

Curso 2009/10  
**CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/48**  
I.S.B.N.: 978-84-15287-05-6

**ISMAEL MARTÍNEZ DELGADO**

**Impacto de la formación estelar  
en Galaxias Compactas Azules**

**Directoras**  
**CASIANA MUÑOZ TURÓN**  
**LUZ MARINA CAIRÓS**



**SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS**  
**Serie Tesis Doctorales**

A Elena, Alberto y María Jesús.  
A mi madre y a Virginia.

## Resumen y Objetivos Generales

Este trabajo está centrado en el estudio de los brotes de formación estelar de una muestra de Galaxias Enanas Compactas Azules, la interacción de los mismos con el Medio Interestelar (MI) circundante y la historia de la formación estelar reciente. Partimos de una muestra de nueve *Galaxias Enanas Compactas Azules* pertenecientes a las clases morfológicas *Nucleadas*, *Extendidas*, *Cometarias* y *Concadenadas*, seleccionadas de la muestra de Cairós (Cairós et al. 2001b), de la que hemos elaborado una serie de catálogos. Primero en la línea de emisión  $H\alpha$ , trazadora de formación de estrellas masivas, en la que catalogamos algunas propiedades de los brotes como tamaños, flujos, luminosidades, anchuras equivalentes, etc, así como la fracción de luz difusa que escapa de cada región H II, causante de la ionización de las estructuras de bajo brillo superficial. Y segundo en banda ancha UBVRI, donde usando los catálogos en banda estrecha para delimitar los brotes, hemos obtenido las magnitudes y colores para cada región de formación estelar. A partir de información obtenida en los catálogos se ha realizado una comparación de nuestras observaciones con los modelos de síntesis evolutiva STARBURST99, especialmente diseñados para el estudio de la evolución de objetos con alta formación estelar, en base a los cuales se han determinado las masas en estrellas y las edades de cada región de formación estelar. El trabajo se completa con un estudio cinemático, mediante espectroscopía 3D (Fabry-Perót), del gas ionizado de cada objeto. Éste nos ha permitido elaborar una serie de diagramas de diagnóstico muy útiles para aislar brotes de formación estelar en galaxias lejanas con observaciones de baja resolución espacial, así como las estructuras cinemáticas vinculadas con posibles superburbujas y/o supervientos.

Nuestra meta principal es estudiar el episodio reciente de FE en la muestra de galaxias BCDs, esto es, identificar y aislar los diferentes brotes de FE y derivar los parámetros que los caracterizan. Esto nos permitirá inferir, a partir de los distintos parámetros obtenidos para cada brote en las distintas bandas, información acerca de los posibles mecanismos que disparan el proceso de FE en este tipo galaxias.

Además, haremos una clasificación de las posibles estructuras de bajo grado de ionización y bajo brillo superficial (conos, burbujas, filamentos, etc.), que componen la luz difusa.

Los objetivos específicos que nos proponemos llevar a cabo en este trabajo son:

- Identificar las regiones de FE (en nuestro caso utilizando el programa FOCAS) y separarlas de la población estelar evolucionada.
- Derivar los observables que caracterizan a cada una de las regiones de FE (anchura equivalente en  $H\alpha$ , magnitudes y flujos en las distintas bandas, colores, etc.), y construir un catálogo fotométrico de parámetros físicos que definan a cada brote, tanto en  $H\alpha$ , como en banda ancha UBVRI.
- Caracterizar el episodio de formación estelar, derivando las edades, ritmo de formación estelar, FIM, comparando la anchura equivalente en  $H\alpha$  y colores de los brotes, con las predicciones de modelos de síntesis evolutiva, optimizados para regiones con FE activa (STARBURST99).

- Estudiar la contribución y propiedades de la luz difusa (definida como la no confinada en los brotes).
- Investigar, utilizando la información derivada de nuestros catálogos, posibles mecanismos que disparan la FE y cómo es la historia de formación estelar de las *Galaxias Enanas Compactas Azules*. Podría ser que tras evolucionar el primer brote y producirse los primeros eventos de explosión de supernovas, el gas barrido sea compactado en otro punto de la galaxia favoreciendo así la formación estelar de una manera secuencial (autopropagación), presentando cada brote una edad distinta. O bien, que mediante un proceso interno de la galaxia el gas colapse fragmentándose y formando varios “grumos” que darán lugar a diversos brotes de formación estelar contemporáneos.
- Estudio cinemático del gas de las galaxias de la muestra con el objetivo de buscar cualquier firma del gas ionizado que pudiera vincular con estructuras de bajo brillo del tipo filamentos, cascarones y/o supervientos galácticos y tratar de discernir si estos están asociados a alguno de los brotes anteriormente caracterizados y catalogados.
- Estudio del comportamiento supersónico de la línea de emisión  $H\alpha$ , localizando espectroscópicamente los núcleos cinemáticos y obteniendo sus propiedades: tamaños, dispersiones de velocidades asociadas y sus correlaciones.

Este trabajo está coordinado dentro del **Grupo de Estudios de Formación Estelar (GEFE)**<sup>1</sup> del **Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC)**, y se ha llevado a cabo gracias a la beca de **Formación de Personal Investigador (FPI)** del Ministerio de Educación y Ciencia (MEC) asociada al proyecto *Estallidos*<sup>2</sup> (AYA2007-67965-C03).

---

<sup>1</sup><http://www.iac.es/project/GEFE>

<sup>2</sup><http://www.iac.es/project/GEFE/ESTALLIDOS>

# Índice

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>1</b>
1.1	Galaxias Enanas Compactas Azules . . . . .	5
1.2	Clasificación de las Galaxias Enanas Compactas Azules . . . . .	6
1.3	“Host” de las Galaxias Enanas Compactas Azules . . . . .	6
1.4	Formación Estelar en Galaxias Enanas Compactas Azules . . . . .	11
1.5	Conexiones evolutivas con las BCDs . . . . .	13
1.5.1	En el Universo Local . . . . .	13
1.5.2	A redshift intermedio . . . . .	15
1.6	Cuestiones abiertas en las Galaxias Enanas Compactas Azules . . . . .	16
<b>2</b>	<b>Observaciones y Reducción</b>	<b>19</b>
2.1	Selección de la muestra . . . . .	19
2.2	Observaciones Fotométricas . . . . .	20
2.2.1	Reducción . . . . .	26
2.2.2	Calibración Fotométrica en Banda Ancha . . . . .	27
2.3	Espectroscopía 3D. Fabry-Perót . . . . .	29
2.3.1	Fundamentos . . . . .	29
2.3.2	Observaciones . . . . .	32
2.3.3	Reducción . . . . .	33
<b>3</b>	<b>Análisis de la Fotometría: Catálogo de Brotes de FE</b>	<b>39</b>
3.1	Identificando las regiones de formación estelar . . . . .	39
3.1.1	Catalogación de las regiones de FE en $H\alpha$ . . . . .	40
3.1.2	Catalogación de las regiones de FE en banda ancha . . . . .	40
3.2	Matizaciones a los criterios de identificación y detección de FOCAS . . . . .	41
3.2.1	Radios que estamos midiendo . . . . .	41
3.2.2	Área mínima de detección . . . . .	42
3.2.3	Luminosidad de las regiones de FE detectadas . . . . .	42
3.2.4	Determinación de errores en los catálogos . . . . .	43
3.3	Luz difusa . . . . .	43
3.4	Catálogos de brotes de FE . . . . .	44
3.4.1	Mrk 370 . . . . .	46
3.4.2	Mrk 600 . . . . .	49

