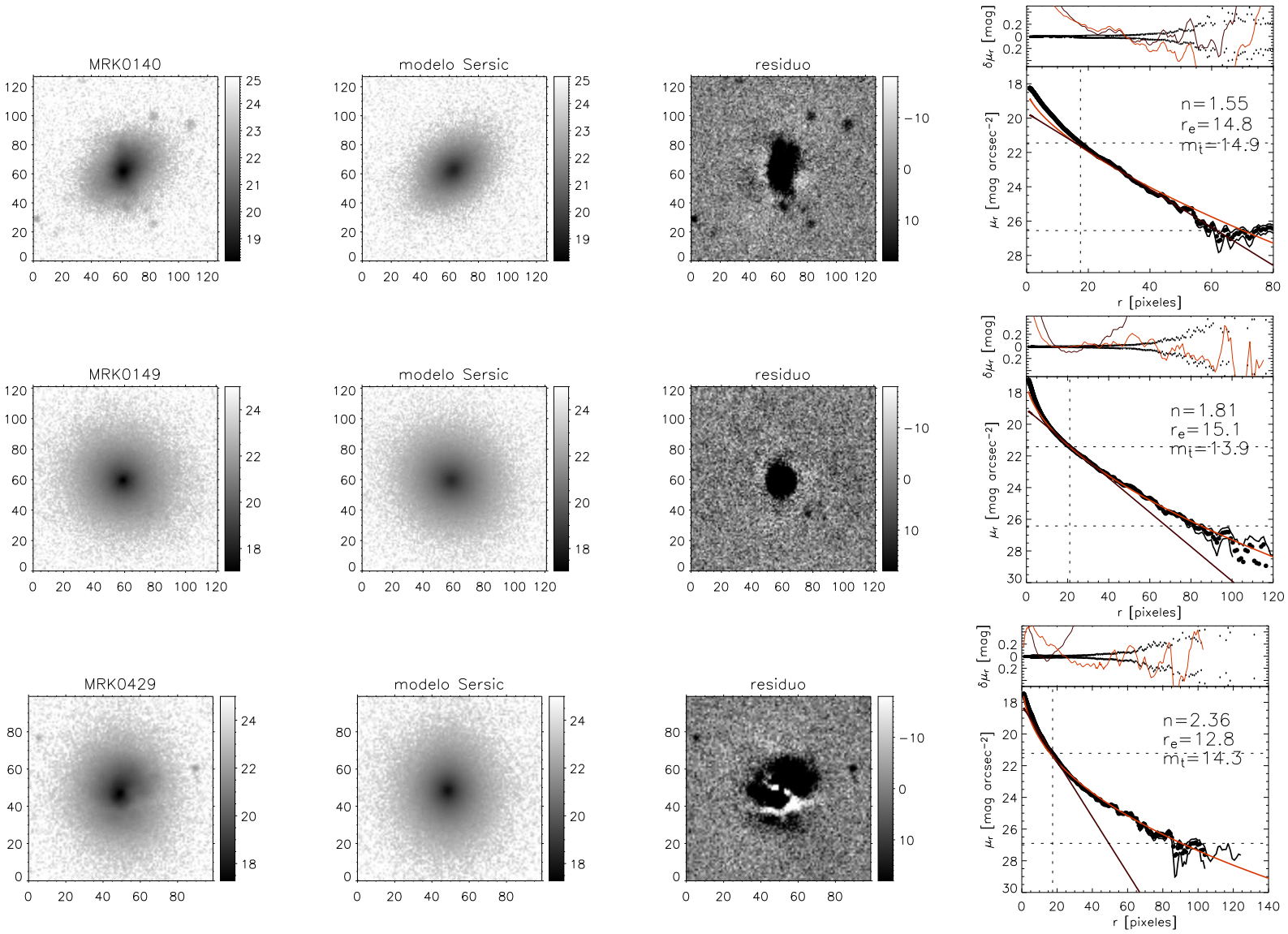

Figura 6.10: Diversos ejemplos de ajustes 2D a las imágenes en el filtro r del SDSS. Los detalles de las gráficas e imágenes se explican en la Fig. 6.7.

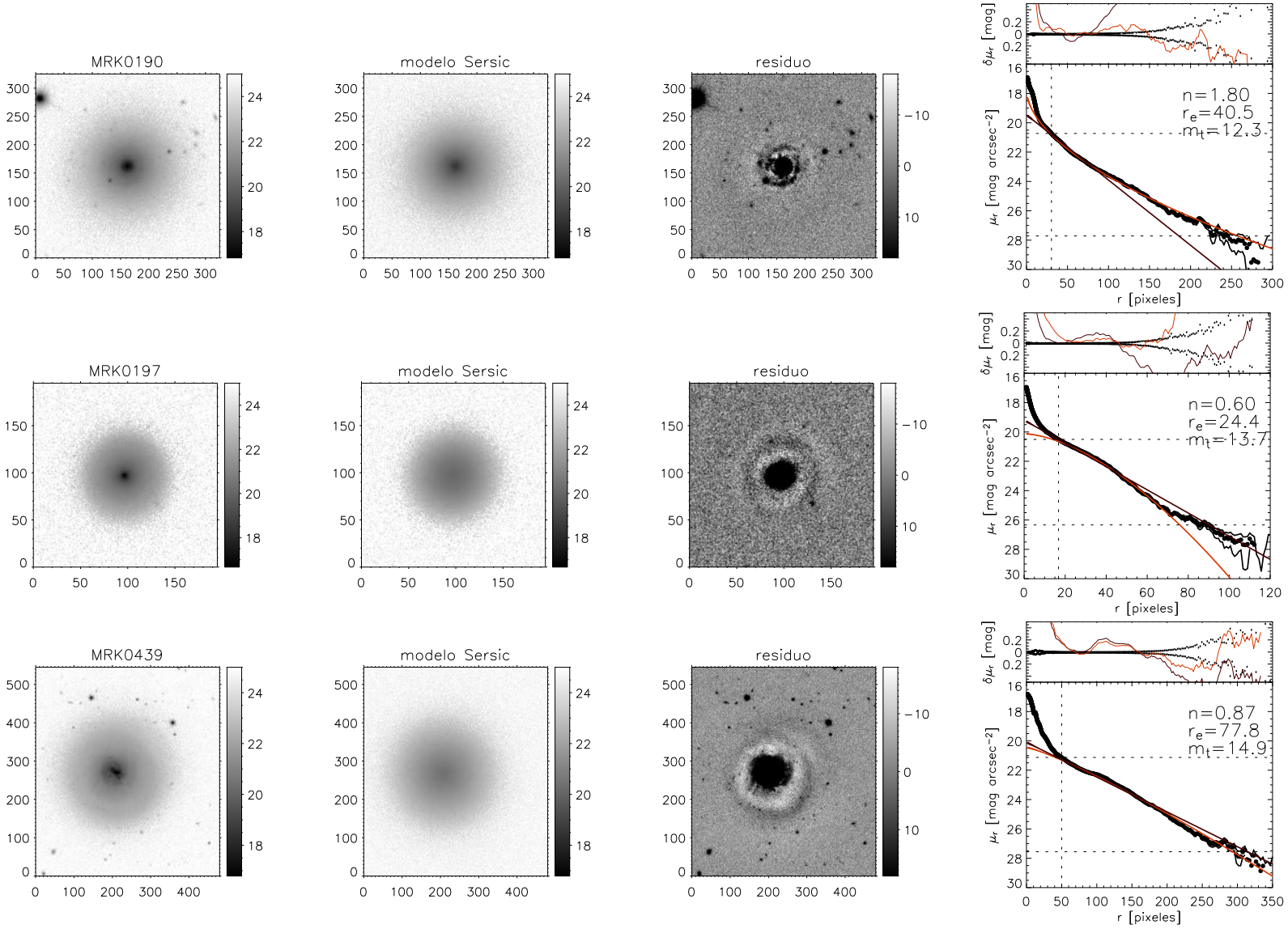

Figura 6.11: Diversos ejemplos de ajustes 2D a las imágenes en el filtro r del SDSS. Los detalles de las gráficas e imágenes se explican en la Fig. 6.7.

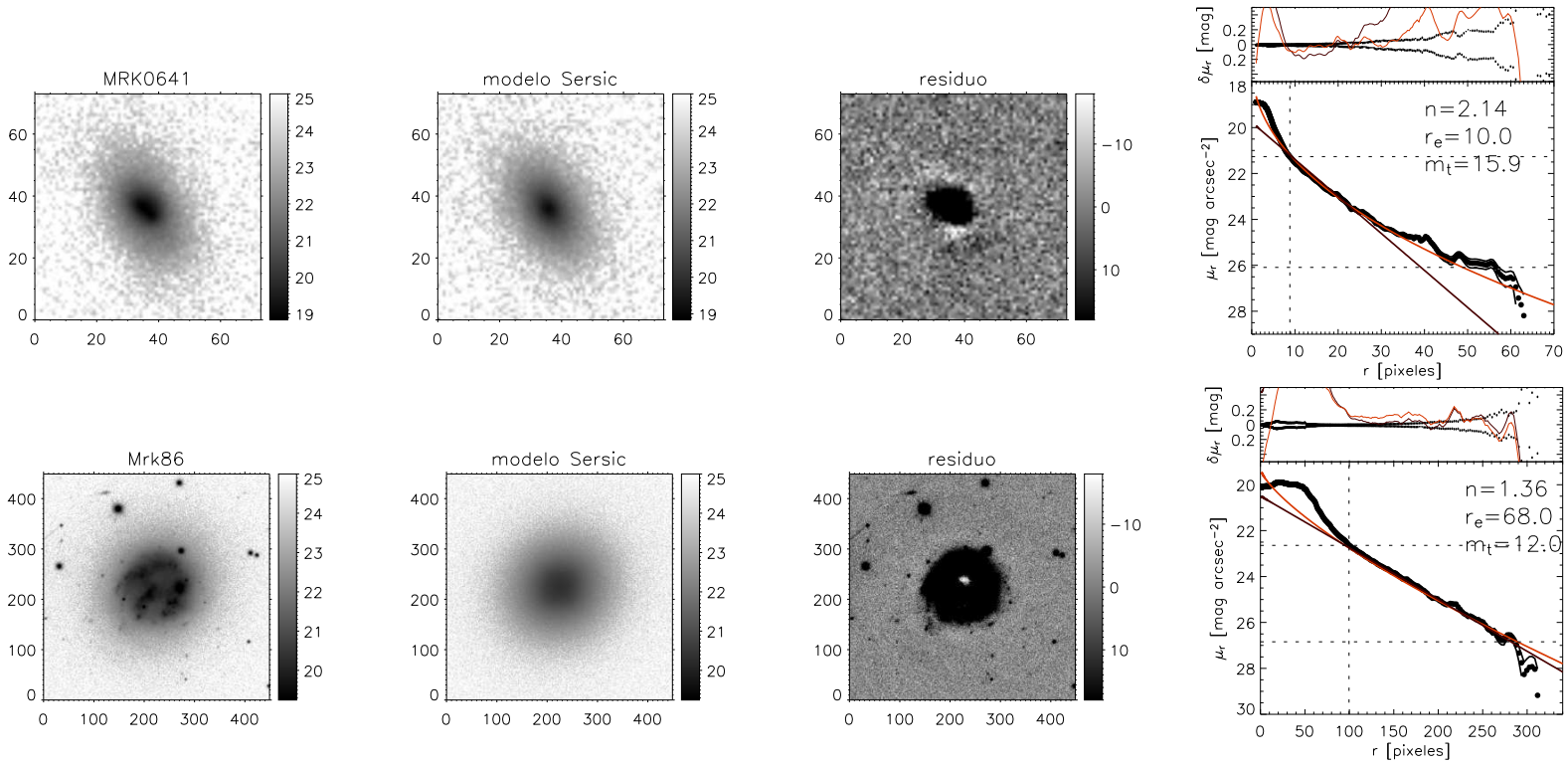

Figura 6.12: Diversos ejemplos de ajustes 2D a las imágenes en el filtro r del SDSS. Los detalles de las gráficas e imágenes se explican en la Fig. 6.7.

Se construyeron "gráficos de estabilidad" a partir de los ajustes de Sérsic con máscaras elípticas (ver Fig. 6.6), incluyendo modelos donde el cielo se ajustó como parámetro libre y donde se dejó fijo. El cálculo del cielo, estimado mediante los métodos independientes ya descritos en §2, ha permitido alcanzar niveles de brillo superficial $\sim$27 mag arcsec^{-2} en casi todas las galaxias con una precisión de 0.2 mag (1σ) (ver ejemplos que se presentan en las Figs. 6.7 — 6.12).

Por otra parte, se ha extraído el perfil radial (1D) de cada galaxia utilizando la tarea *ellipse* de IRAF, usando las mismas máscaras utilizadas en los ajustes 2D para enmascarar objetos brillantes del campo. Esto permite superponer los modelos de Sérsic y exponenciales resultantes de los ajustes 2D a los perfiles radiales promediados de *ellipse*, a fin de ilustrar las posibles diferencias o similitudes. No obstante, es importante subrayar que esta comparación con perfiles radiales no suponen un nuevo criterio de calidad para los modelos 2D ya que estos no tienen porqué ajustar perfectamente a los perfiles promediados a lo largo de un único eje radial. Sin embargo, se ha considerado que sí son de utilidad para un análisis comparativo, como el que se pretende lograr en este estudio.

6.2.4. Resultados preliminares

Se han ajustado 54 galaxias clasificadas como BCGs en la literatura utilizando la nueva metodología 2D. Todas las galaxias presentan ajustes que superan los criterios de consistencia discutidos en Amorín et al. (2007) y a lo largo de esta Tesis, a excepción del criterio de color (ver §3), dado que sólo se dispone, por el momento, de información en un único filtro (r).

En general, la mayoría de los ajustes presentan soluciones dentro de un rango de estabilidad, como se ilustra en el ejemplo de la Fig. 6.6. En ella se muestran los parámetros libres ($m_{\rm host}$, $r_{\rm e}$, n, b/a, P.A. y c) de los sucesivos modelos 2D de Sérsic en función del tamaño de la máscara elíptica utilizada, $R_{\rm mask}$. En negro, se muestran los ajustes realizados con cielo libre, mientras que en rojo se muestran aquellos donde el cielo fue un parámetro libre más del ajuste. Los puntos grandes muestran los valores que toman los parámetros para los modelos definitivos (con máscaras irregulares) tras el procedimiento. Las barras corresponden a los errores formales de cada modelo. En la misma figura, abajo, se muestran la imagen de la galaxia, el modelo definitivo (correspondiente a los puntos negros) al que se le ha añadido un ruido rms utilizando los parámetros de las imágenes reales y la Ec. 2.5, y los residuos del ajuste de Sérsic, todos en escala de grises. La escala adoptada para los residuos es $\pm 3\sigma_{\rm cielo}$, a fin de saturar la región enmascarada y poder visualizar cualquier desviación sistemática, como la presencia de alguna otra componente (p.ej., anillos, barras, etc.), en las zonas externas ajustadas. Además, se muestra la representación radial de los modelos 2D (Sérsic en rojo y exponencial en violeta) superpuestos a un perfil 1D extraído con *ellipse*. La línea vertical indica el valor de $R_{\rm tran}$, mientras que las líneas horizontales indican los brillos superficiales evaluados a $R_{\rm tran}$ y al radio hasta donde consideramos confiable al perfil radial ($1\sigma < 0.2$ mag). En la parte superior del perfil, se muestra un perfil radial de los residuos (modelo 2D $-$ modelo 1D) en magnitudes, superpuestos a la incertidumbre, $\pm 1\sigma$, del perfil 1D.

Como se puede apreciar en este ejemplo, las soluciones finales son estables en un rango de al menos la tercera parte del perfil. Además, el radio de transición queda perfectamente

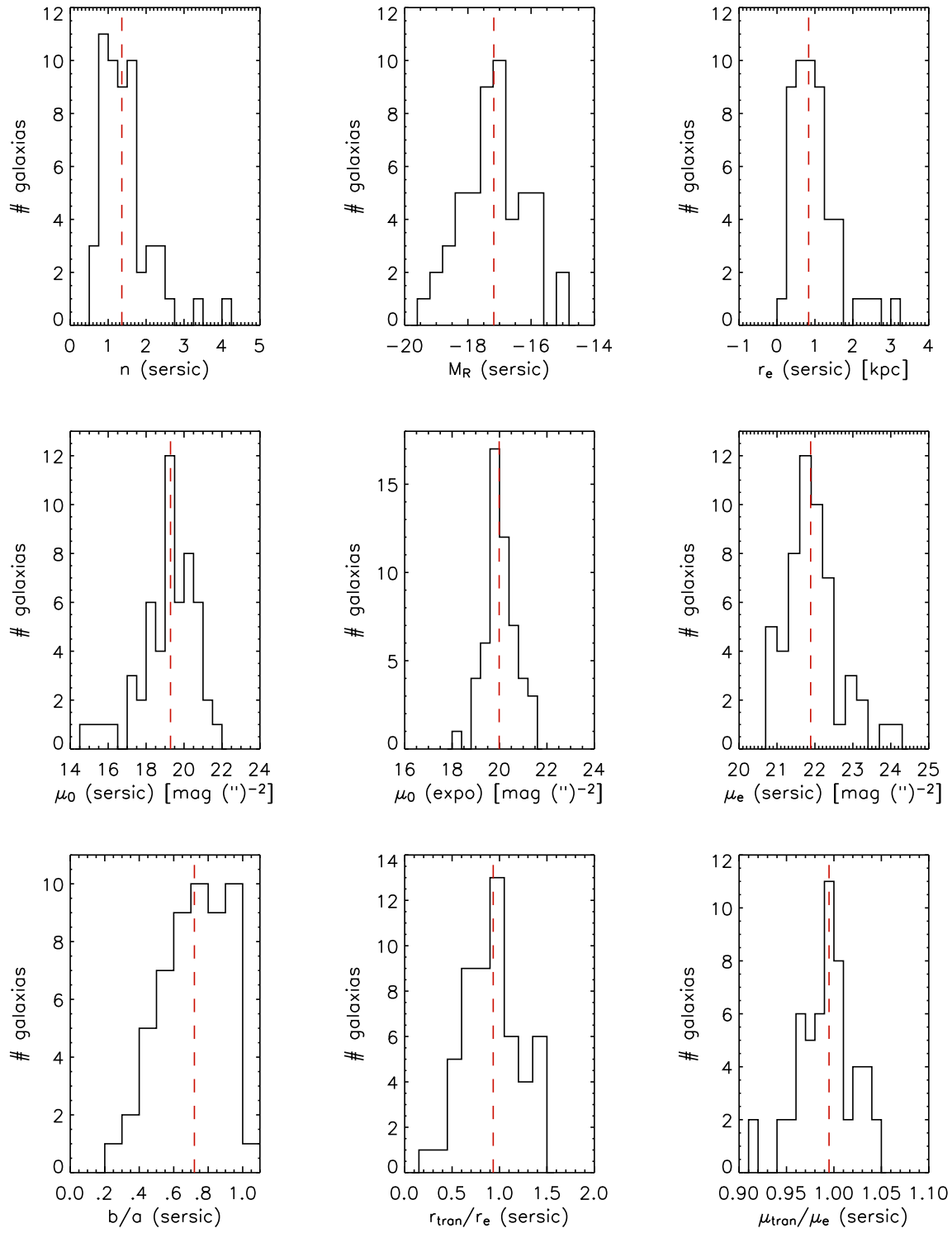

Figura 6.13: Distribución de parámetros del *host* derivados de los ajustes 2D. De arriba a abajo y de izquierda a derecha se muestran: índice de Sérsic, magnitud absoluta en el filtro r, radio efectivo, brillo superficial central del ajuste de Sérsic, brillo superficial central de los ajustes exponencial, brillo superficial efectivo, cociente de semiejes, cociente entre radio de transición y radio efectivo, cociente entre brillo superficial al radio efectivo, y brillo superficial efectivo. Las líneas discontinuas rojas indican en cada caso la mediana de la distribución de cada parámetro.