---

3.4.3	II Zw 40 . . . . .	52
3.4.4	Mrk 5 . . . . .	55
3.4.5	II Zw 71 . . . . .	58
3.4.6	Mrk 297 . . . . .	61
3.4.7	III Zw 102 . . . . .	64
3.4.8	Mrk 324 . . . . .	70
3.4.9	III Zw 107 . . . . .	73
<b>4</b>	<b>Modelos de síntesis evolutiva: Propiedades de los cúmulos ionizantes</b>	<b>77</b>
4.1	Caracterización de las Poblaciones Estelares . . . . .	77
4.1.1	Edades y masas de los cúmulos ionizantes . . . . .	79
4.1.2	Explorando los estimadores de edad . . . . .	80
4.2	Edades de los brotes catalogados en las galaxias de la muestra . . . . .	81
<b>5</b>	<b>Estructuras de la Emisión de Bajo Brillo “Out-bursts” y su relación con la Formación Estelar actual</b>	<b>91</b>
5.1	Burbujas y superburbujas interestelares . . . . .	92
5.2	Detección de las estructuras de bajo brillo . . . . .	93
5.2.1	Mrk 370 . . . . .	96
5.2.2	Mrk 600 . . . . .	96
5.2.3	II Zw 40 . . . . .	99
5.2.4	Mrk 5 . . . . .	100
5.2.5	II Zw 71 . . . . .	100
5.2.6	Mrk 297 . . . . .	102
5.2.7	III Zw 102 . . . . .	104
5.2.8	Mrk 324 . . . . .	106
5.2.9	III Zw 107 . . . . .	108
5.2.10	Número de estructuras . . . . .	109
<b>6</b>	<b>Análisis de la Espectroscopía 3D</b>	<b>111</b>
6.1	Contexto histórico . . . . .	112
6.2	Diagramas de Diagnóstico: $\sigma$ vs $I_{peak}$ , $\sigma$ vs $\lambda_c$ y $\lambda_c$ vs $I_{peak}$ . . . . .	115
6.2.1	Mrk 324 . . . . .	115
6.2.2	Mrk 370 . . . . .	116
6.2.3	III Zw 102 . . . . .	120
6.2.4	Mrk 5 . . . . .	123
6.2.5	III Zw 107 . . . . .	126
6.2.6	Mrk 600 . . . . .	129
6.2.7	II Zw 40 . . . . .	133
6.2.8	Mrk 297 . . . . .	138
<b>7</b>	<b>Resultados y Discusión</b>	<b>143</b>
7.1	Caracterización de los brotes de FE y de los cúmulos ionizantes . . . . .	143
7.1.1	Descripción de los resultados para cada galaxia . . . . .	143
7.1.2	Edades de los cúmulos estelares ionizantes . . . . .	148

---

7.1.3	Masas de los cúmulos estelares ionizantes . . . . .	159
7.1.4	Número de brotes, distribución de tamaños y luminosidades . . . . .	160
7.2	Análisis de las estructuras de bajo brillo “outburst” y luz difusa . . . . .	165
7.3	Resultados del análisis de la espectroscopía 3D . . . . .	174
7.3.1	Diagramas $\sigma - I_{peak} - \lambda_c$ . . . . .	174
7.3.2	Relación R- $\sigma$ . . . . .	175
7.3.3	Mapa de velocidades . . . . .	177
7.4	Mrk 324: un posible caso de Superviento Galáctico . . . . .	181
<b>8</b>	<b>Conclusiones</b>	<b>183</b>
<b>9</b>	<b>Trabajo futuro</b>	<b>193</b>
<b>A</b>	<b>Reducción y calibración fotométrica en H<math>\alpha</math></b>	<b>195</b>
A.1	OBTENCIÓN IMÁGENES NETAS EN H $\alpha$ . . . . .	195
A.2	CALIBRACIÓN FOTOMÉTRICA . . . . .	196
<b>B</b>	<b>Bibliografía</b>	<b>198</b>

# 1

---

## Introducción

Se suele considerar *Galaxia Enana*(dG)<sup>1</sup> aquella cuya magnitud absoluta en la banda B es  $M_B \geq -18$ . Es el tipo de galaxia más común en el Universo (Marzke y da Costa 1997), y la población más dominante y numerosa de los cúmulos de galaxias. El 95% de la población de galaxias que constituyen el *Grupo Local*, del cual forma parte la *Vía Láctea*, lo constituyen galaxias enanas. Un primer estudio, estableció un censo de  $38_{-2}^{+6}$  miembros (Mateo 1998), estableciéndose este número como un límite inferior dado que aún se siguen descubriendo nuevos objetos clasificados como dGs (p.e. Andromeda VIII; Morrison et al. 2003).

Las galaxias enanas tienen una gran importancia desde el punto de vista cosmológico, ya que los modelos de formación jerárquica de estructuras basados en el modelo de Materia Oscura Fría ( $\Lambda$ CMD de su acrónimo del inglés **C**old **D**ark **M**atter, White y Rees 1978; Dekel y Silk 1986), predicen que las primeras estrellas se formarían en subhalos de materia oscura, dando lugar a las galaxias enanas. Fusiones posteriores de estos halos pequeños darían lugar a la formación de galaxias de mayor masa. De ahí que metafóricamente se hable de las galaxias enanas como los “*Ladrillos de la Creación*”.

El mecanismo de formación de galaxias masivas, que tiene su origen en la fusión de galaxias de menor escala, se ha visto avalado por el descubrimiento de colas de marea (*tidal streams*) pertenecientes a galaxias que orbitan en torno a galaxias masivas como la Vía Láctea (ver Martínez-Delgado et al. 2001, 2005 y 2007), o de tipo similar como NGC 5907 (ver *Figura 1.1* y consultar Martínez-Delgado et al. 2008) y NGC 4013 (Martínez-Delgado et al. 2009). Proceso que se ha dado a conocer como *canibalismo galáctico*. Con la llegada de Sloan, en los últimos 4 años, el número de galaxias satélites en torno a la Vía Láctea y a M31, se ha duplicado (Simon y Geha 2007).

Algunas de las galaxias enanas que observamos hoy en el entorno del Universo Local, podrían ser supervivientes del proceso de formación jerárquico de las grandes estructuras. Por lo que conocer las propiedades estructurales y físicas de las galaxias enanas, así como la historia de formación estelar y mecanismos que establecen la evolución en las mismas, nos puede dar una visión de los procesos que tuvieron lugar en en los primeros inicios del Universo como tal.

---

<sup>1</sup>de su acrónimo del inglés **d**warf **G**alaxy



Figura 1.1: Estructura de colas de marea que envuelven a las galaxia espiral NGC 5709 en la costelación de Draco. Imagen obtenida con un telescopio robótico RCOS de 20 pulgadas. Créditos y copyright: R. Jay Gabany (Blackbird Observatory) en colaboración con D. Martínez-Delgado (IAC,MPIA), J. Peñarrubia (U.Victoria), I. Trujillo (IAC), S. Majewski (U. Victoria) y M. Pohlen (Cardiff).

Dentro de la población de galaxias enanas, podemos distinguir principalmente tres tipos atendiendo a sus diferentes propiedades morfológicas y físicas:

- **Galaxias Enanas Elípticas o Esferoidales (dE/dSph)<sup>2</sup>.**- Las *dE/dSph* son objetos que se caracterizan por ser objetos de bajo brillo que presentan una distribución de brillo superficial suave. Las dE presentan una componente nuclear (ver imagen de M32 en la (ver *Figura 1.2a*) de la cual están desprovistas las dSph (ver imagen de la galaxia Leo I en la *Figura 1.2b*). Se caracterizan por tener un contenido bajo en metales ( $\frac{1}{3} \leq \frac{Z}{Z_{\odot}} \leq 1$ ) y su población estelar está constituida principalmente por estrellas de Población II (viejas). Suelen estar desprovistas de gas, aunque la presencia de gas en la galaxia enana *Scultor* del Grupo Local (Carignan et al. 1998) mostró que no siempre es así.

Las galaxias esferoidales tienen gran relevancia cosmológica ya que están dominadas por materia oscura (Mateo 1998, Gilmore et al. 2007) Su estructura está dominada por una componente esferoidal simétrica (Hodge 1971; Irwin y Hatzidimitriou 1995), con isofotas regulares elípticas.

- **Enanas Irregulares o Enanas Tipo Magallánico (dIrr)<sup>3</sup>.**- Son las galaxias más abundantes del Universo Local (Karachentsev et al. 2004) galaxias ricas en gas ( $M_{HI}/L_B \geq 1M_{\odot}/L_{\odot}$ ), con una apariencia óptica caótica debido en parte, a la presencia de diversas regiones de Formación Estelar (FE), ver *Figura 1.2c*. Son sistemas con poco enriquecimiento químico, con un rango de metalicidades  $\frac{1}{30} \leq \frac{Z}{Z_{\odot}} \leq \frac{1}{3}$  (Bothun et al. 1986, Davies y Phillipps 1988). En general son galaxias disco. Las velocidades de rotación que tienen son tan bajas (50–70 km s<sup>-1</sup>), por lo que el fenómeno de ondas de densidad no puede ser mantenido en estos objetos. Sus curvas de rotación parecen indicar que están dominadas por materia oscura (Mateo 1998).

- **Galaxias Enanas con Formación Estelar Activa o galaxias Starburst.**-

En este grupo se incluyen galaxias ricas en gas, que están experimentando, o han experimentado recientemente, fuertes brotes de FE (que a veces engloban a toda la galaxia), ver *Figura 1.2d*. En Terlevich (1997), se propuso un criterio de definición de galaxia *Starburst* en función de la luminosidad del brote ( $L_{SB}$ ) y el resto de la galaxia ( $L_G$ ), de manera que las galaxias *Starburst* serían aquellas en las que se cumple que ( $L_{SB} \gg L_G$ ). En los trabajos de Haro (1956) y de Zwicky (1964a), (1964b) se habla por primera vez de lo que ambos denominan *galaxias compactas* (el nombre hace referencia al alto brillo superficial que presentaban en las placas fotográficas). Estos objetos se dividen en dos grupos: *galaxias compactas rojas* y *galaxias compactas azules*, atendiendo a sus colores integrados. Una década más tarde, Sargent y Searle (1970), dirigen de nuevo la atención a estos objetos, al descubrir que algunas galaxias compactas del catálogo de Zwicky presentan luminosidades, tamaños y espectros típicos de una región HII. Concluyen que estamos ante un nuevo tipo de objeto, al que llaman *regiones HII extragalácticas aisladas*. Hoy día se utilizan distintos nombres para hacer referencia a este tipo de galaxias, siendo los más comunes *Galaxias HII*

<sup>2</sup>de su acrónimo del inglés **d**warf **E**lliptical y **d**warf **S**pheroidal