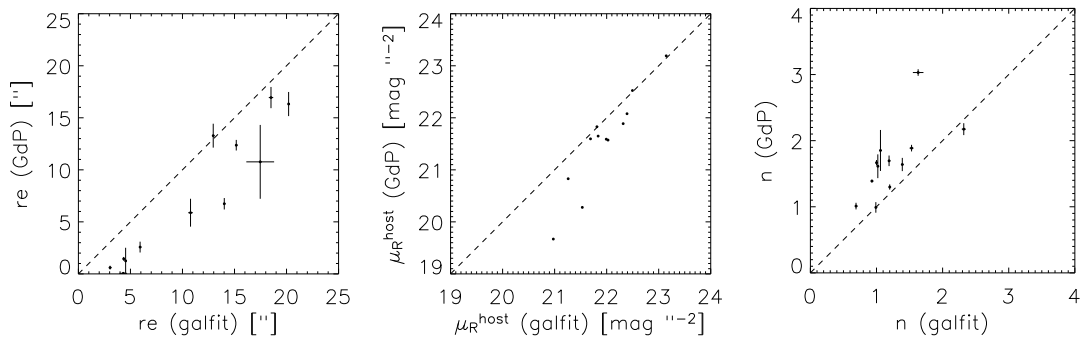

Figura 6.14: Comparación de los parámetros de Sérsic derivados del ajuste 2D con aquellos derivados en 1D por Gil de Paz & Madore (2005). De la submuestra de 22 galaxias presentes en ambos trabajos, sólo se muestran aquí aquellas BCGs (12) en las que Gil de Paz & Madore (2005) logran ajustes con $n \lesssim 4$.

definido a partir del comportamiento de los parámetros en este tipo de gráficos. En las Figs. 6.7 — 6.12 se muestran diversos ejemplos de ajustes 2D para galaxias de esta muestra. Su descripción es idéntica a la de la Fig. 6.6. Entre ellos encontramos: ajustes de galaxias muy compactas, que muestran perfiles de luz concentrados, mostrando índices de Sérsic >2 y r_e pequeños, como p.ej., Mrk 131 o PGC 050011; galaxias con perfiles de $n < 1$, como Mrk 197 o Mrk 439, donde los residuos dejan en evidencia la presencia de subestructuras; y galaxias con perfiles de $n \sim 1$, coincidentes casi en su totalidad con exponenciales puros, como p.ej., Mrk 49 o Mrk 416. Como en casi todas las galaxias de la muestra, el rango ajustado — aquí representado por las líneas horizontales y verticales superpuestas al perfil 1D — es $\gtrsim 4$ magnitudes y cubre en general al menos un tercio del perfil radial hasta el radio máximo hasta donde éstos se consideran confiables. Se resaltan de manera clara en los residuos la presencia de subestructuras como anillos internos (p.ej., Mrk 429), anillos externos (p.ej., Mrk 197), brazos espirales (p.ej., Mrk 439), barras (p.ej., Mrk 140), o la presencia de trazas intensas de polvo (p.ej., Mrk 190). En la Fig. 6.12 se ha incluído a propósito el caso de Mrk 86, una galaxia que también se halla presente en la muestra analizada en §3. Puede comprobarse que los resultados obtenidos aquí y en §3 estan en acuerdo dentro de los errores considerados.

En la Fig. 6.13 se resumen los resultados mostrando a partir de histogramas la distribución de los parámetros ajustados para el *host*: índice de Sérsic, radios efectivos, brillos superficiales, y cocientes de semiejes, así como parámetros derivados directamente a partir de éstos, como la magnitud absoluta del *host*. En todos los casos, las líneas verticales muestran las medianas. Como se puede apreciar en ellos, para el ∼95 % de la muestra $n \leq 2.5$, mientras que para el ∼83 % $n \leq 2$. El 20 %, en tanto, presenta índices de Sérsic compatibles con un modelo exponencial puro ($0.9 \leq n \geq 1.1$). La luminosidad de los *hosts* de la muestra abarca un rango amplio de magnitudes absolutas en el filtro r, mientras que los radios efectivos y brillos superficiales poséen una mediana muy similar al valor medio hallado en §3 para la muestra de Cairós et al. (2001a). En general, la mayoría de las galaxias de la muestra presentan su radio de transición en torno a su radio efectivo.

Para las 22 galaxias de la muestra que pertenecen al Atlas de Gil de Paz et al. (2003a), se ha realizado una comparación cuantitativa entre sus parámetros 1D (ajustados en Gil de Paz & Madore, 2005) y los parámetros 2D obtenidos aquí. En particular, para los ajustes

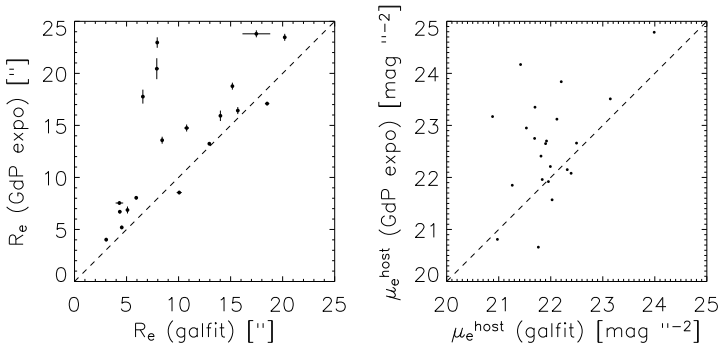

Figura 6.15: Comparación de los parámetros exponenciales derivados del ajuste 2D con aquellos derivados mediante en 1D por Gil de Paz & Madore (2005). Los parámetros originales, h y μ_0, se transformaron a $r_{\rm e}$ y $\mu_{\rm e}$ (ver texto) para facilitar el análisis.

de Sérsic se han comparado los radios efectivos, índices n y sus brillos superficiales efectivos y centrales. El el caso de modelos exponenciales se compararon radios de escala y brillos superficiales centrales. Algunos resultados se muestran en las Figs. 6.14 y 6.15. Mediante ajustes 1D sobre imágenes profundas Gil de Paz & Madore (2005) no logran ajustes de Sérsic de calidad en todas las galaxias de su muestra, prefieriendo considerar únicamente los modelos exponenciales. En particular, de las 22 galaxias consideradas aquí, 10 de sus ajustes muestran índices $n > 5$ (6 de ellas con $n > 12$). En cambio, el ajuste 2D proporciona ajustes de Sérsic confiables en toda la muestra, mostrando índices $n \lesssim 4$ en todas ellas, sólo existiendo un cierto acuerdo entre ambos estudios en las que se ajustan unidimensionalmente con valores bajos de n (ver Fig. 6.14). Por otra parte, las escalas y brillos superficiales de los ajustes exponenciales que Gil de Paz & Madore (2005) consideran buenos para las 22 galaxias se han transformado a radios efectivos y brillos superficiales efectivos ($r_{\rm e} = 1.676h$ y $\mu_{\rm e} = \mu_0 + 2.30$, ver Graham & Driver 2005) para poder compararlos con los correspondientes a nuestros ajustes 2D mediante modelos de Sérsic. En la Fig. 6.15 se puede apreciar cuánto pueden cambiar los parámetros $r_{\rm e}$ y $\mu_{\rm e}$ al optar por un perfil exponencial o uno de Sérsic, aun utilizando metodologías y datos distintos. Si bien el acuerdo en aquellas galaxias donde n es bajo (~ 1) es bueno, éste se va tornando peor conforme n es mayor, como cabría esperar si ambos tipos de ajustes, 1D y 2D, fueran de igual calidad. Aunque este es un análisis preliminar, de esta comparación y de aquella realizada en §3 con los ajustes de Caon et al. (2005), podemos concluir que la metodología 2D es más robusta que la 1D en el ajuste de perfiles de Sérsic al *host* de las BCGs.

6.3. Buscando las BCGs sin *starburst* (QBCGs)

Por último, resumiremos brevemente los principales resultados del trabajo en colaboración publicado recientemente en Sánchez Almeida et al. (2008). Parte de dicho estudio se basa en el trabajo metodológico desarrollado durante esta Tesis y consideramos de importancia mostrarlo. Nos centraremos sólamente en la primera etapa del estudio, que consistió en la selección de candidatos. Luego, haremos un resumen más suscinto de los resultados alcanzados, refiriendo al lector en todo momento a Sánchez Almeida et al. (2008) para un mayor detalle.

6.3.1. Selección de candidatos a QBCGs

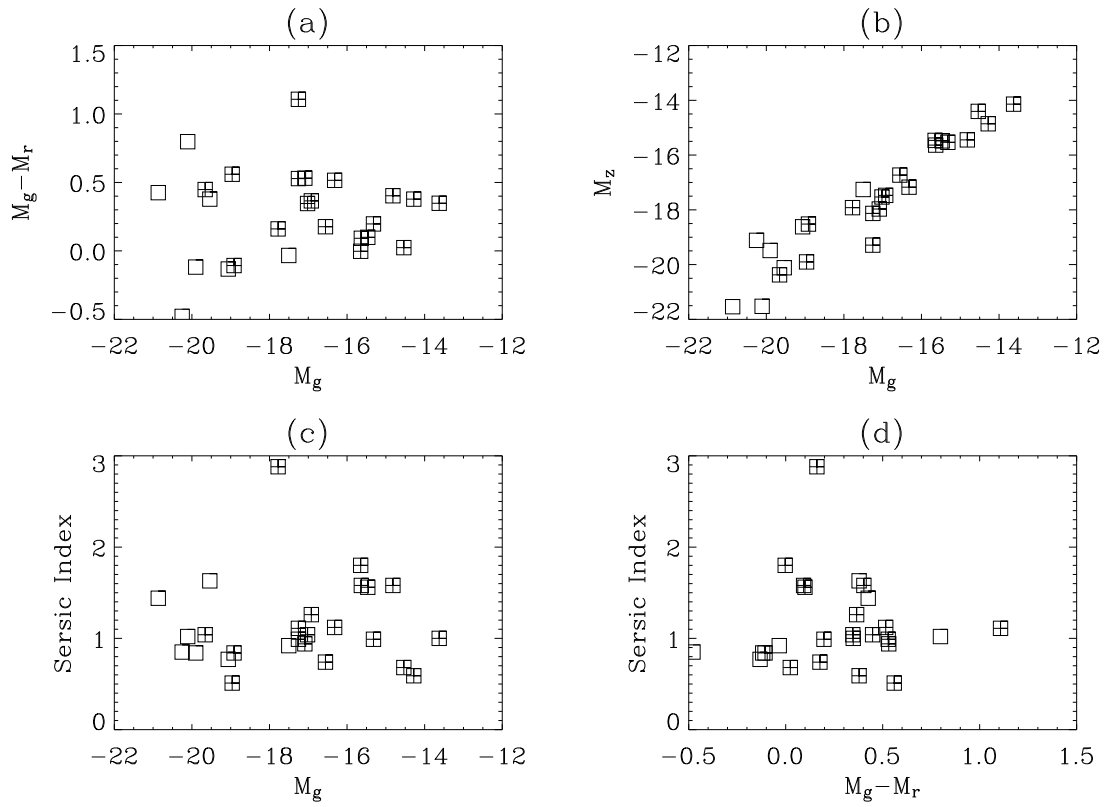

Figura 6.16: Magnitudes, colores e índices de Sérsic para los *hosts* de la muestra de 28 BCGs presentada en §4. Las magnitudes y colores han sido transformadas al sistema fotométrico *ugriz* del SDSS. Frente a la magnitud absoluta en g se muestran el color $g-r$ (a), la magnitud absoluta en z (b) y el índice de Sérsic (c), mientras que en (d) se muestra el índice de Sérsic frente al color $g-r$. Los símbolos indicados con una cruz son los correspondientes a las 20 galaxias identificadas con $Q = 1$ (ver §4.1, Fig. 4.1). Tomado de Sánchez Almeida et al. (2008).

Sabemos que las BCGs son galaxias que presentan, en comparación con espirales o elípticas, una deficiencia de metales. Hemos visto además que en ellas se encuentran activos intensos brotes de formación estelar que no pueden soportar su actual ritmo durante toda la vida de la galaxia (ver §1). Es por tanto natural intentar imaginar cómo se verían estas galaxias o qué propiedades tendrían las BCGs en las épocas durante las que no se encuentra activo ningún *starburst*, esto es, las fases generalmente denominadas como "quiescence" o de "calma" (QBCGs). Pueden entenderse como galaxias en tales estadios a aquellas donde el *starburst* se está a punto de desencadenar (eventualmente por primera vez, o no) y a aquellas otras donde el *starburst* ya ha cesado, disminuyendo el ritmo de formación estelar de manera más o menos acusada.

En este estudio se ha intentado buscar a las QBCGs utilizando como hipótesis que éstas deberían ser muy similares en sus propiedades a los *hosts* observados en las BCGs, que en esta Tesis hemos caracterizado a partir de sus parámetros estructurales. La herramienta

Tabla 6.8: Criterios utilizados para la selección de candidatos a QBCGs del SDDS/RD6

#	Criterio	Implementación
(1)	Colores	$-0.5 \leq M_g - M_r \leq 1.1$ mag
(2)	Índices de concentración	$1.8 < R_{90}/R_{50} < 3.1$
(3)	Magnitudes absolutas	$-18 < M_g < -13.5$ mag
(4)	Aislamiento	sin galaxias brillantes dentro de $10\times R^a_{50}$
(5)	Desplazamientos al rojo	$z > 0.003$

[a] significa que no haya galaxias más brillantes que 3 magnitudes más que la galaxia seleccionada.

observacional que hemos utilizado ha sido el *survey* SDSS en su versión DR6, del que ya hemos dado algún detalle en §6.2. Este *survey* resulta ideal para estudios estadísticos como este, ya que cubre fotométrica y espectroscópicamente un gran volumen.

Las propiedades que suponemos deben poseer las QBCGs fueron extraídas de aquellas derivadas a través de ajustes 2D a la distribución de luz de la galaxia anfitriona de las 28 BCGs analizadas en §3 y §4, pertenecientes originalmente a la muestra de Cairós et al. (2001a).

Las magnitudes y colores derivados en §3 para estas BCGs, se transformaron al sistema fotométrico del SDSS utilizando las prescripciones de Smith et al. (2002, Tabla 7). Estas cantidades, así como los índices de Sérsic de los ajustes 2D se muestran, transformados al sistema fotométrico del SDSS en la Fig. 6.16. A partir de ella, y como se pudo apreciar también en §4, los colores, las magnitudes absolutas y los índices de Sérsic de los *hosts* no parecen estar correlacionados los unos con los otros (ver p.ej., Figs. 4.1 o 4.3). Esto permite que podamos considerar a los colores, luminosidades y concentraciones de cada *host* como independientes entre sí, permitiendo una búsqueda en todo el rango de variación observado de estos parámetros.

Otra característica a considerar es la relación observada entre la luminosidad del *host* y de la galaxia entera (*host* + *starburst*), que se muestra en la Fig. 6.17 (ver también §4). Las galaxias más luminosas poseen *hosts* más luminosos (ver también Papaderos et al., 1996a; Marlowe et al., 1999, este trabajo, §4). El simple ajuste lineal de esta relación muestra que la magnitud absoluta del *host* y la magnitud absoluta de la BCG puede expresarse como $M_{\rm host} \simeq 0.5 + M_{\rm BCG}$, como puede verse en la Fig. 6.17.

En la Tabla 6.8 se muestran los criterios que se han tenido en cuenta para realizar la búsqueda y selección de candidatos a ser QBCGs.

El rango de colores y magnitudes absolutas ha sido elegido a partir de las Fig. 6.16. Para estas últimas, el límite superior corresponde al *host* más débil ajustado (Fig. 6.16), mientras que el límite inferior corresponde al de una muestra de BCGs seleccionadas del SDSS como muestra de control (ver más adelante) y utilizada como referencia en el análisis posterior. Otro detalle concerniente a las magnitudes utilizadas tiene que ver con el hecho de que GALFIT integra las magnitudes para el perfil de Sérsic ajustado hasta el infinito, mientras que el catálogo del SDSS provee magnitudes Petrosian, en las que la luz es integrada sólo hasta una determinada distancia al centro (ver Stoughton et al., 2002). Sin embargo, hemos despreciado esta diferencia ya que para índices de Sérsic $n < 4$ — como es el caso en todas las BCGs analizadas — Graham & Driver (2005) mostró que la diferencia entre ambas

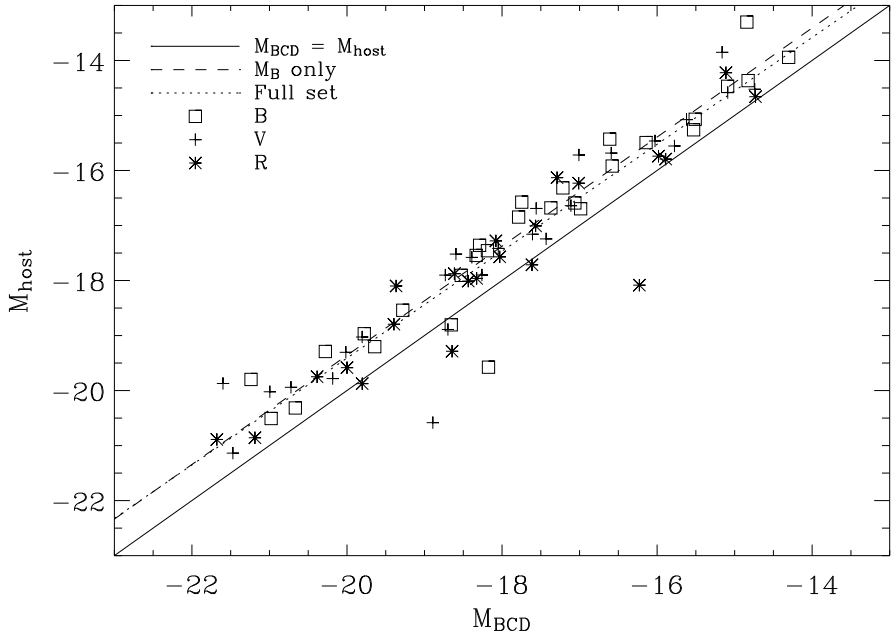

Figura 6.17: Magnitud absoluta del *host* en función de la magnitud absoluta de las BCGs incluyendo el *starburst* para la muestra de 28 galaxias presentada en §4. Cada símbolo (indicado mediante etiquetas) corresponde a una banda fotométrica del sistema de Johnson. Se ve una estrecha correlación entre la magnitud de la BCG y la magnitud de su *host*. El ajuste lineal a los datos en el filtro B da una pendiente de 0.991 $\pm$ 0.054, y un offset de 0.61 $\pm$ 0.11 (línea discontinua). Dentro de las barras de error, los resultados son idénticos al tomar el conjunto total de datos (línea de puntos), lo que indica una independencia de la relación con el color. Al considerar sólo el ajuste con las 20 galaxias seleccionadas en §4 el resultado prácticamente no cambia. Tomado de Sánchez Almeida et al. (2008).

magnitudes es menor que 0.2 magnitudes.