<sup>3</sup>de su acrónimo del inglés **d**warf **I**rregular

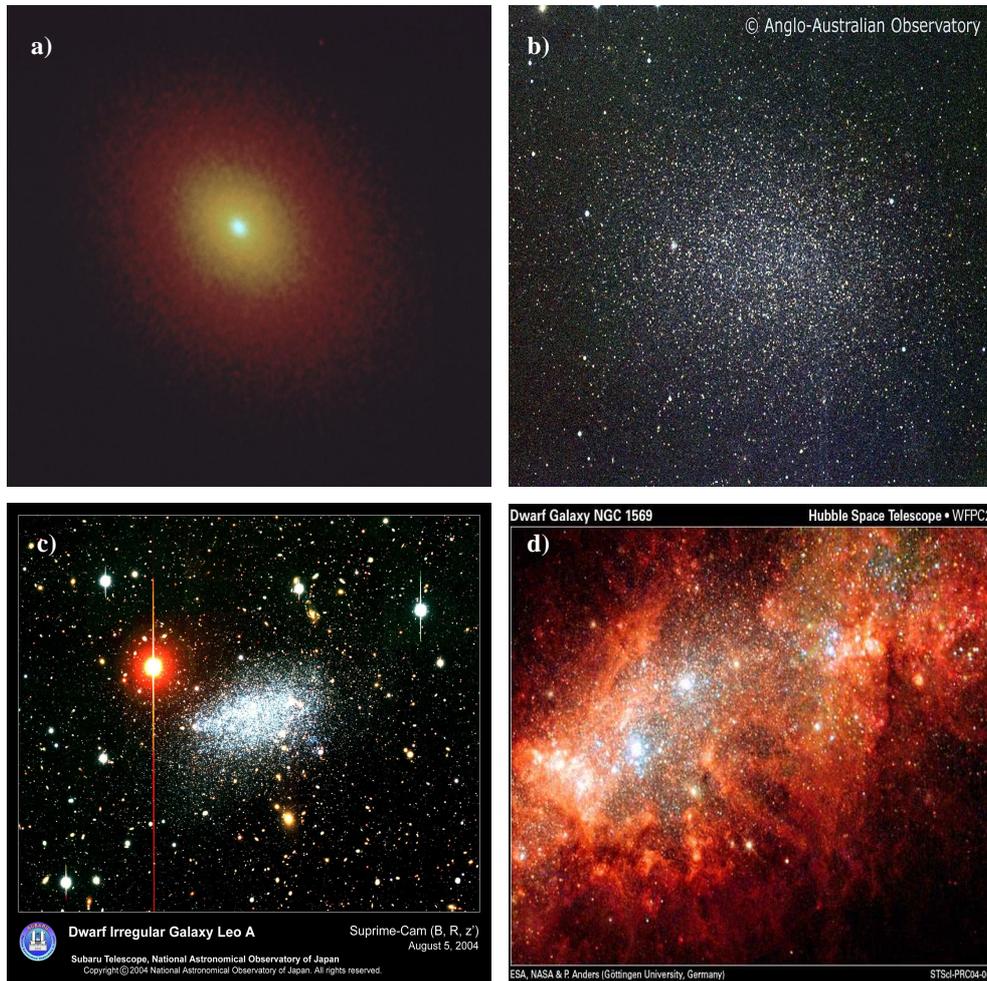


Figura 1.2: *a)* M32, prototipo de galaxia dE obtenida con HST. Créditos de Tod R. Lovell/NASA. *b)* Galaxia Leo I del tipo dSph. Créditos de David Malin/Anglo Australian Observatory. *c)* Leo A, Galaxia Irregular Enana del Grupo Local. Imagen obtenida con Subaru. *d)* NGC 1569, galaxia enana prototipo de las Galaxias Starburst. Imagen obtenida con HST.

o  $BCDs^4$ . Nosotros adoptamos a lo largo de este trabajo la segunda nomenclatura. Aunque en general ambos términos se usan indistintamente, hay que tener en cuenta que fueron establecidos utilizando diferentes criterios observacionales: las Galaxias HII han sido seleccionadas espectroscópicamente por sus fuertes líneas de emisión, y son objetos, por tanto, dominados por una región de FE; mientras que las BCDs han sido seleccionadas por sus colores azules y su compacidad en placas fotográficas, y no en todas ellas las regiones de FE serán la componente dominante.

<sup>4</sup>de su acrónimo del inglés **B**lue **C**ompact **D**warf

## 1.1 Galaxias Enanas Compactas Azules

Como ya se ha mencionado, el término de *Galaxia Compacta* fue usado por primera vez por Zwicky, en base al brillo superficial que presentaban este tipo de objetos. Así una galaxia compacta, era aquella que era más brillante que  $20 \text{ mag arcsec}^{-2}$ . El color azulado que mostraba la componente de mayor brillo superficial en las placas fotográficas, que era la que se detectaba en las mismas, hizo que Zwicky usara también el término *azul* para referirse a estos objetos. Thuan y Martin (1981) acuñaron el término de *Galaxias Enanas Compactas Azules*, definiendo a estas galaxias como objetos de *baja luminosidad* ( $M_B \geq -18$ ), *compactos* (el diámetro de la componente de formación estelar es del orden de  $D \leq 1 \text{ kpc}$ ) y que espectroscópicamente se caracterizan por su emisión continua en el rango óptico (azul) bajo un patrón de líneas de emisión muy intenso, similar al de las regiones H II (RHII) de los brazos de las galaxias espirales. La presencia de líneas de emisión es un indicador de formación de estrellas masivas, mientras que el exceso de continuo en el UV nos indica la presencia de una secuencia principal poblada de estrellas de masa intermedia de tipo espectral B-A-F (Marlowe et al 1995).

Las galaxias BCDs se caracterizan por ser galaxias de baja metalicidad con fracciones subsolares que abarcan un amplio rango, comprendido entre  $\frac{1}{50} \leq \frac{Z}{Z_\odot} \leq \frac{1}{3}$  (Kunth y Sargent 1986, Thuan et al. 1994). Estudios en H I, revelan que son objetos ricos en gas, con masas en que oscilan entre  $M_{\text{HI}} \sim 10^8 - 10^9 M_\odot$  (Thuan y Martin 1981), y con *Tasas de Formación Estelar (TFE)*, con valores comprendidos entre los  $0.1 - 1 M_\odot \text{ año}^{-1}$  (Fanelli et al. 1988).

La FE en galaxias como la *Vía Láctea* es un proceso lento y continuo que involucra la contracción de grandes nubes de gas interestelar y polvo. Pero las altas TFE halladas en las galaxias compactas, junto con sus reservas de gas, son las que han hecho pensar que la formación estelar en ellas se produce mediante brotes instantáneos con una duración de  $\sim 10$  Maños separados por estados de quiescencia de 1-3 Gaños (Thuan 1991; Sánchez-Almeida et al. 2008), ya que sería imposible mantener la TFE actual sin haber consumido todo el gas que alimenta el proceso de formación de las estrellas, en escalas temporales mucho más cortas que la edad del Universo. El gas en las BCDs puede llegar a ser un factor dos (más concentrado) que en galaxias con alta formación estelar como las dIrrs (van Zee et al. 1998). Lo que puede influir en el ritmo tan frenético de FE de estas galaxias.

La FE también modifica la composición metálica de las galaxias; cuando las estrellas de mayor masa mueren en violentas explosiones de supernova, enriquecen el medio galáctico con elementos pesados, formados en el interior de sus núcleos, mediante las reacciones termonucleares que tienen lugar en ellos. Sin embargo, si no se formaran estrellas, la galaxia quedaría químicamente inalterada, sin evolucionar.

La baja metalicidad de las BCDs, unida a sus altas TFE, hizo que algunos autores pensaran (Searle, Sargent, y Bagnuolo 1973), que podrían ser objetos *primordiales*, inalterados desde la *Gran Explosión*, galaxias muy jóvenes que estaban experimentando su primer brote de formación estelar. Pero el análisis obtenido de los perfiles de brillo superficial, mapas de color (Papaderos et al. 1996a, 1996b; Cairós 2000, Cairós et al. 2001a, 2001b, 2002, 2003) y estudio de diagramas color-magnitud (Östlin 2000) puso de manifiesto la existencia de una componente estelar subyacente evolucionada, del orden de varios Gaños, indicando que las *Galaxias Enanas Compactas Azules* no son objetos que están experimentando su primer episodio de FE.

## 1.2 Clasificación de las Galaxias Enanas Compactas Azules

La primera clasificación de *Galaxias Enanas Compactas Azules* fue realizada por Loose y Thuan (1986). A partir de fotometría en banda ancha en el rango óptico, distinguieron cuatro tipos de galaxias:

**nE:** galaxias con un marcado núcleo de formación estelar superpuesto a un halo elíptico que presenta a todos los niveles de intensidad una serie de isofotas regulares y elípticas.

**iE:** galaxias que presentan un halo externo con isofotas regulares elípticas e isofotas internas bastante irregulares debido a los múltiples brotes de formación estelar distribuidos sobre todo el cuerpo principal de la galaxia.