Por otra parte, la restricción proveniente del índice de Sérsic se ha interpretado como una condición sobre el índice de concentración, R_{90}/R_{50}, proporcionado por el SDSS, donde R_{50} y R_{90} son los radios que contienen el 50 % y al 90 % del flujo de Petrosian, respectivamente. La equivalencia entre concentración y perfil de Sérsic está tomada de Graham & Driver (2005). Así, el límite indicado en la Tabla 6.8 se aplicó a los dos filtros, g y r.

La selección de candidatos se realizó sobre galaxias aisladas para minimizar el efecto de interacciones con el entorno a pequeña escala (mergers) y a escala mayor (harassment) en las propiedades de las galaxias. El criterio mostrado en la Tabla 6.8 está inspirado en el trabajo de Allam et al. (2005) y consiste en elegir candidatos que no tengan compañeros brillantes dentro de un radio 10 veces R_{50}, donde por brillantes se entienden a aquellos con magnitudes más brillantes que tres veces menos la de la galaxia candidato.

Por último, las galaxias se seleccionaron con desplazamientos al rojo lo suficientemente grandes como para minimizar desplazamientos inducidos por movimientos propios, y así no influir en las magnitudes absolutas derivadas. El desplazamiento al rojo (z) límite corresponde a una distancia de 13 Mpc y a una velocidad radial de 900 km s^{-1}.

Tabla 6.9: Criterios de selección de la muestra de BCGs del SDDS/RD6

#	Criterio	Implementación
(1)	Ser azules	$\langle\mu_{\rm B}\rangle - \langle\mu_{\rm R}\rangle \leq 1$ mag arcsec^{-2}
(2)	Ser compactas	$\langle\mu_g\rangle < 21.83 - 0.47(\langle\mu_g\rangle - \langle\mu_r\rangle)$ mag arcsec^{-2}
(3)	Ser enanas	$M_g > -19.12 + 1.72(M_g - M_r)$ mag
(4)	Tener SFR grandes	$EW({\rm H}\alpha) > 50$ Å
(5)	Ser pobres en metales	$12 + \log O/H < 8.43 \equiv 1/3 Z_\odot$
(6)	No confundirse con AGN's	depurar con diagramas de diagnóstico
(7)	Ser aisladas	sin galaxias brillantes dentro de $10 \times R_{50}^a$
(8)	Desplazamientos al rojo	$z > 0.003$

[a] significa que no haya galaxias más brillantes que 3 magnitudes más que la galaxia seleccionada.

Aplicando todos estos criterios listados en la Tabla 6.8 se obtuvieron 21493 galaxias candidatas a QBCGs. En la Fig. 6.18 se muestran algunas de ellas en imágenes de color del SDSS. Como referencia, se obtuvo además una muestra completa de 1609 BCGs del SDSS−DR6 por medio de los criterios basados en los trabajos de Malmberg (2005) y Gil de Paz et al. (2003a), que se resumen en la Tabla 6.9. El hecho de haber seleccionado de la misma base de datos dos muestras definidas con criterios similares hace que la comparación entre ambos conjuntos esté relativamente libre de sesgos que puedan introducir los criterios de selección utilizados.

La Fig. 6.19 muestra varios histogramas correspondientes a las propiedades observadas para la muestra de candidatos a QBCGs (líneas sólidas). Para evitar problemas que puedan arrastrase de la determinación de los índices de concentración se ha seleccionado además una submuestra de candidatos a QBCGs con $R_{50} > 4$ arcsec, esto es, mayores que el valor típico del seeing en las imágenes del SDSS. Sus histogramas también se muestran en la Fig. 6.19 en líneas discontinuas. De ellas, se puede ver que no hay diferencias sistemáticas entre la muestra completa y la submuestra, excepto en el brillo superficial. Además, el menor brillo superficial de las galaxias más extensas no tiene que ver con el seeing sino con el sesgo impuesto por el límite inferior adoptado para las magnitudes absolutas (ver Tabla 6.8).

6.3.2. Resultados

A partir del cálculo de funciones de luminosidad (LF) para las dos muestras se encuentran las siguientes propiedades:

a) Hay cerca de 30 candidatos a QBCGs por candidato a BCG. Este cociente se ha inferido comparando las LF's para ambos conjuntos de galaxias. Las dos LF's son muy similares, excepto por el factor de escala global y el atenuamiento de 0.5 magnitudes esperable (ver Fig. 6.17).

b) Típicamente, el brillo superficial de los candidatos a QBCG es un orden de magnitud más débil que el correspondiente a las BCGs.

c) Los candidatos a QBGs son, en promedio, 0.4 magnitudes más rojas que las BCGs.

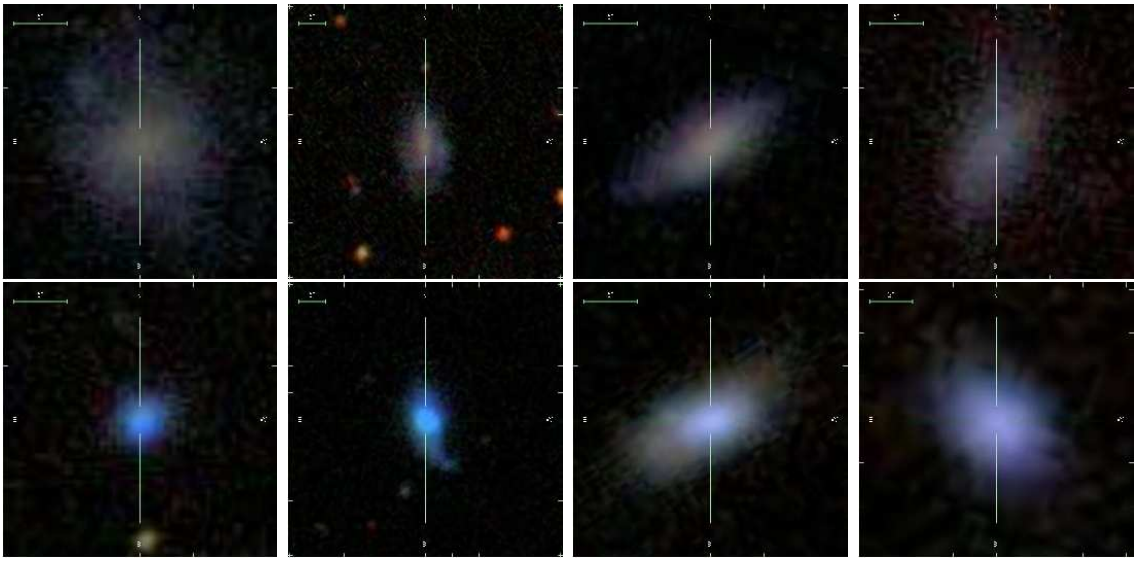

Figura 6.18: Imágenes de un conjunto de candidatos a QBCG (arriba) y a BCG (abajo), elegidos aleatoriamente de las muestras seleccionadas. Las imágenes se muestran en la escala de colores del SDSS. Cada una de ellas incluye una barra horizontal indicando una escala de 5 arcsec, mientras que las cruces centradas en cada galaxia apuntan a los puntos cardinales norte, sur, este y oeste.

d) Los candidatos a QBGs tienen una metalicidad medida en sus regiones HII 0.4 dex mayores que las que presentan las BCGs.

e) La metalicidad de las QBCGs aumenta con la luminosidad, siguiendo la relación normal para galaxias enanas.

f) La metalicidad de las QBCGs también aumenta con el color, con lo cual cuanto más roja es la galaxia, esta es más metálica.

g) El 75 % de las candidatas a BCGs son también parte de la muestra de candidatos a QBCGs, representando la fracción de éstas que muestran, para una dada luminosidad un mayor ritmo de formación estelar.

h) Una de cada tres galaxias enanas es una candidata a QBCG, mientras que sólo una de cada 90 galaxias enanas es candidata a BCG.

El acuerdo observado entre las funciones de luminosidad de ambas muestras apoyan un escenario comúnmente aceptado, donde las BCGs son galaxias que sufren cortos períodos de formación estelar intensa seguidos de períodos — unas 30 veces más largos — de calma, donde la formación estelar disminuye significativamente o cesa. El ritmo de formación estelar promediado a lo largo del tiempo es lo suficientemente bajo para garantizar que esta sucesión de fases pueda durar el tiempo de Hubble.

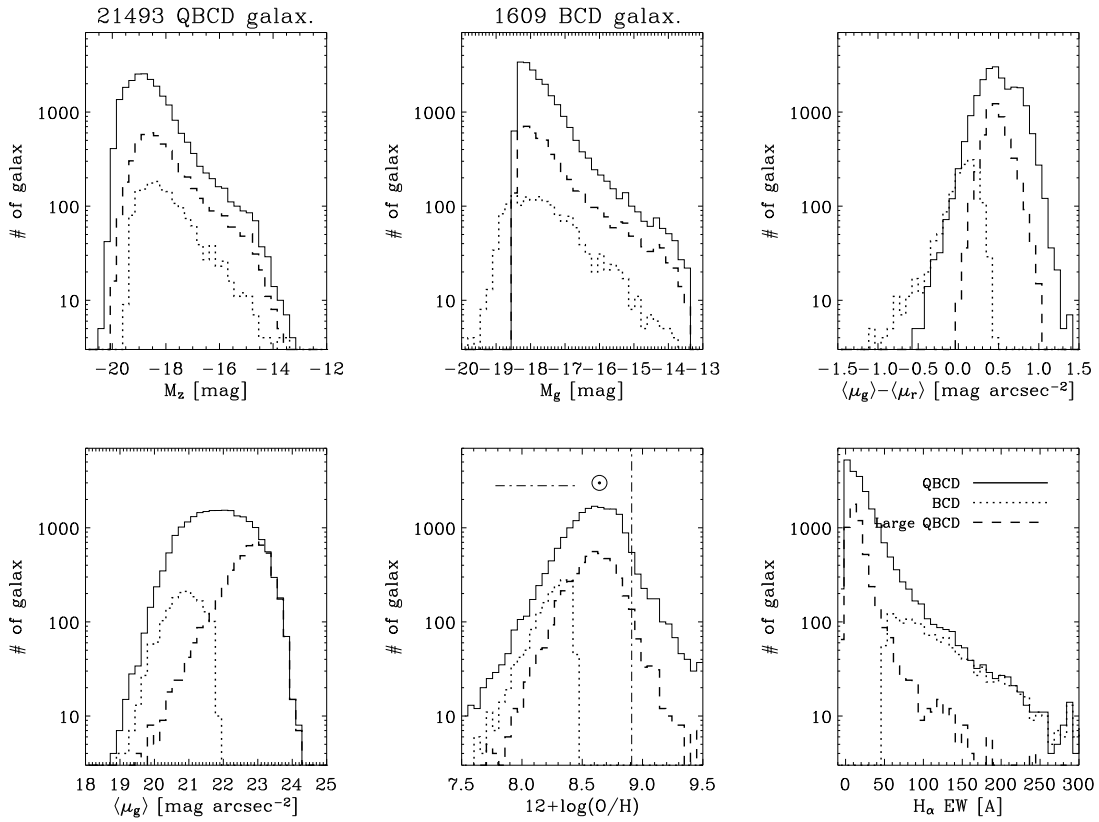

Figura 6.19: Se muestran los histogramas de las magnitudes observadas y los colores correspondientes a la selección de candidatos a ser QBCGs (líneas continuas) y BCGs (líneas de puntos). Hemos considerado además una submuestra de QBCGs con mayor tamaño aparente ($R_{50} > 4$ arcsec). Sus propiedades se muestran por medio de líneas discontinuas. Las etiquetas en los ejes de ordenadas muestran los parámetros representados. De arriba a abajo y de izquierda a derecha son: magnitud absoluta en z, M_z, magnitud absoluta en g, M_g, color $\langle\mu_g\rangle - \langle\mu_r\rangle$, brillo superficial, $\langle\mu_g\rangle$, abundancia de oxígeno, 12+ log(O/H), y ancho equivalente de la línea de Hα, EW. El histograma de metalicidades también incluye el valor para el sol como referencia (12+ log(O/H) $\simeq$ 8.91; Kunth & Östlin, 2000). Tomado de Sánchez Almeida et al. (2008).

7

Resumen y Conclusiones

Durante esta Tesis hemos llevado a cabo un estudio detallado de las propiedades de las Galaxias Compactas Azules. En particular, nos hemos centrado en la caracterización de la galaxia anfitriona y en su relación con otras propiedades globales de la galaxia, como su contenido gaseoso. El trabajo ha consistido de una primera parte metodológica y otra, posterior, de análisis. Para llevarlo a cabo, se ha utilizado con una muestra extensa y representativa de objetos. Sus imágenes en diversas bandas fotométricas estaban disponibles de trabajos previos de nuestro grupo de investigación, mientras que el conjunto de datos espectroscópicos utilizados se obtuvieron mediante observaciones en el rango milimétrico durante la Tesis. Los resultados de la parte metodológica de la Tesis han servido para su aplicación en otros trabajos realizados en colaboración. Expondremos a continuación las conclusiones de las diferentes partes que componen esta Memoria de Tesis siguiendo el orden en que se han ido presentando a lo largo de la misma y expondremos los proyectos que ésta nos permitirá encarar en el futuro.

1− Hemos desarrollado una metodología de ajustes bidimensionales de componentes estructurales — utilizando el código público GALFIT — para caracterizar el *host* de las BCGs. Hemos estudiado las dificultades que presenta esta caracterización y hemos analizado y discutido las ventajas y limitaciones de la técnica al aplicarla al caso concreto de ajustes de modelos de Sérsic, donde las técnicas 1D utilizadas en la literatura presentan mayores dificultades e incertidumbres. Para ello, hemos trabajado en base a los resultados obtenidos sobre objetos sintéticos en primer lugar y sobre una muestra reducida de galaxias posteriormente. A continuación destacamos los resultados más importantes:

- Nuestras simulaciones han puesto a prueba la robustez del método. Hemos mostrado que las incertidumbres esperables para recuperar parámetros de Sérsic estables dependen del porcentaje de píxeles ajustados o bien, de igual modo, del porcentaje de píxeles de la galaxia utilizados para enmascarar el *starburst* y de la precisión con la que se determine el valor del fondo de cielo. Para objetos sintéticos de índice de Sérsic bajo ($n = 1$), la recuperación de parámetros es más precisa y requiere de menor cantidad de píxeles de la galaxia que para objetos de índice alto ($n = 4$). El parámetro de Sérsic más sensible a las incertidumbres del problema es n. Las soluciones muestran

una estabilidad aceptable con desviaciones relativas de ∼10 % para el caso $n = 1$ y de ∼20 % para el caso $n = 4$, en un rango $\gtrsim 0.4 - 0.5\ r_{\rm e}$ incluso cuando la porción de galaxia enmascarada es extensa (hasta $R_{\rm tran}/r_{\rm e} \lesssim 2$)

- Hemos ajustado modelos de Sérsic a ocho BCGs pertenecientes a una muestra especialmente seleccionada por la calidad y profundidad de sus imágenes. Todas las galaxias muestran ajustes estables dentro de las desviaciones predichas por nuestras simulaciones. En todas ellas hemos logrado ajustar más del 74 % de los píxeles de las galaxias (con S/N > 1), en un intervalo de brillo $\gtrsim$4 magnitudes. Los parámetros de Sérsic muestran además un buen acuerdo (dentro de los errores) en las tres bandas fotométricas analizadas. Así, las 8 BCGs muestran una galaxia anfitriona caracterizada por colores rojos e índices de Sérsic $\lesssim 2$, sugiriendo que estas galaxias comparten propiedades estructurales similares. Las incertidumbres, estimadas de la dispersión de valores en el conjunto de ajustes estables, y de la precisión en la sustracción del fondo de cielo de las imágenes, fueron en todos los casos menos en uno inferiores al 30 %.

- Hemos comparado nuestros parámetros de Sérsic 2D con los ajustados por Caon et al. (2005) utilizando una técnica 1D sobre las mismas imágenes. La principal ventaja observada a favor de los ajustes 2D es la de conseguir maximizar la porción de galaxia ajustada con éxito sin contaminación del *starburst*. En especial, aquellas BCGs con *starbursts* de morfología irregular se ven favorecidas por esta posibilidad al disponer para el ajuste de máscaras que sigan la forma y el tamaño aproximado de la emisión del *starburst*. Como se ha demostrado con el caso concreto de Mrk 5, la técnica permite tener un mayor control sobre las incertidumbres en la sustracción del cielo, que adquieren un papel muy importante en el ajuste de parámetros de Sérsic fiables. Además, se ha comprobado que la posibilidad de convolucionar los modelos ajustados mediante una PSF ofrece resultados más realistas en galaxias con perfiles de brillo muy curvados, como en el caso de I Zw 123.

2− Hemos aplicado nuestro método de ajustes 2D a las imágenes de la muestra complementaria de 20 objetos tomados de Cairós et al. (2001a) y disponible en las bandas *BVRI*, de manera consistente a lo hecho con la submuestra de 8 BCGs. Los modelos de Sérsic ajustados a toda la muestra (20+8 BCGs) se han analizado en base a los criterios de consistencia impuestos tras el análisis de las fuentes de error, que introducen importantes restricciones a las posibles soluciones. De esta forma hemos categorizado a los objetos por la fiabilidad de sus ajustes. Hemos hallado una explicación a aquellos ajustes poco fiables en virtud de las calidad de las imágenes y la naturaleza de las galaxias. Hemos seleccionado los mejores ajustes para el ∼72 % de la muestra (20 objetos), a fin de analizar sus propiedades estructurales y relaciones de escala. Los resultados más destacados son:

- De las 28 galaxias ajustadas en total, sólo ocho no superan los criterios de consistencia que hemos impuesto. Además de disponer de imágenes de poca calidad en la mayoría de ellas, todas estas galaxias presentan claros signos de interacciones o agrupamiento basados en estudios de la literatura.

- Los modelos de Sérsic para las 20 galaxias que presentan ajustes fiables muestran índices de Sérsic $0.5 \lesssim n \lesssim 2$, excepto para un único objeto (Mrk 33). Alrededor del

50 % de las BCGs muestra desviaciones claras (de más del 30 %) con respecto a una distribución de luz exponencial "pura" (donde $n = 1$), en buen acuerdo con estudios previos para la misma muestra. Este resultado favorece la hipótesis de un *host* con estructura de tipo disco en contra de uno de tipo esferoidal.

- Se han encontrado correlaciones positivas entre los radios efectivos y las luminosidades ajustados a las galaxias, mientras que no se han hallado evidencias suficientes de una relación lineal entre su tamaño (parametrizado por r_e) y su brillo superficial. Los valores medios y la dispersión de los principales parámetros del *host* en el filtro B han sido: $\langle n \rangle = 1.15 \pm 0.55$, $\langle r_e \rangle = 1.11 \pm 0.74$ kpc y $\langle \mu_e \rangle = 22.41 \pm 0.68$ mag arcsec^{-2}. Los colores de la muestra presentan un rango amplio de valores, del que se pueden diferenciar dos grupos: uno que llamamos "rojo", con $\langle B - V \rangle = 0.86 \pm 0.26$ y $\langle B - R \rangle = 1.29 \pm 0.10$, y otro que llamamos "azul" con $\langle B - V \rangle = 0.30 \pm 0.08$ y $\langle B - R \rangle = 0.66 \pm 0.07$. No se distingue una correlación directa entre color y luminosidad para toda la muestra. Sin embargo, el grupo de galaxias más rojas muestran, en promedio, mayor luminosidad que el conjunto de galaxias más azules.

- Se han derivado luminosidades para el *starburst* sustrayendo la luminosidad de los modelos de Sérsic a la luminosidad total de las BCGs. Hemos comprobado que las BCGs más extensos y luminosas albergan brotes de formación estelar también más extensos y luminosos. Encontramos para el cociente de luminosidades de ambas componentes (*host* y *starburst*) un valor $\langle L_{SB}/L_{host} \rangle = 1.15 \pm 0.65$. Ello implica que en promedio, si bien la dispersión es grande, el estallido de formación estelar en una BCG aumenta su luminosidad en $\sim$0.75 magnitudes. Los resultados sobre esta muestra favorecen la hipótesis de una formación estelar auto regulada.

- Se han extraído de la literatura masas y dispersiones de velocidades de hidrógeno neutro para 15 de las 20 BCGs analizadas. Hemos encontrado que las galaxias más extensas y luminosas tienen una mayor cantidad de HI. Además, el cociente entre la masa de HI y la luminosidad en el filtro B de la galaxia anfitriona (M_{HI}/L_B) presenta una gran dispersión de valores entre 0.39 y 5.55, siendo menor hacia galaxias más rojas.

- A partir de la luminosidad de los modelos de Sérsic se han estimado masas estelares para el *host*. A fin de obtener los valores del cociente masa – luminosidad necesarios para dicha estimación, se han utilizado las calibraciones de Bell & de Jong (2001) y los colores integrados $B - R$ de los modelos de Sérsic. Las masas de la galaxia anfitriona de las BCGs presentan un rango amplio de valores entre $3{\times}10^7 \lesssim M_s \lesssim 7.8{\times}10^9$ $M_\odot$. Las incertidumbres acumuladas en la estimación llegan hasta un factor 2.

- Hemos utilizado la dispersión de velocidades del gas neutro, la luminosidad y las masas estimadas para el *host* y su masa bariónica (suma de las masas estelar y de gas neutro), para mostrar la posición de las BCGs en las relaciones Tully – Fisher (TFR, sTFR y gsTFR) y compararlas con la de otros tipos de galaxias tardías. Hemos mostrado que las BCGs son sistemáticamente menos luminosas y masivas para una dada velocidad circular que lo predicho extrapolando las TFRs para galaxias de disco más luminosas a bajas luminosidades ($\log(L_B) \lesssim 8.5$). Además, al tener en cuenta

sólo la masa estelar del *host*, la dispersión de la relación y la desviación promedio de la tendencia para galaxias espirales aumentan. En cambio, al considerar la masa bariónica la dispersión disminuye, al igual que la desviación promedio con respecto a las galaxias más masivas. Hemos analizado las desviaciones observadas de la sTFR y gsTFR entre las BCGs con respecto a la extrapolación para las galaxias tardías brillantes, esto es, sus residuos. Hemos mostrado que los residuos de la sTFR están claramente correlacionados con el cociente $M_{\rm HI}/L_{\rm B}$ y débilmente con el color de la galaxia. Dichas correlaciones desaparecen al considerar la gsTFR. Nuestros resultados sugieren que, en promedio, las BCGs tienden a un contenido bariónico normal pero no han formado la suficiente cantidad de estrellas para alcanzar la masa de una galaxia de disco tardía de la misma velocidad de rotación. Dicha ineficiencia en la formación estelar tiende a ser mayor en objetos más ricos en gas y más azules.

- Se han analizado posibles evidencias que vinculen las distintas clases de galaxias enanas a partir de comparar los parámetros estructurales de dIs, dEs y los *hosts* de nuestras BCGs. En promedio, la galaxia anfitriona de las BCGs es dos magnitudes más brillante y un factor dos más compacta que las dIs de igual luminosidad, apoyando la idea de que una evolución dI↔BCG↔dE requiere de cambios sustanciales en la morfología y estructura de las galaxias. Por otra parte, a partir de los colores integrados de las tres clases de galaxias se encuentra que el grupo de BCGs con *hosts* azules presentan colores y muchas veces morfología muy similar al de las dIs consideradas, mientras que aquellas con *hosts* más rojos presentan colores y morfologías más acordes a las halladas en muestras de dEs. Por último, a partir de la comparación de las relaciones Tully – Fisher derivadas para nuestras BCGs y la posición obtenida en la literatura para muestras de galaxias dEs y dIs no se encuentran diferencias significativas, presentando en común la desviación mencionada con respecto a las galaxias tardías masivas.

3− A partir de observaciones en el rango milimétrico con el Telescopio IRAM-30m, hemos explorado las propiedades del gas molecular de una submuestra de 10 BCGs a través de su principal trazador, la molécula de ^{12}CO. Esto nos ha permitido conectar las propiedades del medio interestelar de las BCGs con la estructura de su componente estelar evolucionada y un conjunto de propiedades globales derivadas a partir de datos multifrecuencia de la literatura. Los principales resultados obtenidos son los siguientes:

- Hemos observado las transiciones rotacionales 1→0 [λ 3 mm] y 2→1 [λ1.3 mm] del CO en las regiones centrales (HPBW$_{1\rightarrow0}$ = 11 arcsec y HPBW$_{2\rightarrow1}$ = 22 arcsec) de 10 BCGs, detectando emisión ($I_{\rm co} \gtrsim 3\sigma$) en siete de ellas, de las cuales dos no reportaban detecciones previas. Por el contrario, en dos galaxias no se detectó emisión mientras que en la restante se encuentra una detección dudosa ($I_{\rm co} \lesssim 3\sigma$). A partir de sus espectros reducidos y calibrados hemos calculado la intensidad integrada de ambas líneas, sus anchuras características y sus velocidades centrales. Sólo dos galaxias presentan perfiles simétricos, mientras que de las restantes tres muestran indicios de una segunda componente.

- Utilizando la información espectroscópica hemos estimado la masa de gas molecular de las galaxias suponiendo un factor de conversión CO−H$_2$ ($\chi_{\rm co}$) similar al calculado para

nubes de gas molecular virializadas de la Vía Láctea. Así, las BCGs poseen masas de gas molecular (incluyendo una contribución por Helio) $3{\times}10^6 M_\odot \lesssim M_{\rm mol} \lesssim 5{\times}10^9 M_\odot$ y densidades superficiales de masa de gas molecular $1 M_\odot {\rm pc}^{-2} \lesssim \Sigma_{\rm mol} \lesssim 100 M_\odot {\rm pc}^{-2}$. Para las detecciones dudosas o no detecciones se han estimado cotas superiores a dichas cantidades. Se han comparado las masa obtenidas de este modo con las obtenidas utilizando un factor de conversión dependiente de la metalicidad de la galaxia. En promedio, esta últimas son un 40 % mayores que las obtenidas mediante el factor de conversión contante.

- A partir de un conjunto de datos multifrecuencia obtenidos de la literatura y de diversos catálogos, hemos relacionado la masa de gas molecular con propiedades como la luminosidad en las bandas B, K, luminosidad FIR, y en el continuo de radio a 1.4 Ghz. Hallamos que todas ellas están positivamente correlacionadas con la emisión de CO, siendo especialmente la luminosidad en banda K un muy buen predictor de la masa de gas molecular en una BCG. El contenido de gas molecular muestra una clara tendencia a ser mayor en galaxias más masivas, con mayores reservas de gas neutro y mayor cantidad de estrellas. Hallamos un cociente promedio $\langle M_{\rm mol}/M_{\rm HI}\rangle$=0.28±0.21 entre las masas del gas neutro y molecular, alejado del típico para galaxias espirales y muy cercano al obtenido en otras muestras de galaxias enanas.

- Las distintos tamaños que dan cuenta de la estructura de las BCGs observadas, esto es, el radio efectivo del *host* ($r_{\rm e}$), el tamaño aparente del *starburst* ($R_{\rm tran}$), y el diámetro de la galaxia (d_{25}) muestran una clara tendencia a ser mayores cuanto mayores sean la cantidad y la densidad superficial de gas molecular presentes. Por otra parte, la masa de gas molecular y la metalicidad de las galaxias se muestran correlacionadas para nuestra muestra. El límite de detección de CO en nuestra muestra corresponde a una metalicidad 12+log(O/H)∼8.10.

- A partir de las luminosidades en Hα, FIR y en continuo de radio se han estimado tres valores para el ritmo de formación estelar de las BCGs analizadas. Encontramos que para una masa estelar dada, el ritmo de formación estelar de las BCGs no muestra ninguna tendencia con la masa de gas molecular. Por último, se ha comprobado que, en promedio, las BCGs no parecen seguir la ley de Schmidt observada en galaxias espirales.

4– Finalmente, hemos presentado tres estudios diferentes que hacen uso de la metodología de ajustes bidimensionales desarrollada inicialmente, cuyos resultados principales resumimos brevemente:

- En primer lugar, se han mostrado resultados de un estudio espectro–fotométrico detallado de la BCG Mrk 35, basado en imagen profunda en el óptico y en el infrarrojo cercano, observaciones en Hα y espectroscopia de rendija. A partir de la emisión óptica se ha estudiado la morfología de la galaxia. Mrk 35 muestra una región central dominada por un *starburst* y una región extendida en más de 4 kpc del centro, que muestra isofotas elípticas y colores rojos ($B-V=0.76$). Hemos utilizado la metodología 2D para ajustar las regiones externas de las imágenes ópticas e infrarrojas

mediante perfiles de Sérsic. Esto permitió derivar luminosidades, colores, radios efectivos e índices de Sérsic consistentes en todas las bandas. Las imágenes de Hα y los mapas de color de la galaxia nos han permitido identificar y discriminar espacialmente del *host* al menos ocho brotes de formación estelar y rasgos de la presencia de polvo. Hemos derivado colores y flujos Hα de los brotes. Estos observables se han corregido de la contribución de las líneas de emisión, de la extinción interestelar y de la contribución del *host* utilizando los modelos 2D ajustados, comparándolos posteriormente con modelos de síntesis evolutivos. Encontramos que la contribución de los tres factores es importante y puede variar significativamente según la región de la galaxia, lo que refuerza la importancia de este tipo de estudios al derivar las propiedades de la población estelar joven en BCGs. Encontramos que podemos reproducir los colores de todos los brotes con un modelo de brotes instantáneos y una IMF de Sapeter con masa límite superior de 100 $M_\odot$. Sus edades, en todos los casos, es menor a 10 millones de años. La galaxia anfitriona, en cambio, muestra colores compatibles con una edad de varios miles de millones de años.

- En segundo lugar hemos presentado los primeros pasos de un análisis de las propiedades estructurales de una muestra extensa de BCGs a partir del ajuste 2D de imágenes en el filtro r tomadas del SDSS/DR6. El principal resultado es que para las 54 galaxias seleccionadas, la técnica desarrollada y la calidad y homogeneidad de las imágenes del SDSS es suficiente para ajustar modelos de Sérsic fiables hasta brillos superficiales ~ 27 mag arcsec^{-2}. Se han comparado los parámetros de Sérsic resultantes del ajuste 2D con los derivados a partir de la técnica 1D por Gil de Paz & Madore (2005) utilizando imagen profunda (hasta ~ 28 mag arcsec^{-2}) en 22 de las galaxias analizadas. Nuestros ajustes 2D resultan más realistas con parámetros de Sérsic de valores medios muy similares a los encontrados en §4 para nuestra muestra de 28 galaxias.

- Por último, hemos presentado una búsqueda de BCGs durante los períodos de calma en su evolución (QBCGs), esto es, antes de desarrollar su *starburst* o tras haber disminuido su formación de estelar significativamente. Hemos seleccionado del SDSS/DR6 una muestra amplia de más de 21500 candidatos a ser QBCGs a partir de las mismas propiedades fotométricas derivadas para la galaxia anfitriona de las BCGs utilizando los ajustes 2D presentados en §4. Además, hemos seleccionado una muestra completa de BCGs como referencia. Se han calculado las propiedades de ambas muestras y se han comparado. Las QBCGs son 30 veces más abundantes que las BCGs, con funciones de luminosidad muy similares salvo por un factor de escala. Las QBCGs son más rojas que las BCGs, tienen menor brillo superficial y muestran una mayor abundancia de oxígeno en sus regiones HII. Según nuestros cálculos una de cada tres galaxias enanas en el Universo Local puede ser una QBCG. Finalmente nuestros resultados muestran que la fase QBCG es al menos 30 veces más larga que la duración de la fase donde la galaxia se ve como BCG, siendo posible que con los ritmos de formación estelar estimados, la sucesión de fases BCG se prolongue durante el tiempo de Hubble.

Los resultados obtenidos durante esta Tesis nos animan a explorar e implementar re-

finamientos a la técnica de ajustes 2D introducida. Actualmente, estamos en camino de lograr llevar este método a un mayor grado de automatización que permita en el futuro acceder al ajuste y análisis sistemático de un mayor número de objetos en un volumen del cielo mayor. Para ello, nuestro trabajo con las galaxias seleccionadas del SDSS será de gran utilidad una vez demostrada la posibilidad de lograr ajustes de calidad en un conjunto de datos homogéneos. Dicha propiedad nos permitirá además mejorar estudios como los presentados aquí, dedicados a comparar las propiedades estructurales de las distintas clases de galaxias enanas utilizando una única técnica robusta sobre conjuntos de datos de la misma calidad, profundidad y resolución.

Por otra parte, sacaremos provecho de nuestra técnica para caracterizar la galaxia anfitriona y continuaremos realizando estudios espectrofotométricos detallados, objeto por objeto, similares al realizado con Mrk 35, a fin de estudiar las propiedades físicas del gas y de las estrellas en las BCGs. La caracterización detallada de objetos cercanos nos proporcionará la posibilidad de contar con una excelente referencia para comparar las propiedades de objetos más lejanos, a los que tendremos acceso gracias a grandes telescopios como el GTC.

Por último, continuaremos nuestro estudio de las propiedades del medio interestelar de las BCGs analizando en mayor detalle los objetos observados. Disponemos de observaciones con diversos apuntados en las transiciones $1\rightarrow0$ y $2\rightarrow1$ del CO para algunas de las galaxias de la muestra analizada aquí, que pretendemos completar en el futuro a fin de lograr mapas completos de la distribución de gas molecular en las BCGs. Los resultados serán un paso previo para intentar estudiar estos objetos mediante interferometría milimétrica y en 21 cm, indispensables además para caracterizar la cinemática de su ISM y la dinámica de la galaxia.

A

Ajustes 2D: Atlas

Como resultado del ajuste bidimensional de la muestra de 28 Galaxias Compactas Azules presentada en §4, hemos obtenido un conjunto de modelos de Sérsic 2D y sus correspondientes residuos, esto es, la diferencia entre la imagen y el modelo ajustado (ver Ec. 2.3).

En las Figuras A.1 – A.28 presentamos un Atlas que incluye las imágenes de las BCGs ajustadas (izquierda) y sus modelos y residuos 2D (centro y derecha, respectivamente) del mejor ajuste para todas los objetos de la muestra en alguno de los filtros anchos considerados. Las imágenes de las galaxias y sus modelos se muestran en escala de grises logarítmica, usando unidades de brillo superficial (μ [mag arcsec^{-2}]). Los residuos, en cambio, se muestran en escala de grises lineal, usando el rango de intensidades $\pm 3\sigma_{\rm cielo}$ (en cuentas), que satura la región central enmascarada en el ajuste — y que corresponde a la región ocupada por el *starburst* — para resaltar los residuos en las regiones externas, más débiles. Así, los píxeles más oscuros muestran aquellas regiones de la galaxia más brillantes que el modelo, mientras que las regiones más claras son aquellas donde el modelo es más brillante que la galaxia. Los ejes horizontales y verticales de las imágenes se muestran en píxeles, mientras que su orientación es la estándar, norte–este $_{\rm E\leftarrow}\uparrow^{\rm N}$.

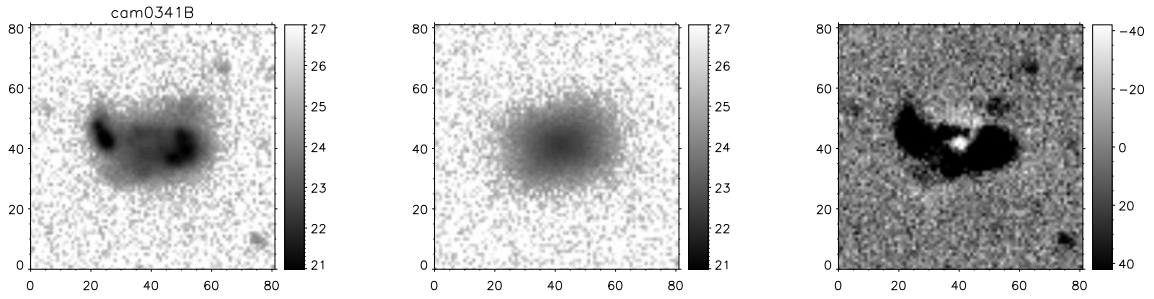

Figura A.1: Cam 0341-404, filtro B: imagen, modelo y residuo.

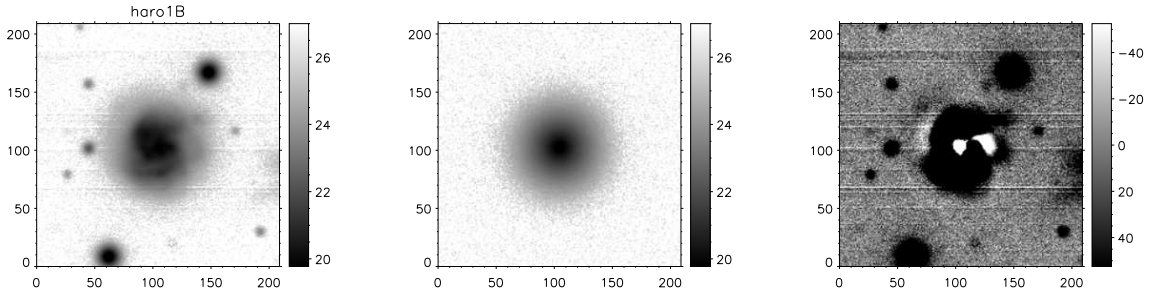

Figura A.2: Haro 1, filtro B: imagen, modelo y residuo.