**iI:** galaxias que presentan isofotas irregulares a cualquier nivel de intensidad, tanto interna como externa. Dentro de las mismas se distinguen dos subclases:

- **iI,C:** Apariencia Cometaria
- **iI,M:** Aparente Colisión (“merger”)

**i0:** galaxias en las que no se ha detectado una componente extendida subyacente.

Posteriormente, Cairós et al. (2001b) hizo una nueva clasificación, atendiendo a la distribución de los brotes de formación estelar en el cuerpo principal de la galaxia, a partir de fotometría en  $H\alpha$  y mapas de color en el óptico (en una muestra compuesta de 28 objetos). Así, Cairós subdividió a las BCDs en galaxias:

**Nucleadas:** formadas por aquellas que presentan un prominente brote de formación estelar central (ver *Figura 1.3a*).

**Extendidas:** formadas por aquellas que presentan una distribución uniforme de sus brotes de formación estelar, extendidos por todo el cuerpo principal de la galaxia (ver *Figura 1.3b*).

**Concadenadas:** formadas por aquellas que desarrollan el evento de formación estelar en una dirección privilegiada (ver *Figura 1.3c*).

**Cometarias:** formadas por aquellas que presentan un intenso núcleo de formación estelar, desplazado del centro de la galaxia hacia el exterior de la misma, del que emergen unas colas de gas con menor grado de ionización y una serie de brotes de FE de menor tamaño, recordando la apariencia de un cometa (ver *Figura 1.3d*).

## 1.3 “Host” de las Galaxias Enanas Compactas Azules

En la última década del siglo XX, dada la relevancia que tomaron las galaxias enanas en general, desde el punto de vista del contexto cosmológico, fue cuestión de tiempo el preguntarse si existía algún mecanismo evolutivo entre las distintas clases de galaxias enanas y las BCDs. Pero antes de abordar esta materia, había una cuestión importante que resolver: las propiedades morfológicas de las galaxias BCDs.

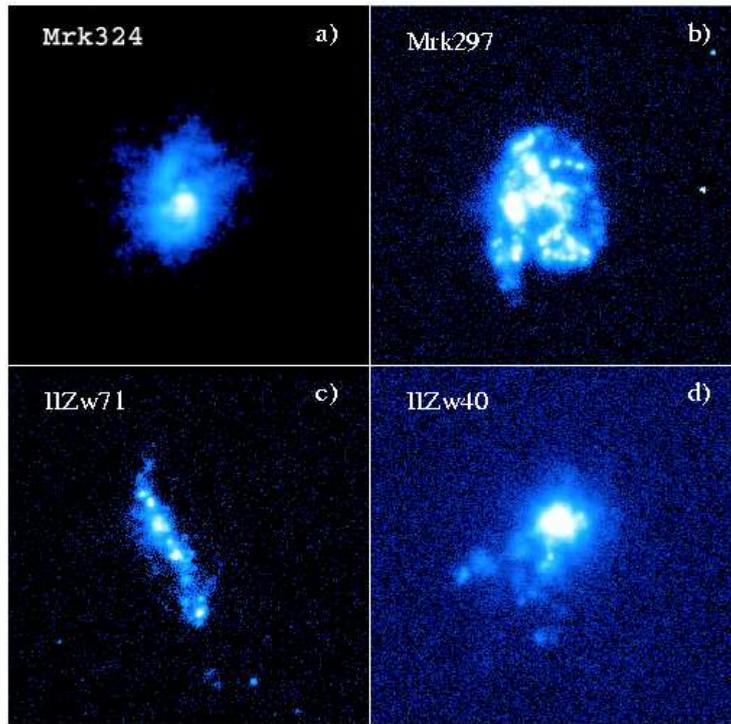


Figura 1.3: Ejemplo de la clasificación morfológica de Cairós et al. 2001b. *a)* Nucleadas. *b)* Extendidas. *c)* Concatenadas. *d)* Cometarias.

Determinar los parámetros estructurales de estas galaxias, tales como la forma de las mismas (discos o esferoides), tamaños (radios efectivos), masas (luminosidades totales), gradiente de colores (edades), era fundamental para poder comparar con propiedades similares de otras galaxias enanas.

Los primeros trabajos que abordaron este punto, se realizaron con fotometría profunda en el óptico, basados en el estudio de los perfiles de brillo superficial-1D y mapas de color (Papaderos et al. 1996a; Doublie et al. 1997, 1999; Telles et al. 1997; Cairós et al. 2001a, 2001b; Bergvall y Östlin 2002). Del estudio de perfiles radiales, parecía derivarse que las galaxias BCDs constituían una mezcla heterogénea en las que se encontraban objetos cuyos perfiles estaban bien descritos por una ley exponencial (típica de galaxias disco), otros por perfiles de de Vaucouleurs (típicos de galaxias esferoidales) y un tercer grupo, en el que no era posible describir el perfil con una única ley (Papaderos et al. 1996a; Cairós et al. 2001a). Esto ponía de manifiesto, la complejidad del estudio de estos métodos convencionales que tan buenos resultados había dado en otras muestras de galaxias distintas a las BCDs (ver panel superior de la *Figura 1.4*). Esto en parte es debido, a que la región donde se produce el intenso evento de FE (componente “*starburst*”) domina prácticamente toda la emisión en el óptico de la galaxia, hasta intensidades intermedias, dejando un intervalo de magnitudes muy pequeño para el estudio de la componente subyacente o “host”, de bajo brillo superficial ( $22-24 \text{ mag arcsec}^{-2}$  en B).

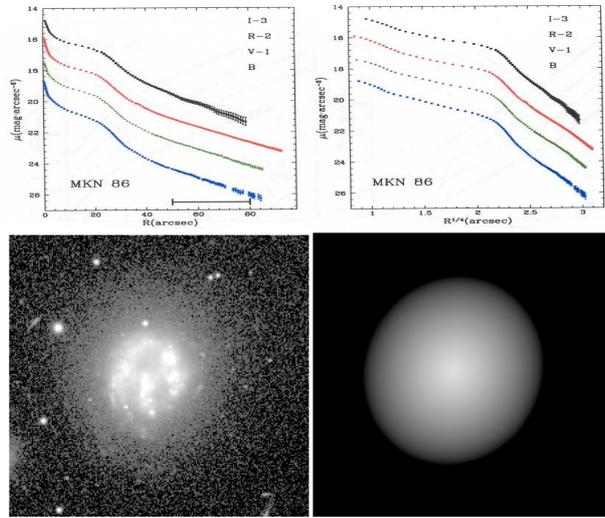


Figura 1.4: En la parte superior de la imagen, podemos ver los perfiles de brillo superficial 1-D en el óptico de la galaxia Mrk 86 representados en el plano  $\mu - R$  (Ley Exponencial) y en el plano  $\mu - R^{1/4}$  (Ley de *de Vaucoulers*) obtenidos de Cairós (2000). En la parte inferior, imagen H $\alpha$  de la galaxia Mrk 86 junto al ajuste de Sérsic 2D, obtenido de Amorín et al. (2007).