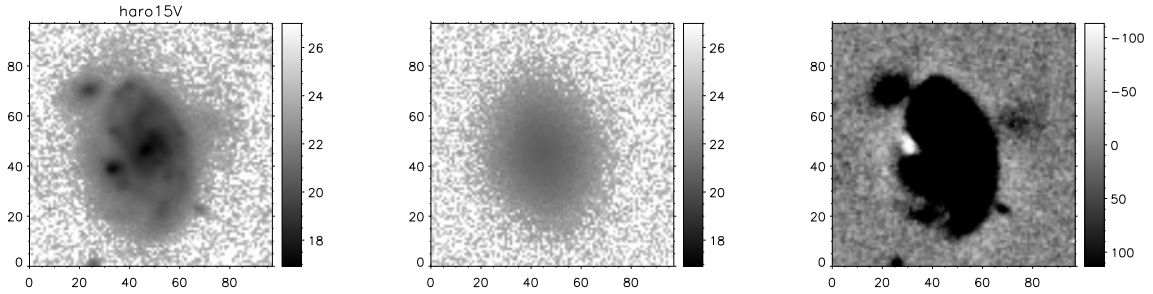

Figura A.3: Haro 15, filtro V: imagen, modelo y residuo.

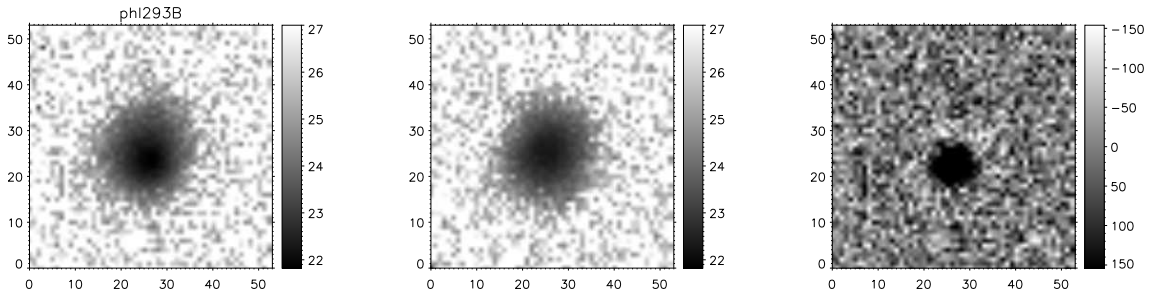

Figura A.4: PHL 293 B, filtro B: imagen, modelo y residuo.

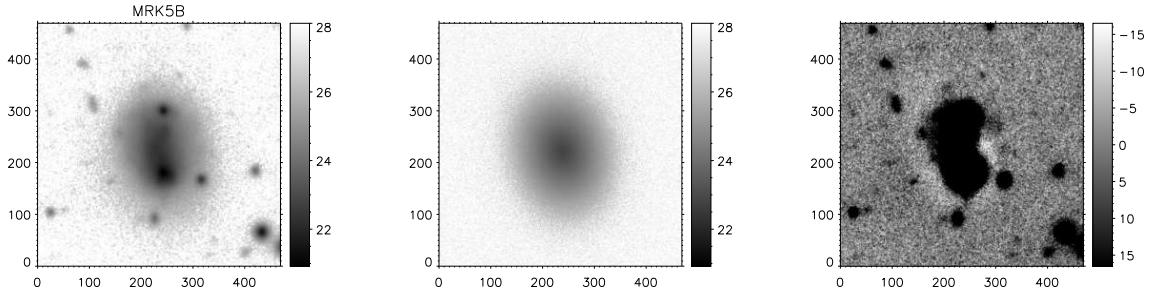

Figura A.5: Mrk 5, filtro B: imagen, modelo y residuo.

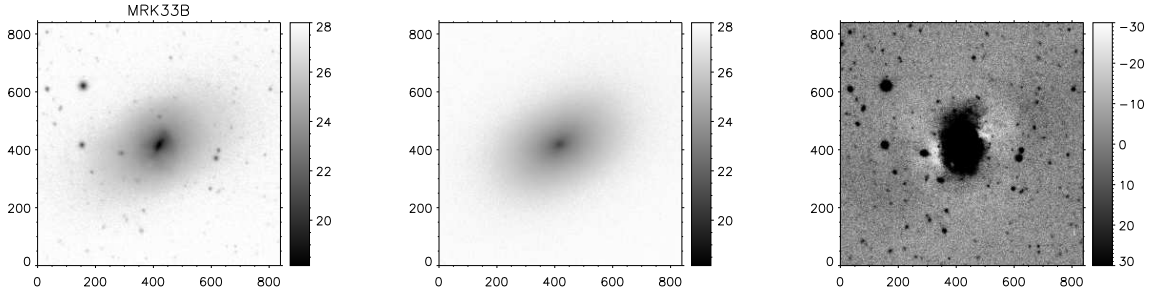

Figura A.6: Mrk 33, filtro B: imagen, modelo y residuo.

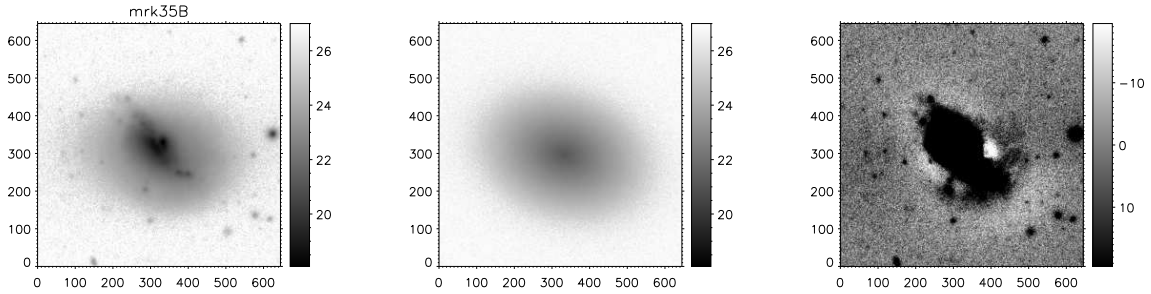

Figura A.7: Mrk 35, filtro B: imagen, modelo y residuo.

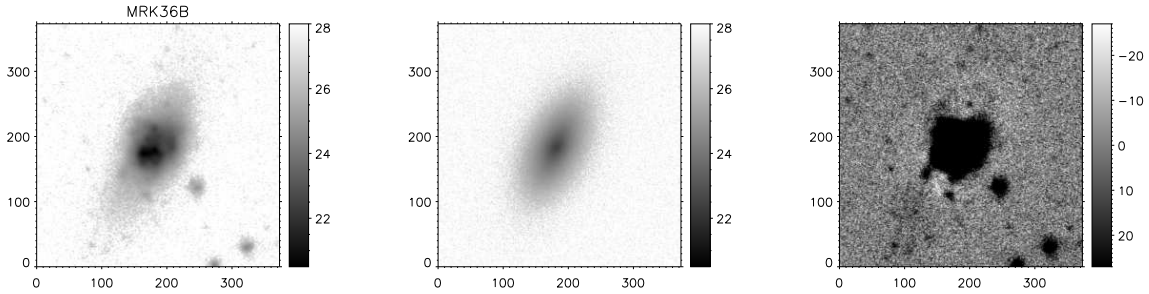

Figura A.8: Mrk 35, filtro B: imagen, modelo y residuo.

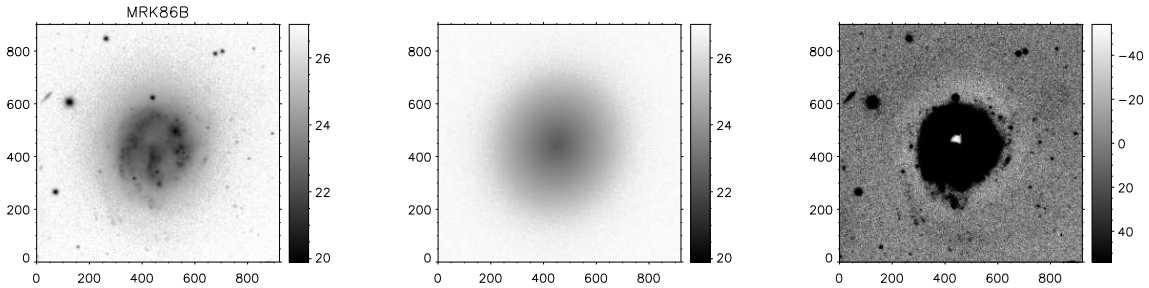

Figura A.9: Mrk 86, filtro B: imagen, modelo y residuo.

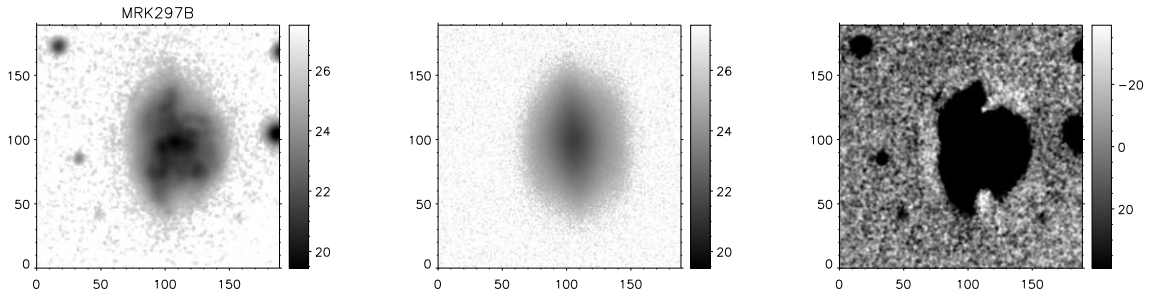

Figura A.10: Mrk 297, filtro B: imagen, modelo y residuo.

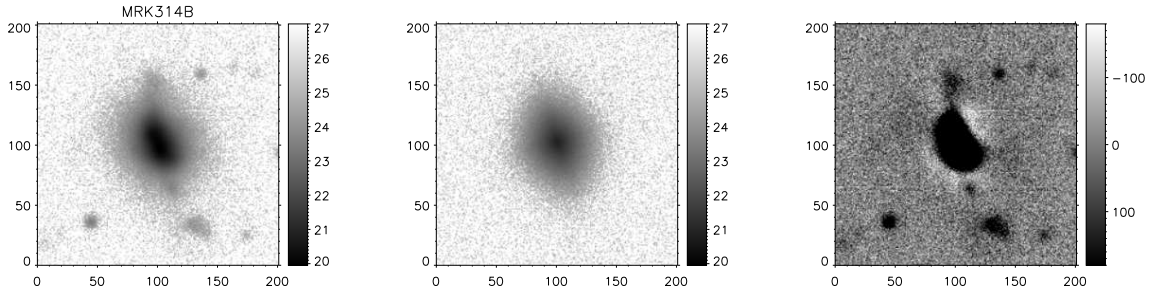

Figura A.11: Mrk 314, filtro B: imagen, modelo y residuo.

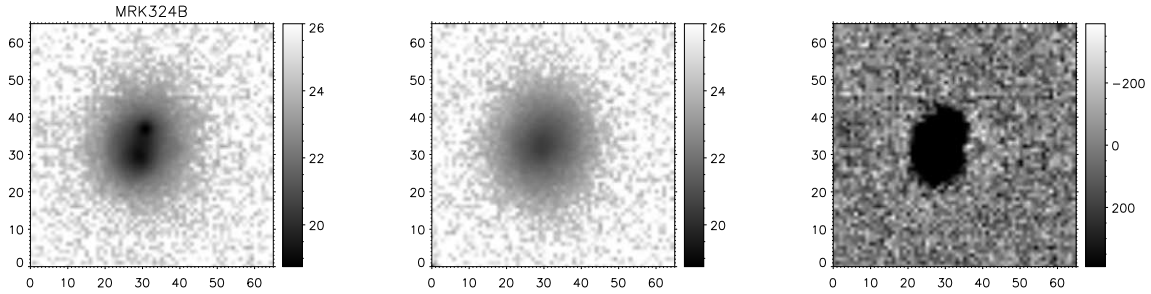

Figura A.12: Mrk 324, filtro B: imagen, modelo y residuo.

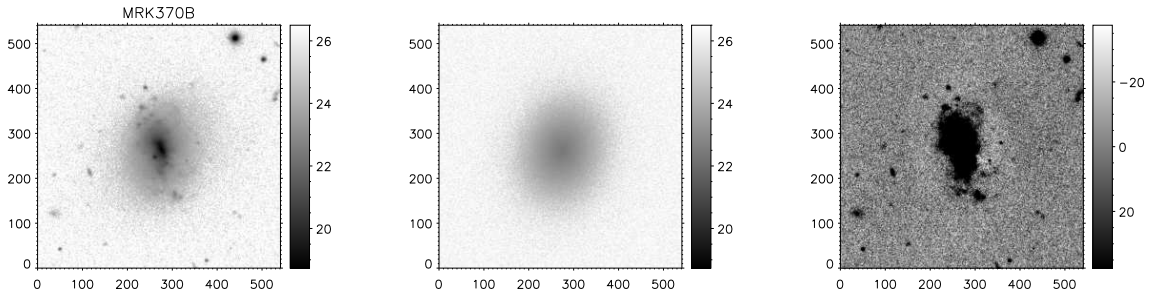

Figura A.13: Mrk 370, filtro B: imagen, modelo y residuo.

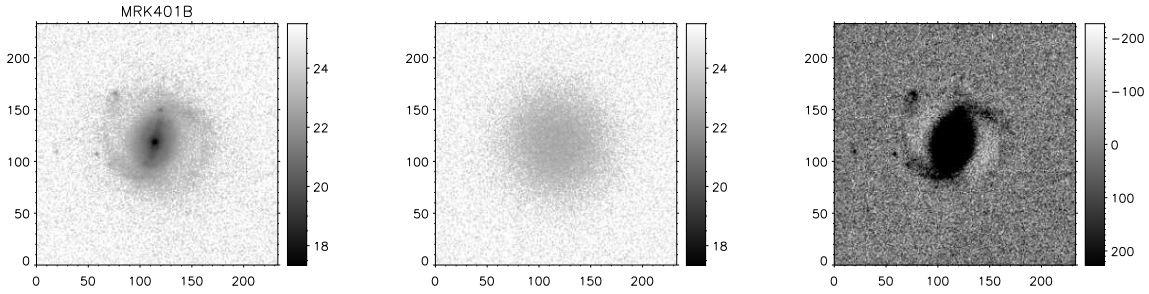

Figura A.14: Mrk 401, filtro B: imagen, modelo y residuo.

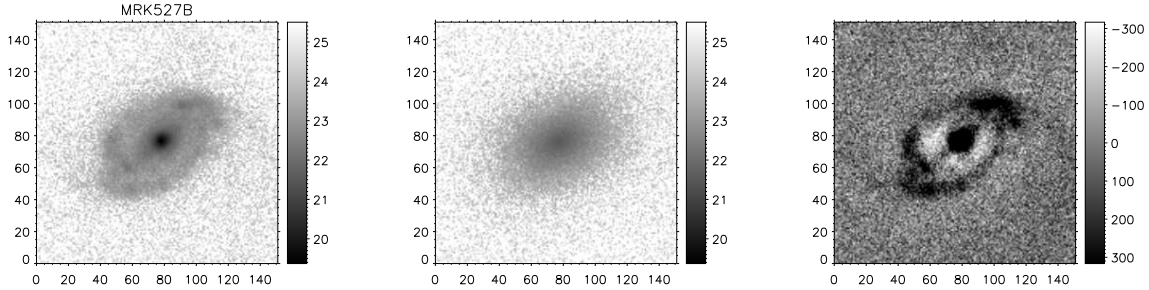

Figura A.15: Mrk 527, filtro B: imagen, modelo y residuo.

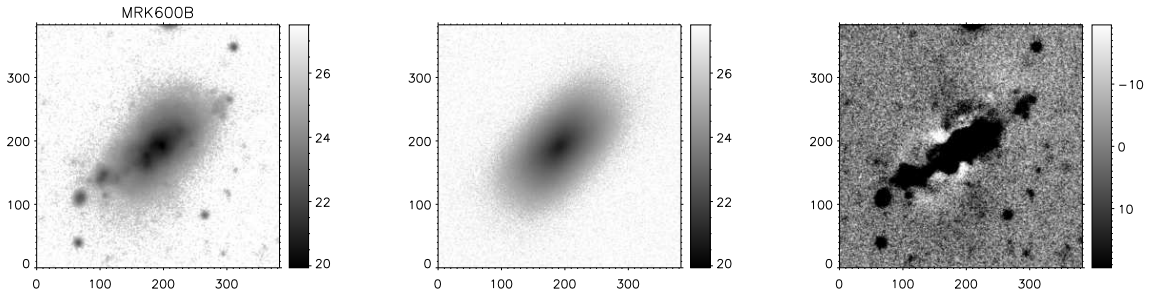

Figura A.16: Mrk 600, filtro B: imagen, modelo y residuo.

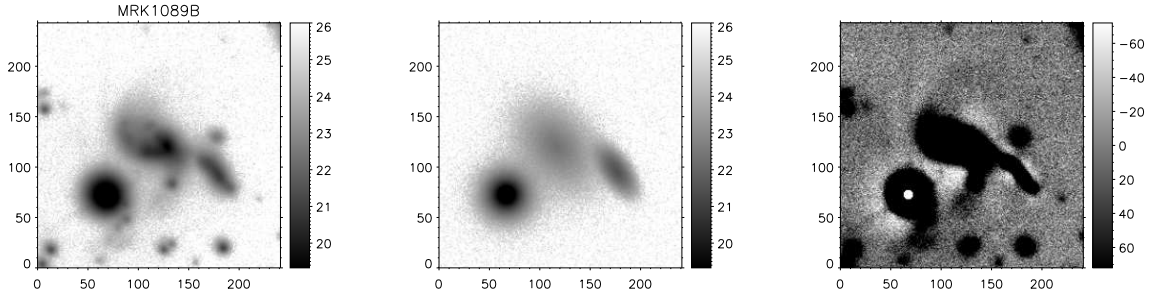

Figura A.17: Mrk 1089, filtro B: imagen, modelo y residuo.

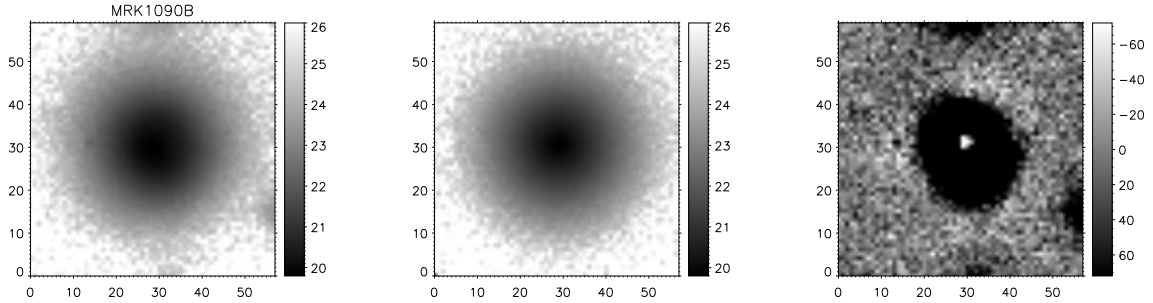

Figura A.18: Mrk 1090, filtro B: imagen, modelo y residuo.