Posteriormente, se realizaron nuevos estudios fotométricos en el óptico, basados en el ajuste de perfiles de *Sérsic* 1D (Caon et al. 2005), a las partes más externas de una muestra de 8 galaxias. Los perfiles de 6 de ellas ajustaban a perfiles exponenciales con índices cercanos a  $n \sim 1$  (galaxias de tipo disco), sin embargo, el resto producía ajustes con  $n$  mucho mayores. Sin embargo, los datos analizados sobre una muestra de BCDs por Bergvall y Östlin (2002) mediante perfiles de Sérsic, indicaba que el perfil óptico de su ajuste era más similar a la ley de *de Vaucoulers* o ley de  $r^{1/4}$ . Estas discrepancias entre unos trabajos y otros eran consecuencia de varios factores: la diferencia en calidad fotométrica entre unos datos y otros, la dependencia del intervalo radial en el que se realiza el ajuste (pequeño dado la emisión dominante de la componente starburst) y la eficiencia en la sustracción de cielo.

Intentando superar estas vicisitudes del rango óptico, se da el salto fotométrico al IR (Cairós et al. 2003; Noeske et al. 2003, 2005) región donde la componente starburst tiene menos relevancia sobre la componente subyacente. Aún así, los parámetros obtenidos con perfiles de Sérsic no son lo suficientemente estables y se argumenta que los parámetros derivados del ajuste de perfiles exponenciales, son más estables y realistas en aras de comparar con los parámetros estructurales de otras galaxias enanas.

El siguiente paso ha sido, el estudio de la componente subyacente mediante el modelado de perfiles de Sérsic 2D de la misma, mediante técnicas que han permitido maximizar la porción de la galaxia ajustada, minimizando la contaminación de la componente *starburst* (ver panel inferior de la *Figura 1.4*). Los resultados predicen valores de  $0.5 \leq n \leq 2$ , lo que soporta la hipótesis de una componente subyacente de tipo disco (ver Amorín et al. 2007, Amorín 2008).

Del estudio morfológico de la componente subyacente de las galaxias BCDs, se han

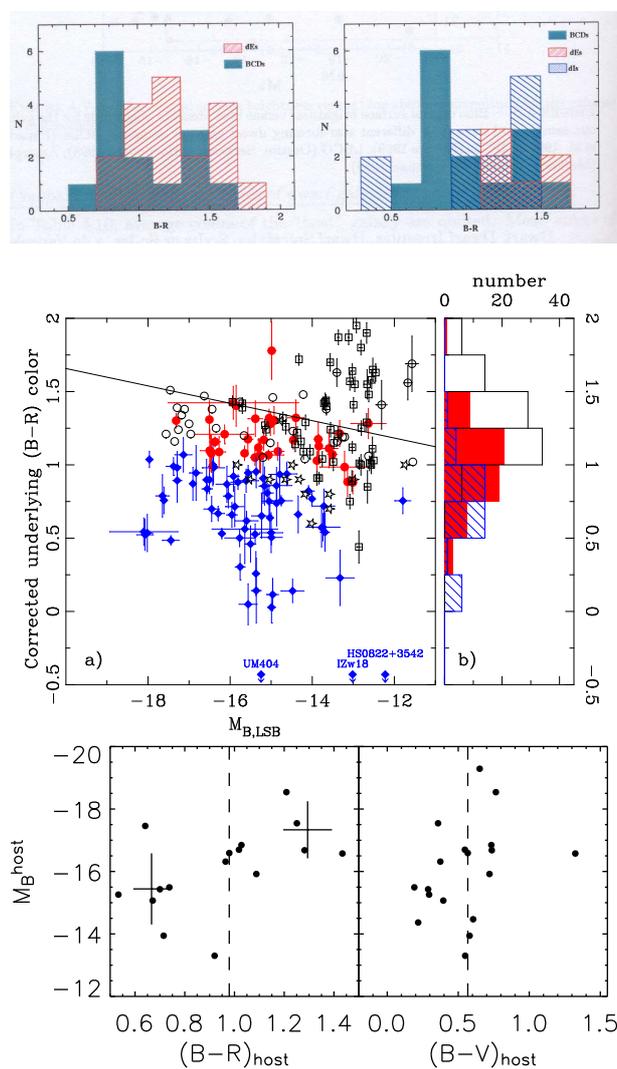


Figura 1.5: En la parte superior de la imagen podemos ver un histograma de color B–R de la muestra de galaxias BCDs de Cairós (ver Cairós 2000, Cairós et al. 2001a). En la parte central a la izquierda, tenemos la magnitud absoluta de la componente estelar subyacente frente al color B–R de la muestra de BCDs de Las Campanas de Gil de Paz et al. (2005). Los puntos rojos y azules son galaxias BCDs, los cuadrados y círculos abiertos son galaxias dE, y las estrellas, galaxias dIrr (para más información consultar Gil de Paz et al. 2005). Y a la derecha, tenemos un histograma de color B–R de la misma muestra. En rojo las BCDs del tipo *E*, en azul rayado las BCDs del tipo *I* y en el histograma restante, las galaxias dE (para más información consultar Gil de Paz et al. 2005). En la parte inferior, tenemos la magnitud absoluta de la componente subyacente, de una submuestra de galaxias BCDs extraída de Cairós et al. (2001a), frente al color B–R y B–V de la misma (obtenido de Amorín et al. 2009).

derivado los colores de esta componente estelar (ver *Figura 1.5*). Las diversas distribuciones de colores, producidas con diferentes métodos, obtienen valores centrados en torno a  $B-R \sim 1$ , aunque se aprecian dos conjuntos formados por BCDs cuya componente es más roja

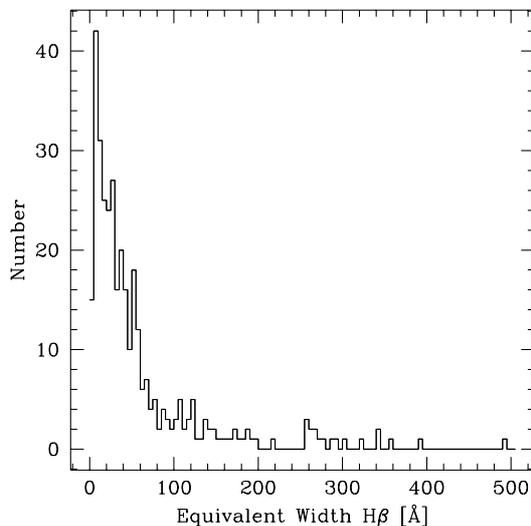


Figura 1.6: Distribución de la  $EW(H\beta)$  obtenida de Terlevich et al. (2004). Como se aprecia en la figura, tan sólo el 10% de la población de galaxias estudiadas, presenta  $EW(H\beta) \geq 150 \text{ \AA}$ .

con  $B-R \sim 1.29 \pm 0.10$ , y otro formado por BCDs cuya componente es más azul  $B-R \sim 0.66 \pm 0.07$  (Amorín 2008).

Todos estos trabajos fotométricos en general, determinan que la componente estelar subyacente y extendida de la gran mayoría de las galaxias BCDs, está formada por estrellas de población vieja de 1–2 Gaños, detectada inclusive en la galaxia BCD menos metálica (y durante años, candidata principal a posible galaxia primordial), I Zw 18, donde se ha detectado una componente estelar de  $\sim 10^8 - 10^9$  Maños (Papaderos et al. 2002; Izotov y Thuan 2004; Aloisi et al. 2005).

También estudios espectroscópicos, han dado lugar a determinar la existencia de una componente subyacente evolucionada en las galaxias BCDs. Así por ejemplo, Terlevich et al. (2004), sobre un estudio realizado en la muestra espectroscópica de *Galaxias III* de Terlevich et al. (1991), detectó que la anchura equivalente en  $H\beta$  y el color  $U-V$  de las mismas, presentaba una anticorrelación que no podía ser explicada mediante una única población de estrellas jóvenes nacidas en los recientes brotes de FE. Como se puede ver en la *Figura 1.6*, tan sólo el 10% de la población de galaxias estudiadas, presenta  $EW(H\beta) \geq 150 \text{ \AA}$ , atribuible únicamente a la población ionizante.

El estudio de las historias de formación estelar de algunas galaxias BCDs (Aloisi et al. 1999; Schulte-Ladbeck et al. 2000, 2001; Annibali et al. 2003) también revela que debe existir una población subyacente evolucionada, ya que como se aprecia en la *Figura 1.7*, las BCDs estudiadas presentan un brote de formación estelar intenso (brote actual), superpuesto a una actividad de FE continua más moderada que en el peor de los casos, se originó hace 5 Gaños.

No obstante, existe una fracción de galaxias clasificadas como BCDs (<1%) muy pobres

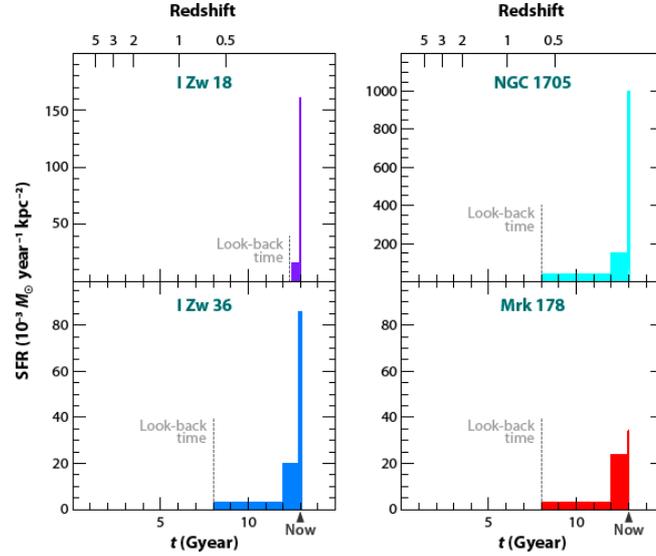


Figura 1.7: Historias de formación estelar de las galaxias BCDs: I Zw 18 (Aloisi et al. 1999), NGC 1705 (Annibali et al. 2003), I Zw 36 (Schulte-Ladbeck et al. 2001) y Mrk 178 (Schulte-Ladbeck et al. 2000). En todas las figuras se representa la tasa de formación estelar por unidad de área frente al tiempo.

en metales ( $12 + \log(O/H) \leq 7.6$ ), que presenta una actividad de FE muy intensa, pero en las que la presencia de una componente estelar subyacente es prácticamente carente, o relativamente poco evolucionada ( $< 1$  Gyr), y que son consideradas como posibles candidatos a galaxias jóvenes en el Universo Local (Papaderos et al. 2006). Son las llamadas galaxias XBCDs<sup>5</sup> (Papaderos et al. 2008). Estudiar y detectar este tipo de galaxias es importante, ya que ofrecen la posibilidad de analizar el proceso de FE y la evolución química en galaxias quasi-prístinas, similares a las del Universo Temprano que hoy no detectamos. En la *Figura 1.8* podemos ver algunas de las candidatas a galaxias BCDs jóvenes, como SBS 0335–052 (Izotov et al. 2001), Tol 1214–277 (Fricke et al. 2001; Izotov et al. 2004) y Tol 65 (Papaderos et al. 1999).

#### 1.4 Formación Estelar en Galaxias Enanas Compactas Azules

El mecanismo que dispara el episodio actual de FE en las BCDs se desconoce todavía. Recordemos que el límite impuesto en luminosidad ( $M_B \geq -18$ ) es también un límite para la masa de estos objetos. Esto inhibe, que mecanismos más complejos (como el fenómeno de *Ondas de Densidad*, que activa la formación estelar en las galaxias espirales), o cualquier otro movimiento organizado del gas (que provoque la contracción de nubes de gas), se den en las BCDs. Aunque, esto no supone un hándicap para que otros mecanismos de FE tengan lugar en las BCDs, como los procesos de “*merger*” (interacción de galaxias, Östlin et al. 2001), “*ram pressure stripping*” (desprendimiento del gas, ver Sánchez-Janssen et al. 2008), “*tidal stirring*” (interacciones de marea, ver Martínez-Delgado et al. 2001) o “*galaxy*

<sup>5</sup>Extremely metal-deficient BCDs

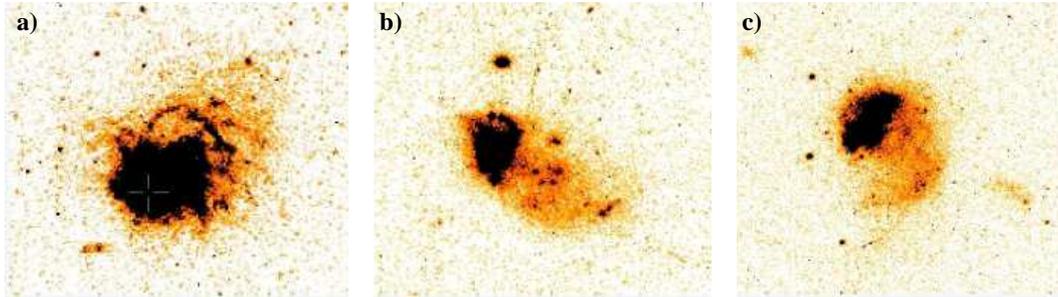


Figura 1.8: Imágenes de galaxias BCDs candidatas a galaxias jóvenes obtenidas con la cámara WFPC2 del HST. *a)* SBS0335–052E; *b)* Tol 1214–277; *c)* Tol 65. Imagen extraída de Papaderos et al. (2006).