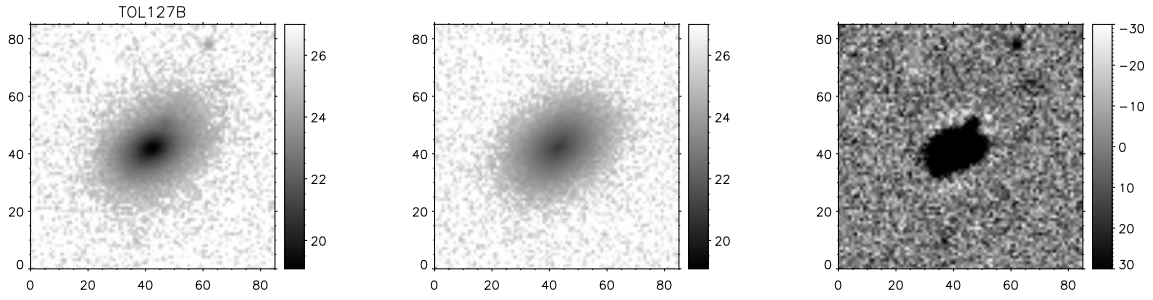

Figura A.19: Tololo 0127-397, filtro B: imagen, modelo y residuo.

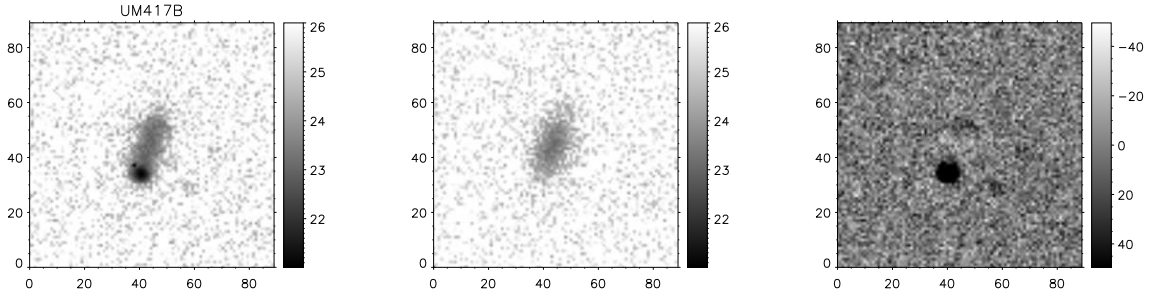

Figura A.20: UM 417, filtro B: imagen, modelo y residuo.

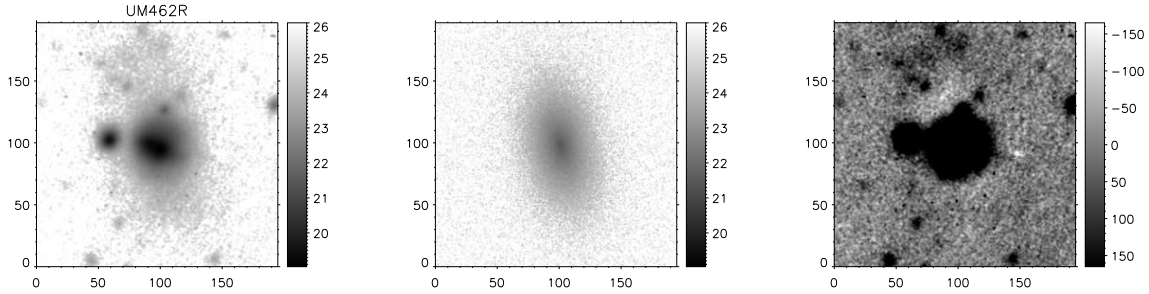

Figura A.21: UM 462, filtro R: imagen, modelo y residuo.

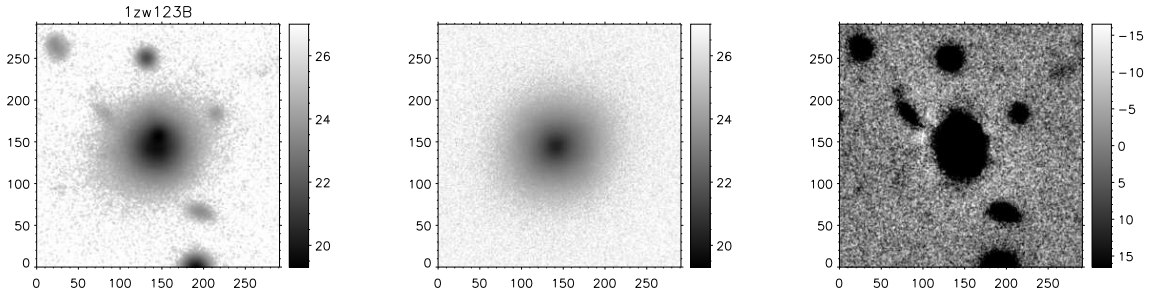

Figura A.22: I Zw 123, filtro B: imagen, modelo y residuo.

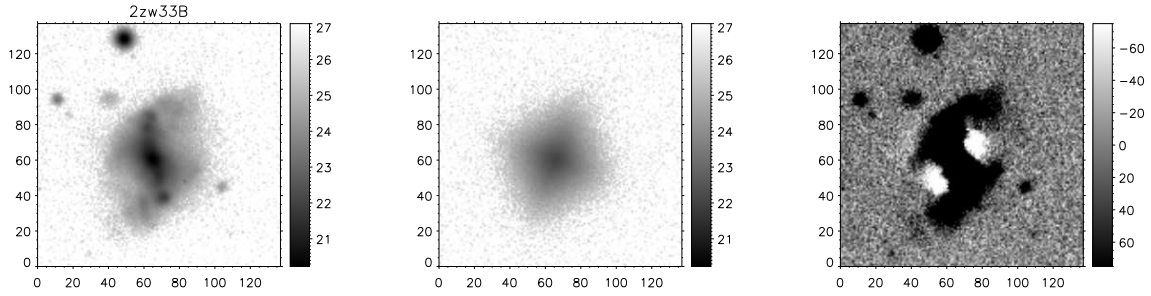

Figura A.23: II Zw 33, filtro B: imagen, modelo y residuo.

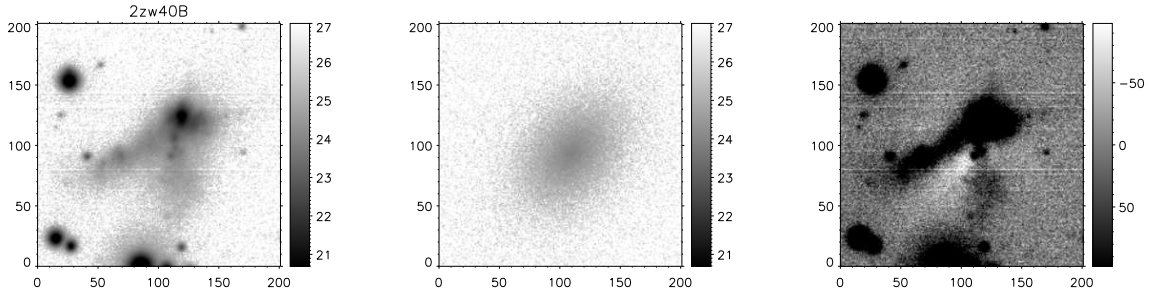

Figura A.24: II Zw 40, filtro B: imagen, modelo y residuo.

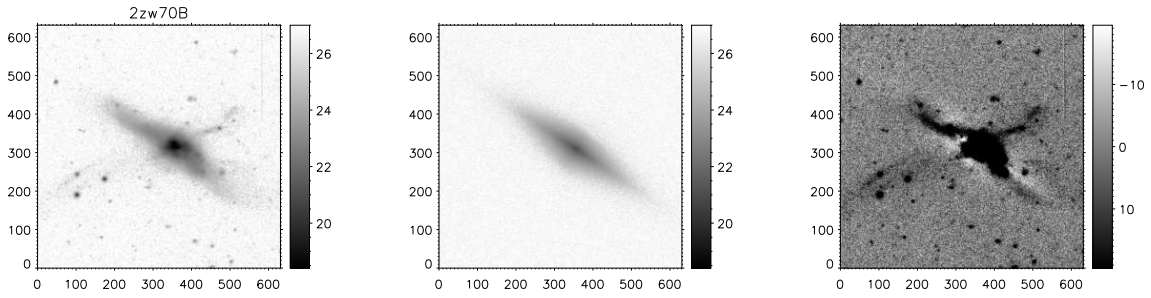

Figura A.25: II Zw 70, filtro B: imagen, modelo y residuo.

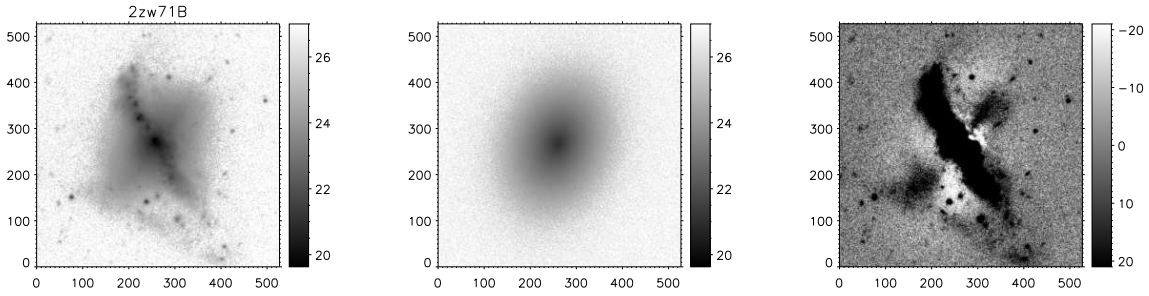

Figura A.26: II Zw 71, filtro B: imagen, modelo y residuo.

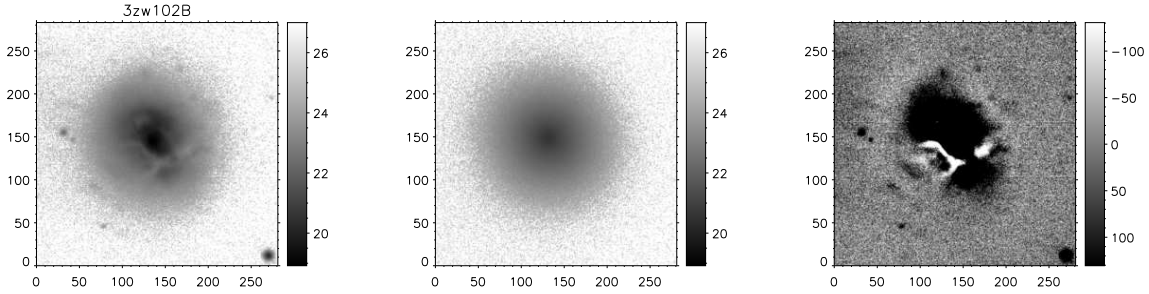

Figura A.27: III Zw 102, filtro B: imagen, modelo y residuo.

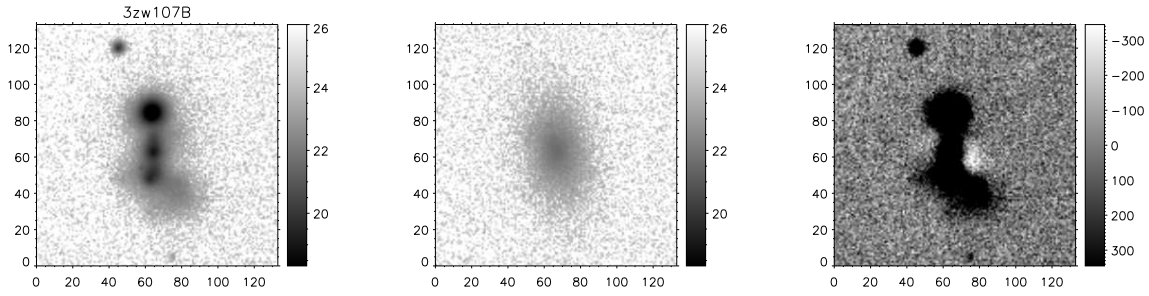

Figura A.28: III Zw 107, filtro B: imagen, modelo y residuo

B

Glosario de abreviaturas y acrónimos utilizados en la memoria

Se detallan en este Apéndice las diferentes abreviaturas, acrónimos y términos en Inglés utilizados a lo largo de esta Memoria de Tesis Doctoral.

Abreviaturas y acrónimos

- **AGN** "Active Galaxy Nucleii"
- **BCG** :"Blue Compact Galaxy"
- **BCD** : "Blue Compact Dwarf"
- **CCD** "Charge Coupling Device"
- **dE** : "Dwarf Elliptical Galaxy"
- **dI** : "Dwarf Irregular Galaxy"
- **dS** : "Dwarf Spiral Galaxy"
- **dSph** : "Dwarf Spheroidal Galaxy"
- **E** : "Elliptical Galaxy"
- **EW** : "Equivalent Width"
- **FIR** : "Far Infra Red"
- **FWHM** : "Full Width Half Maximumm"
- **gsTFR** : "Baryonic Tully – Fisher Relation"
- **HPBW** : "Half Power Beam Width"
- **IMF** : "Initial Mass Function"
- **ISM** : "Inter–Stellar Medium"
- **LSB** : "Lower Side Band"
- **LSBG** : "Low Surface Brightness Galaxy"
- **LSR** : "Local Standard of Rest".
- **NIR** : "Near Infra Red"
- **QBCG** : "Quiescent Blue Compact Galaxy"
- **PSF** : "Point Spread Function"

- **S0** : "Galaxia Lenticular"
- **SFE** : "Star Formation Efficiency"
- **SFH** : "Star Formation History"
- **SFR** : "Star Formation Rate"
- **SSB** : "Single Side Band"
- **SSC** : "Super Stellar Cluster"
- **SSFR** : "Specific Star Formation Rate"
- **sTFR** : "stellar Tully – Fisher Relation"
- **TFR** : "Tully – Fisher Relation"
- **UV** "Ultra – Violet"

Bases de datos, *surveys*y grupos de investigación

- **2MASS** : "Two Micron All Sky Survey"
- **COSMOS** : "Cosmic Evolution Survey"
- **GEMS** : "Group Evolution Multiwavelength Study"
- **HYPERLEDA** : "Database for physics of galaxies"
- **IRAS** : "Infrared Astronomical Satellite"
- **NED** : "NASA/IPAC Extragalactic Database"
- **NVSS** : "NOAO/VLA Sky Survey"
- **SDSS–RD6** : "Sloan Digital Sky Survey. Data Release Six"
- **XSC** : "Extended Source Catalog"

Observatorios, telescopios, instrumentos

- **ALFOSC** : "Andalucía Faint Object Spectrograph and Camera"
- **ARO** : "Arizona Radio Observatory"
- **CAHA** : "Centro Astronómico Hipano – Alemán"
- **CfA** : "Hardvard-Smithsonian Center for Astrophysics"
- **CFO** : "The Harvard Smithsonian Center for Astrophysics"
- **CSO** : "Caltech Submillimeter Observatory"
- **ESO** : "European Southern Observatory"
- **FCRAO** : "Five College Radio Astronomy Observatory"
- **GBT** : "Green Bank Telescope"
- **HHT** : "Heinrich Hertz Submillimeter Telescope"
- **HST** : "Hubble Space Telescope"
- **INGRID** : "Isaac Newton Group Red Imaging Device"
- **INT** : "Isaac Newton Telescope"
- **IRAM** : "Instituto de Radioastronomía Milimétrica"
- **JCMT** : "James CLerck Maxwell Telescope"
- **JKT** : "Jacobous Kapteyn Telescope"
- **NOT** : "Nordic Optical Telescope"
- **NRAO** : "National Radio Astronomy Observatory"
- **ORM** : "Observatorio del Roque de Los Muchachos"

- **OSO** : “Onsala Space Observatory”
- **OVRO** : “Owens Valley Radio Observatory”
- **SEST** : “Swedish-ESO Submillimeter Telescope”
- **VLA** : “Very Large Array”
- **WFPC** : “Wide Field Planetary Camera”
- **WHT** : “William Herschel Telescope”

Páginas Web

- **GALFIT** : `http://zwicky.as.arizona.edu/$^{\sim}$cyp/work/galfit/galfit.html`
  `http://www.ociw.edu/~peng/work/galfit/TFAQ.html`
  `http://users.ociw.edu/peng/work/galfit/GFAQ.html`
- **SDSS/DR6** : `http://www.sdss.org/dr6`
- **IRAM** : `http://www.iram.fr`
- **NED** : `http://nedwww.ipac.caltech.edu/`
- **HYPERLEDA** : `http://leda.univ-lyon1.fr/`

Bibliografía

Adelman-McCarthy, J. K., et al. 2008, *ApJS*, 175, 297

Aguerri, J. A. L., Varela, A. M., Prieto, M., & Muñoz-Tuñón, C. 2000, *AJ*, 119, 1638

Aguerri, J. A. L., Iglesias-Paramo, J., Vilchez, J. M., & Muñoz-Tuñón, C. 2004, *AJ*, 127, 1344

Aguerri, J. A. L., Iglesias-Páramo, J., Vílchez, J. M., Muñoz-Tuñón, C., & Sánchez-Janssen, R. 2005 a, *AJ*, 130, 475

Aguerri, J. A. L., Elias-Rosa, N., Corsini, E. M., Muñoz-Tuñón, C. 2005 b. Photometric properties and origin of bulges in SB0 galaxies. Astronomy and Astrophysics 434, 109-122.

Aguerri, J. A. L. & González-García, A. César 2008, en prep.

Allam, S. S., Tucker, D. L., Lee, B. C., & Smith, J. A. 2005, *AJ*, 129, 2062

Albrecht, M., Chini, R., Krügel, E., Müller, S. A. H., & Lemke, R. 2004, *A&A*, 414, 141

Aloisi, A., Tosi, M., & Greggio, L. 1999, *AJ*, 118, 302

Amorín, R. O., Muñoz-Tuñón, C., Aguerri, J. A. L., Cairós, L. M., & Caon, N. 2007, *A&A*, 467, 541

Amorín, R. O., Aguerri, J. A. L., Muñoz-Tuñón, C., & Cairós, L. M., 2008, *A&A*, aceptado

Amorín, R. O. & Sánchez-Janssen, R. 2008, *A&A*, en prep.

Andredakis, Y. C., Peletier, R. F., & Balcells, M. 1995, *MNRAS*, 275, 874

Arimoto, N., Sofue, Y., & Tsujimoto, T. 1996, *PASJ*, 48, 275

Arnault, P., Kunth, D., Casoli, F., & Combes, F. 1988, *A&A*, 205, 41

Athanassoula, E., Morin, S., Wozniak, H., Puy, D., Pierce, M. J., Lombard, J., & Bosma, A. 1990, *MNRAS*, 245, 130

Baggett, W. E., Baggett, S. M., & Anderson, K. S. J. 1998, *AJ*, 116, 1626

Baldwin, J. A., Spinrad, H., & Terlevich, R. 1982, *MNRAS*, 198, 535

Barazza, F. D., Binggeli, B., & Jerjen, H. 2002, *A&A*, 391, 823

Barden, M., et al. 2005, *ApJ*, 635, 959

Barone, L. T., Heithausen, A., Hüttemeister, S., Fritz, T., & Klein, U. 2000, *MNRAS*, 317, 649

Barton, E. J., Geller, M. J., Bromley, B. C., van Zee, L., & Kenyon, S. J. 2001, *AJ*, 121, 625

Begum, A., Chengalur, J.Ñ., Karachentsev, I. D., & Sharina, M. E. 2008, *MNRAS*, 386, 138

Bekki, K. 2008, ArXiv e-prints, 805, arXiv:0805.0662

Bell, E. F., & de Jong, R. S. 2001, *ApJ*, 550, 212

Bergvall, N. 1985, *A&A*, 146, 269

Bergvall, N., Rönnback, J., Masegosa, J., Östlin, G. 1999, *A&A*, 341, 697

Bergvall, N. & Östlin, G. 2002, *A&A*, 390, 891

Binggeli, B., & Jerjen, H. 1998, *A&A*, 333, 17

Binggeli, B., Tarenghi, M., & Sandage, A. 1990, *A&A*, 228, 42

Binggeli, B., & Cameron, L. M. 1991, *A&A*, 252, 27

Binggeli, B. 1994, Dwarf Galaxies, 13

Binggeli, B., & Popescu, C. C. 1995, *A&A*, 298, 63

Blanton, M. R., et al. 2001, *AJ*, 121, 2358

Bolatto, A. D., Leroy, A., Israel, F. P., & Jackson, J. M. 2003, *ApJ*, 595, 167

Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., & Gavazzi, G. 2008, *ApJ*, 674, 742

Bothun, G. D., Impey, C. D., & Malin, D. F. 1991, *ApJ*, 376, 404

Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Heidmann, J., & Duflot, R. 1975, *A&A*, 41, 61

Bottinelli, L., Chamaraux, P., Gouguenheim, L., & Heidmann, J. 1973, *A&A*, 29, 217

Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Paturel, G., & de Vaucouleurs, G. 1983, *A&A*, 118, 4

Bravo-Alfaro, H., Brinks, E., Baker, A. J., Walter, F., & Kunth, D. 2004, *AJ*, 127, 264

Brinchmann, J., & Ellis, R. S. 2000, *ApJ*, 536, L77

Brinchmann, J., Charlot, S., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Tremonti, C., & White, S. D. M. 2004, ArXiv Astrophysics e-prints, arXiv:astro-ph/0406220

Brinks, E., & Klein, U. 1988, *MNRAS*, 231, 63P

Broeils, A. H. 1992, Ph.D. Thesis,

Brown, R. J.Ñ., et al. 2003, *MNRAS*, 341, 747

Burstein, D. & Heiles, C. 1984, *ApJS*, 54, 33

Byun, Y. I., & Freeman, K. C. 1995, *ApJ*, 448, 563

Cairós, L. M. 2000, PhD Thesis, University of La Laguna: "Formation and Evolution of Blue Compact Dwarf Galaxies"

Cairós, L. M., Caon, N., Vílchez, J. M., González-Pérez, J.Ñ., & Muñoz-Tuñón, C. 2001 b, *ApJS*, 136, 393

Cairós, L. M., Vílchez, J. M., González Pérez, J.Ñ., Iglesias-Páramo, J., & Caon, N. 2001 a, *ApJS*, 133, 321

Cairós, L. M., Caon, N., García-Lorenzo, B., Vílchez, J. M., & Muñoz-Tuñón, C. 2002, *ApJ*, 577, 164

Cairós, L. M., Caon, N., Papaderos, P., Noeske, K., Vílchez, J. M., García-Lorenzo, B., & Muñoz-Tuñón, C. 2003, *ApJ*, 593, 312

Cairós, L. M., Caon, N., García-Lorenzo, B., Monreal-Ibero, A., Amorín, R., Weilbacher, P., & Papaderos, P. 2007, *ApJ*, 669, 251

Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., & Storchi-Bergmann, T. 2000, *ApJ*, 533, 682

Campos-Aguilar, A., Moles, M., & Masegosa, J. 1993, *AJ*, 106, 1784

Caon, N., Capaccioli, M., & DÓnofrio, M. 1993, *MNRAS*, 265, 1013

Caon, N., Capaccioli, M., DÓnofrio, M., & Longo, G. 1994, *A&A*, 286, L39

Caon, N., Cairós, L. M., Aguerri, J. A. L., & Muñoz-Tuñón, C. 2005, *ApJS*, 157, 218

Capaccioli, M., Held, E. V., & Nieto, J.-L. 1987, *AJ*, 94, 1519

Capaccioli, M., Caon, N., & DÓnofrio, M. 1992, *MNRAS*, 259, 323

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

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

Carignan, C., Sancisi, R., & van Albada, T. S. 1988, *AJ*, 95, 37

Carignan, C. 1985, *ApJ*, 299, 59

Cellone, S. A., Forte, J. C., & Geisler, D. 1994, *ApJS*, 93, 397

Ciotti, L. 1991, *A&A*, 249, 99

Combes, F. 2001, Astrophysics and Space Science Supplement, 277, 29

Condon, J. J. 1992, *ARA&A*, 30, 575

Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B., & Broderick, J. J. 1998, *AJ*, 115, 1693

Condon, J. J., Cotton, W. D., & Broderick, J. J. 2002, *AJ*, 124, 675

Conselice, C. J., OÑeil, K., Gallagher, J. S., & Wyse, R. F. G. 2003, *ApJ*, 591, 167

Conselice, C. J., Bundy, K., Ellis, R. S., Brichmann, J., Vogt, N. P., & Phillips, A. C. 2005, *ApJ*, 628, 160

Corsini, E. M., Aguerri, J. A. L., Debattista, V. P., Pizzella, A., Barazza, F. D., & Jerjen, H. 2007, *ApJ*, 659, L121

Crone, M. M., Schulte-Ladbeck, R. E., Greggio, L., & Hopp, U. 2002, *ApJ*, 567, 258

Crone, M. M., Schulte-Ladbeck, R. E., Hopp, U., & Greggio, L. 2000, *ApJ*, 545, L31

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

Charlot, S., Kauffmann, G., Longhetti, M., Tresse, L., White, S. D. M., Maddox, S. J., & Fall, S. M. 2002, *MNRAS*, 330, 876

Davies, J. I. & Phillipps, S. 1988, *MNRAS*, 233, 553

Deeg, H.-J., Duric, N., & Brinks, E. 1997, *A&A*, 323, 323

de Jong, R. S., & van der Kruit, P. C. 1994, *A&AS*, 106, 451

Dekel, A., & Silk, J. 1986, *ApJ*, 303, 39

Dellenbusch, K. E., Gallagher, J. S., III, Knezek, P. M., & Noble, A. G. 2008, *AJ*, 135, 326

De Propris, R., et al. 2003, *MNRAS*, 342, 725

De Rijcke, S., Dejonghe, H., Zeilinger, W. W., & Hau, G. K. T. 2003, *A&A*, 400, 119

De Rijcke, S., Zeilinger, W. W., Hau, G. K. T., Prugniel, P., & Dejonghe, H. 2007, *ApJ*, 659, 1172

de Vaucouleurs, G. 1948, Annales dÁstrophysique, 11, 247

de Vaucouleurs, G. 1953, *MNRAS*, 113, 134

de Vaucouleurs, G., & de Vaucouleurs, A. 1964, University of Texas Monographs in Astronomy, Austin: University of Texas Press, —c1964,

de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., Jr., Buta, R. J., Paturel, G., & Fouque, P. 1991, Volume 1-3, XII, 2069 pp. 7 figs.. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York

Dong, X. Y., & De Robertis, M. M. 2006, *AJ*, 131, 1236

D′Onofrio, M., Capaccioli, M., & Caon, N. 1994, *MNRAS*, 271, 523

Doublier, V., Caulet, A., & Comte, G. 1999, *A&AS*, 138, 213

Doublier, V., Comte, G., Petrosian, A., Surace, C., & Turatto, M. 1997, *A&AS*, 124, 405

Doublier, V., Caulet, A., & Comte, G. 2001, *A&A*, 367, 33

Dressler, A. 1984, *ApJ*, 286, 97

Drinkwater, M., & Hardy, E. 1991, *AJ*, 101, 94

Drozdovsky, I. O., Schulte-Ladbeck, R. E., Hopp, U., Crone, M. M., & Greggio, L. 2001, *ApJ*, 551, L135

Elfhag, T., Booth, R. S., Hoeglund, B., Johansson, L. E. B., & Sandqvist, A. 1996, *A&AS*, 115, 439

Ellis, R. S. 1997, *ARA&A*, 35, 389

Fanelli, M. N., O'Connell, R. W., & Thuan, T. X. 1988, *ApJ*, 334, 665

Ferguson, H. C., & Binggeli, B. 1994, *A&A Rev.*, 6, 67

Ferguson, H. C., & Sandage, A. 1989, *ApJ*, 346, L53

Ferrara, A., & Tolstoy, E. 2000, *MNRAS*, 313, 291

Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811

Fricke, K. J., Izotov, Y. I., Papaderos, P., Guseva, N. G., & Thuan, T. X. 2001, *AJ*, 121, 169

Fuentes-Masip, O., Muñoz-Tuñón, C., Castañeda, H. O., & Tenorio-Tagle, G. 2000 a, *AJ*, 120, 752

Fuentes-Masip, O., Castañeda, H. O., & Muñoz-Tuñón, C. 2000 b, *AJ*, 119, 2166

Garland, C. A., Williams, J. P., Pisano, D. J., Guzmán, R., Castander, F. J., & Brinkmann, J. 2005, *ApJ*, 624, 714

Geha, M., Guhathakurta, P., & van der Marel, R. P. 2003, *AJ*, 126, 1794

Geha, M., Blanton, M. R., Masjedi, M., & West, A. A. 2006, *ApJ*, 653, 240

Gil de Paz, A., Zamorano, J., & Gallego, J. 1999, *MNRAS*, 306, 975

Gil de Paz, A., Zamorano, J., Gallego, J., & Domínguez, F. 2000 a, *A&AS*, 145, 377

Gil de Paz, A., Zamorano, J., & Gallego, J. 2000 b, *A&A*, 361, 465

Gil de Paz, A., Silich, S. A., Madore, B. F., Sánchez Contreras, C., Zamorano, J., & Gallego, J. 2002, *ApJ*, 573, L101

Gil de Paz, A., Madore, B. F., & Pevunova, O. 2003 a, *ApJS*, 147, 29

Gil de Paz, A., Madore, B. F., Noeske, K., Cairós, L. M., Papaderos, P., & Silich, S. A. 2003 b, *ApJ*, 596, L179

Gil de Paz, A., & Madore, B. F. 2005, *ApJS*, 156, 345

Gondhalekar, P. M., Johansson, L. E. B., Brosch, N., Glass, I. S., & Brinks, E. 1998, *A&A*, 335, 152

Gordon, D., & Gottesman, S. T. 1981, *AJ*, 86, 161

Graham, A., Lauer, T. R., Colless, M., & Postman, M. 1996, *ApJ*, 465, 534

Graham, A. W., Erwin, P., Caon, N., & Trujillo, I. 2001 a, *ApJ*, 563, L11

Graham, A. W., Erwin, P., Caon, N., & Trujillo, I. 2001 b, *ApJ*, 563, L11

Graham, A. W. 2003, *AJ*, 125, 3398

Graham, A. W., & Guzmán, R. 2003, *AJ*, 125, 2936

Graham, A. W., Jerjen, H., & Guzmán, R. 2003, *AJ*, 126, 1787

Graham, A. W., & Driver, S. P. 2005, Publications of the Astronomical Society of Australia, 22, 118

Graham, A. W., Driver, S. P., Petrosian, V., Conselice, C. J., Bershady, M. A., Crawford, S. M., & Goto, T. 2005, *AJ*, 130, 1535

Grebel, E. K. 1998, ArXiv Astrophysics e-prints, arXiv:astro-ph/9806191

Grebel, E. K. 1999, The Stellar Content of Local Group Galaxies, 192, 17

Grebel, E. K. 2000, Bulletin of the American Astronomical Society, 32, 698

Grebel, E. K. 2001, Astrophysics and Space Science Supplement, 277, 231

Gu, Q., Zhao, Y., Shi, L., Peng, Z., & Luo, X. 2006, *AJ*, 131, 806

Guseva, N. G. et al. 2001, *A&A*, 378, 756

Hägele, G. F., Díaz, Á. I., Cardaci, M. V., Terlevich, E., & Terlevich, R. 2007, *MNRAS*, 378, 163

Hägele, G. F., Díaz, Á. I., Terlevich, E., Terlevich, R., Pérez-Montero, E., & Cardaci, M. V. 2008, *MNRAS*, 383, 209

Haro, G. 1956, *AJ*, 61, 178

Häussler, B., et al. 2007, *ApJS*, 172, 615

Helou, G., Khan, I. R., Malek, L., & Boehmer, L. 1988, *ApJS*, 68, 151

Hickson, P. 1982, *ApJ*, 255, 382

Hodge, P. W. 1973, *ApJ*, 182, 671

Huang, J. H., Gu, Q. S., Ji, L., Li, W. D., Wei, J. Y., & Zheng, W. 1999, *ApJ*, 513, 215

Hubble, E. P. 1936, Yale University Press,ISBN 36018182.

Hunter, D. A., Wilcots, E. M., van Woerden, H., Gallagher, J. S., & Kohle, S. 1998, *ApJ*, 495, L47

Hunter, D. A., & Elmegreen, B. G. 2006, *ApJS*, 162, 49

Hunter, D. A., & Gallagher, J. S., III 1986, *PASP*, 98, 5

Iglesias-Paramo, J., & Vilchez, J. M. 1997, *ApJ*, 479, 190

Israel, F. P., Tacconi, L. J., & Baas, F. 1995, *A&A*, 295, 599

Israel, F. P. 2005, *A&A*, 438, 855

Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 1999, *ApJ*, 511, 639

Izotov, Y. I., Thuan, T. X., & Lipovetsky, V. A. 1994, *ApJ*, 435, 647

Izotov, Y. I., Chaffee, F. H., Foltz, C. B., Thuan, T. X., Green, R. F., Papaderos, P., Fricke, K. J., & Guseva, N. G. 2001, *ApJ*, 560, 222

Jackson, J. M., Snell, R. L., Ho, P. T. P., & Barrett, A. H. 1989, *ApJ*, 337, 680

James, P. A. 1994, *MNRAS*, 269, 176

Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S., Skrutskie, M., & Huchra, J. P. 2000, *AJ*, 119, 2498

Jedrzejewski, R. I. 1987, *MNRAS*, 226, 747

Jerjen, H., Kalnajs, A., & Binggeli, B. 2000, *A&A*, 358, 845

Johnson, K. E., Indebetouw, R., Watson, C., & Kobulnicky, H. A. 2004, *AJ*, 128, 610

Joy, M., & Lester, D. F. 1988, *ApJ*, 331, 145

Karachentsev, I. D., Karachentseva, V. E., Huchtmeier, W. K., & Makarov, D. I. 2004, *AJ*, 127, 2031

Kauffmann, G., White, S. D. M., & Guiderdoni, B. 1993, *MNRAS*, 264, 201

Kennicutt, R. C., Jr. 1988, *ApJ*, 334, 144

Kennicutt, R. C., Jr., Tamblyn, P., & Congdon, C. E. 1994, *ApJ*, 435, 22

Kennicutt, R. C. 1997, Astrophysics and Space Science Library, 161, 171

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

Kewley, L. J., Geller, M. J., Jansen, R. A., & Dopita, M. A. 2002, *AJ*, 124, 3135

Khosroshahi, H. G., Wadadekar, Y., & Kembhavi, A. 2000, *ApJ*, 533, 162

Kim, S., Staveley-Smith, L., Dopita, M. A., Freeman, K. C., Sault, R. J., Kesteven, M. J., & McConnell, D. 1998, *ApJ*, 503, 674

Knezek, P. M., Sembach, K. R., & Gallagher, J. S., III 1999, *ApJ*, 514, 119

Kraan-Korteweg, R. C. 1986, *A&AS*, 66, 255

Kunth, D., & Sargent, W. L. W. 1986, *ApJ*, 300, 496

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

Kunth, D., Östlin, G. 2000, *A&A Rev.*, 10, 1

Lamareille, F., Mouhcine, M., Contini, T., Lewis, I., & Maddox, S. 2004, *MNRAS*, 350, 396

Lauqué, R. 1973, *A&A*, 23, 253

Lee, H., McCall, M. L., Kingsburgh, R. L., Ross, R., & Stevenson, C. C. 2003, *AJ*, 125, 146

Lees, J. F., Knapp, G. R., Rupen, M. P., & Phillips, T. G. 1991, *ApJ*, 379, 177

Legrand, F., Kunth, D., Roy, J.-R., Mas-Hesse, J. M., & Walsh, J. R. 2000, *A&A*, 355, 891

Legrand, F. 2000, *A&A*, 354, 504

Legrand, F., Tenorio-Tagle, G., Silich, S., Kunth, D., & Cerviño, M. 2001, *ApJ*, 560, 630

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

Leitherer, C. et al. 1999, *ApJS*, 123, 3 (=STARBURST99)

Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., & Torres-Peimbert, S. 1979, *A&A*, 80, 155

Lequeux, J., & Viallefond, F. 1980, *A&A*, 91, 269

Leroy, A., Bolatto, A. D., Simon, J. D., & Blitz, L. 2005, *ApJ*, 625, 763

Li, J. G., Seaquist, E. R., Wrobel, J. M., Wang, Z., & Sage, L. J. 1993, *ApJ*, 413, 150

Lin, D.Ñ. C., & Faber, S. M. 1983, *ApJ*, 266, L21
Lisker, T., Grebel, E. K., & Binggeli, B. 2005, IAU Colloq. 198: Near-fields cosmology with dwarf elliptical galaxies, 311
Lisker, T., Glatt, K., Westera, P., & Grebel, E. K. 2006 a, *AJ*, 132, 2432
Lisker, T., Grebel, E. K., & Binggeli, B. 2006 b, *AJ*, 132, 497
Lisker, T., Grebel, E. K., Binggeli, B., & Glatt, K. 2007, *ApJ*, 660, 1186
Loose, H.-H., & Thuan, T. X. 1985, Star-Forming Dwarf Galaxies and Related Objects, 73
Loose, H.-H., & Thuan, T. X. 1986, *ApJ*, 309, 59
Lonsdale Persson, C. J., & Helou, G. 1987, *ApJ*, 314, 513
Loveday, J. 1997, *ApJ*, 489, 29
Mac Low, M.-M., & Ferrara, A. 1999, *ApJ*, 513, 142
Makino, J., Akiyama, K., & Sugimoto, D. 1990, *PASJ*, 42, 205
Malkan, M. A., Gorjian, V., & Tam, R. 1998, *ApJS*, 117, 25
Malmberg, D., 2005, Master's Thesis, Uppsala University, Sweden
Marlowe, A. T., Meurer, G. R., Heckman, T. M., & Schommer, R. 1997, *ApJS*, 112, 285
Marlowe, A. T., Meurer, G. R., & Heckman, T. M. 1999, *ApJ*, 522, 183
Martín-Manjón, M. L., Mollá, M., Díaz, A. I., & Terlevich, R. 2008, *MNRAS*, 385, 854
Marzke, R. O., & da Costa, L.Ñ. 1997, *AJ*, 113, 185
Mateo, M. L. 1998, *ARA&A*, 36, 435
Markarian, B. E. 1967, Astrofizika, 3, 24
Markarian, B. E. 1969 a, Astrofizika, 5, 581
Markarian, B. E. 1969 b, Astrofizika, 5, 443
Markarian, B. E., Lipovetskij, V. A., & Lipovetsky, V. A. 1971, Astrofizika, 7, 511
Markarian, B. E., & Lipovetskij, V. A. 1972, Astrofizika, 8, 155
Markarian, B. E., & Lipovetskij, V. A. 1973, Astrofizika, 9, 487
Markarian, B. E., & Lipovetskii, V. A. 1974, Astrofizika, 10, 307
Marquart, T., Fathi, K., Ã-Stlin, G., Bergvall, N., Cumming, R. J., & Amram, P. 2007, *A&A*, 474, L9
Martínez-Delgado, I., Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., Moiseev, A. V., & Cairós, L. M. 2007, *AJ*, 133, 2892
Martínez-Delgado, I., Memoria de DEA. Universidad de La Laguna, España
Martínez-Delgado, I., PhD Thesis. Universidad de La Laguna, España. En prep.
Marzke, R. O., da Costa, L.Ñ., Pellegrini, P. S., Willmer, C.Ñ. A., & Geller, M. J. 1998, *ApJ*, 503, 617
Mas-Hesse, J. M., & Kunth, D. 1999, *A&A*, 349, 765
Mastropietro, C., Moore, B., Mayer, L., Debattista, V. P., Piffaretti, R., & Stadel, J. 2005, *MNRAS*, 364, 607
Mayer, L., Governato, F., Colpi, M., Moore, B., Quinn, T., Wadsley, J., Stadel, J., & Lake, G. 2001, *ApJ*, 559, 754
Mazzarella, J. M., Bothun, G. D., & Boroson, T. A. 1991, *AJ*, 101, 2034
Mazzarella, J. M., & Boroson, T. A. 1993, *ApJS*, 85, 27
McGaugh, S. S., Schombert, J. M., Bothun
Meier, D. S., Turner, J. L., Crosthwaite, L. P., & Beck, S. C. 2001, *AJ*, 121, 740
Melo, V. P., Muñoz-Tuñón, C., Maíz-Apellániz, J., & Tenorio-Tagle, G. 2005, *ApJ*, 619, 270
Melnick, J., Terlevich, R., & Eggleton, P. P. 1985 a, *MNRAS*, 216, 255
Melnick, J., Moles, M., & Terlevich, R. 1985 b, *A&A*, 149, L24
Méndez-Abreu, J., Aguerri, J. A. L., Corsini, E. M., & Simonneau, E. 2008 a, *A&A*, 478, 353
Méndez-Abreu, J., Corsini, E. M., Debattista, V. P., De Rijcke, S., Aguerri, J. A. L., & Pizzella, A. 2008 b, *ApJ*, 679, L73
Méndez, D. I., Cairós, L. M., Esteban, C., & Vílchez, J. M. 1999, *AJ*, 117, 1688
Meurer, G. R., Freeman, K. C., Dopita, M. A., & Cacciari, C. 1992, *AJ*, 103, 60
Meurer, G. R., Staveley-Smith, L., & Killeen, N. E. B. 1998, *MNRAS*, 300, 705
Meurer, G. R., Carignan, C., Beaulieu, S. F., & Freeman, K. C. 1996, *AJ*, 111, 1551
Mizuno, N., Rubio, M., Mizuno, A., Yamaguchi, R., Onishi, T., & Fukui, Y. 2001 a, *PASJ*, 53, L45
Mizuno, N., et al. 2001 b, *PASJ*, 53, 971
Moore, B., Lake, G., & Katz, N. 1998, *ApJ*, 495, 139
Morelli, L., et al. 2004, *MNRAS*, 354, 753
Moshir, M., et al. 1990, IRAS Faint Source Catalogue, version 2.0 (1990), 0
Moustakas, J., & Kennicutt, R. C., Jr. 2006, *ApJS*, 164, 81

Muñoz-Tuñón, C., Tenorio-Tagle, G., Castaneda, H. O., & Terlevich, R. 1996, *AJ*, 112, 1636

Murgia, M., Crapsi, A., Moscadelli, L., & Gregorini, L. 2002, *A&A*, 385, 412

Noeske, K. G., Papaderos, P., Fricke, K. J., & Thuan, T. X. 1998, The Magellanic Clouds and Other Dwarf Galaxies, 279

Noeske, K. G., Guseva, N. G., Fricke, K. J., Izotov, Y. I., Papaderos, P., & Thuan, T. X. 2000, *A&A*, 361, 33

Noeske, K. G., Papaderos, P., Cairós, L. M., & Fricke, K. J. 2003, *A&A*, 410, 481

Noeske, K. G., Papaderos, P., Cairós, L. M., & Fricke, K. J. 2005, *A&A*, 429, 115, G. D., & de Blok, W. J. G. 2000, *ApJ*, 533, L99

Noeske, K. G., Koo, D. C., Phillips, A. C., Willmer, C.Ñ. A., Melbourne, J., Gil de Paz, A., & Papaderos, P. 2006, *ApJ*, 640, L143

Östlin, G., Bergvall, N., & Roennback, J. 1998, *A&A*, 335, 85

Östlin, G. 2000, *ApJ*, 535, L99

Östlin, G., Cumming, R. J., Amram, P., Bergvall, N., Kunth, D., Márquez, I., Masegosa, J., & Zackrisson, E. 2004, *A&A*, 419, L43

Pagel, B. E. J., Simonson, E. A., Terlevich, R. J., & Edmunds, M. G. 1992, *MNRAS*, 255, 325

Papaderos, P., Loose, H.-H., Thuan, T. X., & Fricke, K. J. 1996 a, *A&AS*, 120, 207

Papaderos, P., Loose, H.-H., Fricke, K. J., & Thuan, T. X. 1996 b, *A&A*, 314, 59

Papaderos, P. 1998, Ph.D. Thesis,

Papaderos, P., Izotov, Y. I., Fricke, K. J., Thuan, T. X., & Guseva, N. G. 1998, *A&A*, 338, 43

Papaderos, P., Fricke, K. J., Thuan, T. X., Izotov, Y. I., & Nicklas, H. 1999, *A&A*, 352, L57

Papaderos, P., Izotov, Y. I., Thuan, T. X., Noeske, K. G., Fricke, K. J., Guseva, N. G., & Green, R. F. 2002, *A&A*, 393, 461

Patterson, R. J., & Thuan, T. X. 1996, *ApJS*, 107, 103

Pedraz, S., Gorgas, J., Cardiel, N., Sánchez-Blázquez, P., & Guzmán, R. 2002, *MNRAS*, 332, L59

Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H.-W. 2002, *AJ*, 124, 266 (P02)

Peng, C. Y. 2002, *AJ*, 124, 294

Petrosian, A. R., Boulesteix, J., Comte, G., Kunth, D., & Lecoarer, E. 1997, *A&A*, 318, 390

Pierini, D., & Tuffs, R. J. 1999, *A&A*, 343, 751

Pierini, D. 1999, *A&A*, 352, 49

Pisano, D. J., Kobulnicky, H. A., Guzmán, R., Gallego, J., & Bershady, M. A. 2001, *AJ*, 122, 1194

Planesas, P., Scoville, N., & Myers, S. T. 1991, *ApJ*, 369, 364

Pohlen, M., & Trujillo, I. 2006, *A&A*, 454, 759

Prieto, M., Aguerri, J. A. L., Varela, A. M., & Muñoz-Tuñón, C. 2001, *A&A*, 367, 405

Prescott, M., Impey, C., Scoville, N., & COSMOS Collaboration 2004, Bulletin of the American Astronomical Society, 36, 728

Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, Cambridge: University Press, —c1992, 2nd ed.,

Puche, D., Westpfahl, D., & Brinks, E. 1991, *BAAS*, 23, 1445

Pustilñik, S., Ugryumov, A. V., Lipovetsky, V. A., Thuan, T. X., & Guseva, N. 1995, *ApJ*, 443, 499

Pustilnik, S. A., Kniazev, A. Y., Lipovetsky, V. A., & Ugryumov, A. V. 2001, *A&A*, 373, 24

Quilis, V., Moore, B., & Bower, R. 2000, Science, 288, 1617

Rakos, K., & Schombert, J. 2004, *AJ*, 127, 1502

Rand, R. J., & Kulkarni, S. R. 1990, *ApJ*, 349, L43

Recchi, S., & Hensler, G. 2005, Reviews in Modern Astronomy, 18, 164

Richer, M. G., & McCall, M. L. 1995, *ApJ*, 445, 642

Rosolowsky, E., Engargiola, G., Plambeck, R., & Blitz, L. 2003, *ApJ*, 599, 258

Rubin, V. C., Hunter, D. A., & Ford, W. K. J. 1990, *ApJ*, 365, 86

Rubio, M., Lequeux, J., & Boulanger, F. 1993, *A&A*, 271, 9

Sabatini, S., Davies, J., van Driel, W., Baes, M., Roberts, S., Smith, R., Linder, S., & OÑeil, K. 2005, *MNRAS*, 357, 819

Sage, L. J., Salzer, J. J., Loose, H.-H., & Henkel, C. 1992, *A&A*, 265, 19

Sage, L. J., Loose, H. H., & Salzer, J. J. 1993, *A&A*, 273, 6

Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161

Salzer, J. J. 1989, *ApJ*, 347, 152

Salzer, J. J., & Norton, S. A. 1999, The Low Surface Brightness Universe, 170, 253

Sánchez, S. F., et al. 2004, *ApJ*, 614, 586
Sánchez-Janssen, R., Aguerri, J. A. L., & Muñoz-Tuñón, C. 2008, *ApJ*, 679, L77
Sánchez Almeida, J., Muñoz-Tuñón, C., Amorín, R., Aguerri, J. A., Sánchez-Janssen, R., & Tenorio-Tagle, G. 2008, *ApJ*, 685, 194
Sánchez-Portal, M., Díaz, Ángeles I., Terlevich, R., Terlevich, E., Álvarez Álvarez, M., & Aretxaga, I. 2000, *MNRAS*, 312, 2
Sandage, A., & Binggeli, B. 1984, *AJ*, 89, 919
Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., Kim, D.-C., Surace, J. A., & Soifer, B. T. 2003, *AJ*, 126, 1607
Sargent, W. L. W. & Searle, L. 1970, *ApJ*, 162, L155
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
Schulte-Ladbeck, R. E., Hopp, U., Greggio, L., & Crone, M. M. 1999 a, *AJ*, 118, 2705
Schulte-Ladbeck, R. E., Hopp, U., Crone, M. M., & Greggio, L. 1999 b, *ApJ*, 525, 709
Schneider, S. E., & Salpeter, E. E. 1992, *ApJ*, 385, 32
Schombert, J. M. 1986, *ApJS*, 60, 603
Searle, L., & Sargent, W. L. W. 1972, Comments on Astrophysics and Space Physics, 4, 59
Searle, L. 1973, Stellar Ages, 52
Sersic, J. L. 1968, Cordoba, Argentina: Observatorio Astronomico, Univ. Nac. Cordoba
Shaw, M. A., & Gilmore, G. 1989, *MNRAS*, 237, 903
Shi, F., Kong, X., & Cheng, F. Z. 2006, *A&A*, 453, 487
Silich, S. A., & Tenorio-Tagle, G. 1998, *MNRAS*, 299, 249
Silich, S., & Tenorio-Tagle, G. 2001, *ApJ*, 552, 91
Silk, J., Wyse, R. F. G., & Shields, G. A. 1987, *ApJ*, 322, L59
Simard, L. 1998, Astronomical Data Analysis Software and Systems VII, 145, 108
Simien, F., & Prugniel, P. 2002, *A&A*, 384, 371
Simpson, C. E., & Gottesman, S. T. 2000, *AJ*, 120, 2975
Simon, J. D., Prada, F., Vílchez, J. M., Blitz, L., & Robertson, B. 2006, *ApJ*, 649, 709
Skillman, E. D., Côté, S., & Miller, B. W. 2003, *AJ*, 125, 610
Smith, D. A., Herter, T., Haynes, M. P., Beichman, C. A., & Gautier, T.Ñ., III 1996, *ApJS*, 104, 217
Smith, J. A., et al. 2002, *AJ*, 123, 2121
Springob, C. M., Haynes, M. P., Giovanelli, R., & Kent, B. R. 2005, *ApJS*, 160, 149
Sofue, Y., Wakamatsu, K.-I., Taniguchi, Y., & Nakai, N. 1993, *PASJ*, 45, 43
Solomon, P. M., Rivolo, A. R., Barrett, J., & Yahil, A. 1987, *ApJ*, 319, 730
Solomon, P. M., Downes, D., Radford, S. J. E., & Barrett, J. W. 1997, *ApJ*, 478, 144
Staveley-Smith, L., Davies, R. D., & Kinman, T. D. 1992, *MNRAS*, 258, 334
Steel, S. J., Smith, N., Metcalfe, L., Rabbette, M., & McBreen, B. 1996, *A&A*, 311, 721
Stil, J. M., & Israel, F. P. 1998, ArXiv Astrophysics e-prints, arXiv:astro-ph/9810151
Stoughton, C., et al. 2002, *AJ*, 123, 485
Swaters, R. A. 1999, Ph.D. Thesis,
Swaters, R. A., Madore, B. F., & Trewhella, M. 2000, *ApJ*, 531, L107
Tacconi, L. J., & Young, J. S. 1987, *ApJ*, 322, 681
Tajiri, Y. Y., & Kamaya, H. 2002, *A&A*, 389, 367
Taylor, C. L., Brinks, E., Pogge, R. W., & Skillman, E. D. 1994, *AJ*, 107, 971
Taylor, C. L. 1997, *ApJ*, 480, 524
Taylor, C. L., Kobulnicky, H. A., & Skillman, E. D. 1998, *AJ*, 116, 2746
Telles, J. E. 1995, Ph.D. Thesis, Univ. Cambridge
Telles, E., & Terlevich, R. 1997, *MNRAS*, 286, 183
Tenorio-Tagle, G., Palouš, J., Silich, S., Medina-Tanco, G. A., & Muñoz-Tuñón, C. 2003, *A&A*, 411, 397
Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J., Moles, M., & Copetti, M. V. F. 1991, *A&AS*, 91, 285
Treu, T., et al. 2005, *ApJ*, 633, 174
Thronson, H. A., Jr., Hunter, D. A., Telesco, C. M., Decher, R., & Harper, D. A. 1987, *ApJ*, 317, 180
Thuan, T. X., & Martin, G. E. 1981, *ApJ*, 247, 823
Thuan, T. X. 1983, *ApJ*, 268, 667
Thuan, T. X. 1985, *ApJ*, 299, 881

Thuan, T. X. 1991, Massive Stars in Starbursts, 183
Thuan, T. X., Izotov, Y. I., & Lipovetsky, V. A. 1996, *ApJ*, 463, 120
Thuan, T. X., Hibbard, J. E., & Lévrier, F. 2004, *AJ*, 128, 617
Toomre, A. 1964, *ApJ*, 139, 1217
Trujillo, I., Graham, A. W., & Caon, N. 2001, *MNRAS*, 326, 869
Trujillo, I., Erwin, P., Asensio Ramos, A., & Graham, A. W. 2004, *AJ*, 127, 1917
Tully, R. B., & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661
Tully, R. B. 1988, *AJ*, 96, 73
Tully, R. B., & Fouque, P. 1985, *ApJS*, 58, 67
Tully, R. B., & Pierce, M. J. 2000, *ApJ*, 533, 744
Vaduvescu, O., PhD, 2005, Infrared Properties of Star Forming Dwarf Galaxies, PhD Thesis, York University.
Vaduvescu, O., McCall, M. L., Richer, M. G., & Fingerhut, R. L. 2005, *AJ*, 130, 1593
Vaduvescu, O., Richer, M. G., & McCall, M. L. 2006, *AJ*, 131, 1318
van Zee, L., Haynes, M. P., Salzer, J. J., & Broeils, A. H. 1997, *AJ*, 113, 1618
van Zee, L., Skillman, E. D., & Salzer, J. J. 1998 a, *AJ*, 116, 1186
van Zee, L., Westpfahl, D., Haynes, M. P., & Salzer, J. J. 1998 b, *AJ*, 115, 1000
van Zee, L. 2000, *AJ*, 119, 2757
van Zee, L. 2001 a, *AJ*, 121, 2003
van Zee, L., Salzer, J. J., & Skillman, E. D. 2001 b, *AJ*, 122, 121
van Zee, L., Barton, E. J., & Skillman, E. D. 2004 a, *AJ*, 128, 2797
van Zee, L., Skillman, E. D., & Haynes, M. P. 2004 b, *AJ*, 128, 121
Vennik, J., Hopp, U., & Popescu, C. C. 2000, *A&AS*, 142, 399
Viallefond, F., Lequeux, J., & Comte, G. 1987, Starbursts and Galaxy Evolution, 139
Vila-Vilaró, B., Cepa, J., & Butner, H. M. 2003, *ApJ*, 594, 232
Wadadekar, Y., Robbason, B., & Kembhavi, A. 1999, *AJ*, 117, 1219
Walter, F., Brinks, E., Duric, N., & Klein, U. 1997, *AJ*, 113, 2031
Walter, F., Weiss, A., Martin, C., & Scoville, N. 2002, *AJ*, 123, 225
Walter, F., Taylor, C. L., Hüttemeister, S., Scoville, N., & McIntyre, V. 2001, *AJ*, 121, 727
Warren, B. E., Jerjen, H., & Koribalski, B. S. 2007, *AJ*, 134, 1849
Watanabe, M., Yasuda, N., Itoh, N., Ichikawa, T., & Yanagisawa, K. 2001, *ApJ*, 555, 215
White, S. D. M., & Frenk, C. S. 1991, *ApJ*, 379, 52
Wiklind, T., Combes, F., & Henkel, C. 1995, *A&A*, 297, 643
Wilson, C. D. 1995, *ApJ*, 448, L97
Yao, L., Seaquist, E. R., Kuno, N., & Dunne, L. 2003, *ApJ*, 588, 771
Yasuda, N., Fujisawa, K., Sofue, Y., Taniguchi, Y., Nakai, N., & Wakamatsu, K.-I. 1992, *PASJ*, 44, 1
York, D. G., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
Yoshii, Y., & Arimoto, N. 1987, *A&A*, 188, 13
Young, J. S., & Scoville, N. Z. 1991, *ARA&A*, 29, 581
Young, J. S., et al. 1995, *ApJS*, 98, 219
Young, L. M. 2002, *AJ*, 124, 788
Zwaan, M. A., van der Hulst, J. M., de Blok, W. J. G., & McGaugh, S. S. 1995, *MNRAS*, 273, L35
Zwicky, F. 1965, *ApJ*, 142, 1293
Zwicky, F. 1966, *ApJ*, 143, 192
Zwicky, F., Oke, J. B., Neugebauer, G., Sargent, W. L. W., & Fairall, A. P. 1970, *PASP*, 82, 93
Zwicky, F., & Zwicky, M. A. 1971, Guemligen: Zwicky, —c1971,