*harassment*” (encuentros con galaxias masivas, ver Aguerri and González-García 2009).

Desde su descubrimiento, estos objetos han sido famosos por su tremenda capacidad para formar estrellas masivas en brotes de forma “violenta”, en escalas de tiempo pequeñas, comparadas con el tiempo de vida medio de las galaxias. Alcanzan tasas de formación estelar en algunas regiones de las mismas, que llega a exceder en varios órdenes de magnitud la TFE promedio de la galaxia durante toda su vida media. Como ya comentamos, las TFE halladas en las galaxias compactas, junto con sus reservas de gas, hace pensar que los diversos eventos de FE que tienen lugar en las BCDs se realiza mediante procesos instantáneos con una duración de  $\sim 10$  Maños (Thuan et al. 1991), separados por períodos de quiescencia de 1-3 Gaños (Searle 1973; Sánchez-Almeida et al. 2008). Pero aún queda por resolver la cuestión de: ¿Cómo se enciende el primer brote de formación estelar? Existen algunas evidencias, de que una vez producida la ignición, el proceso de autopropagación estocástica podría jugar un papel importante, tanto a la hora de crear nuevas generaciones de estrellas, como en su historia de formación estelar global (Gerola et al. 1980). Aún con este esquema, queda abierta todavía la cuestión de cuál fue el evento que originó el brote inicial.

Se han realizado varios estudios acerca de la búsqueda del fenómeno que activa la FE en las BCDs. Algunos autores, (Taylor, Brinks, y Skillman 1993; Campos-Aguilar y Moles 1991; Campos-Aguilar et al. 1993) propusieron que la FE se podría iniciar por mecanismos de interacción con otros objetos, aunque más de un 70% de las BCDs son galaxias aisladas (Salzer 1989), indicando que es poco probable que la FE en BCDs tengan su origen en algún tipo de interacción dinámica con otro cuerpo externo. Telles y Terlevich (1997) encuentran que las *Galaxias Compactas Azules* más luminosas presentaban una morfología externa bastante irregular, más acorde con un fenómeno de colisión, mientras que las menos luminosas tenían una apariencia más regular. También se obtienen evidencias morfológicas y cinemáticas de la posible naturaleza “merger” de algunos de estos objetos, a partir del estudio realizado por Östlin et al. (1999), Östlin et al. (2001) y Pustilnik et al. (2004) donde revelan, a partir de la cinemática del gas la existencia de dos componentes dinámicamente distintas, típica de un objeto colisionado.

Del estudio cinemático del gas ionizado mediante Fabry-Perót en  $H\alpha$ , Östlin et al. (2001) sugirió, que aquellas galaxias en las que el gas presentaba una cinemática compleja (sin ninguna firma de rotación aparente), podrían haber originado su actual estado de FE

por perturbaciones dinámicas de gran escala, del tipo “merger”.

## 1.5 Conexiones evolutivas con las BCDs

### 1.5.1 En el Universo Local

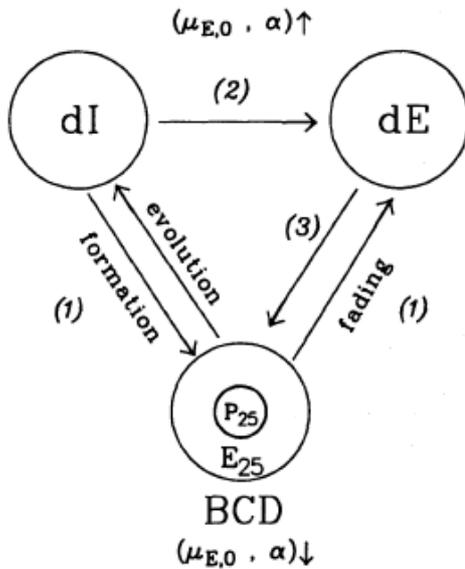


Figura 1.9: Representación esquemática de los distintos escenarios evolutivos entre las BCDs y las galaxias dEs y dIrrs: (1) dIrr  $\rightleftharpoons$  BCDs  $\rightarrow$  dEs (Thuan 1985; Davis y Phillipps 1988), (2) dIrrs  $\rightarrow$  dEs (Lin y Faber 1983), (3) dEs  $\rightarrow$  BCDs (Silk et al. 1987). Imagen obtenida de Papaderos et al. (1996b).

Se han propuesto varios escenarios evolutivos entre las galaxias BCDs y el resto de galaxias enanas (dIrr, dE y dSph), aunque las conexiones físicas entre estos los distintos tipos de galaxias y el origen de las BCDs, aún no están claras.

Algunos estudios cinemáticos del gas ionizado (Östlin et al. 2001), así como del gas neutro (Chengalur et al. 2009), indican un posible origen “merger” de las galaxias BCDs. Un posible escenario que se ve avalado por los modelos de Bekki (2008) en el que dos galaxias enanas disco, ricas en gas, pueden dar lugar a una galaxia BCD con una envoltura extensa rica en gas, explicando sus propiedades de baja metalicidad, compacidad de la componente starburst y colores azules. Del mismo estudio se deriva que una BCD originada de esta forma, no podría evolucionar hacia una galaxia dE, dado que el fenómeno de retroalimentación (feedback) de la BCD no sería lo suficientemente eficiente, como para poder deshacerse de la envoltura de gas (Tajiri y Kamaya 2002). De manera que el escenario evolutivo más probable tras un origen “merger” de una galaxia BCD, es el de una galaxia dIrr nucleada y rica en gas.

Otros autores propusieron también un posible nexo entre las galaxias dIrr y las BCDs (Searle 1973; Thuan 1985) en el que proponían a las galaxias dIrrs como parte del estado propio de una galaxia BCD. Como ya se ha comentado en apartados anteriores, el proceso de FE en una galaxia BCD se cree que se produce de manera intermitente, separados por períodos de 1–3 Gaños. En el momento de máxima actividad de FE tendríamos una BCD y en el período de menor actividad, habría un proceso de de FE continuo, pero de muchísima menor intensidad adoptando la apariencia óptica de una dIrr. Es lo que se ha venido a determinar *fase quiescente* de una BCD (Sánchez-Almeida et al. 2008, 2009).

En la *Figura 1.10ab* (Papaderos et al. 1996b, Noeske et al. 2000), se comparan las propiedades ópticas de las BCDs con las de otras galaxias enanas. Como podemos ver, las BCDs son 1.5 magnitudes más brillantes y son bastante más pequeñas que las galaxias dIrrs. Según Papaderos et al. (1996b), para que una galaxia BCD evolucionara hacia una galaxia dIrr éstas deberían cambiar sus propiedades ópticas, en el sentido de una componente dinámica que pudiera ajustarse a los cambios globales producidos en el campo

gravitatorio. Estos cambios podrían estar inducidos por los supervientos galácticos o por la caída de gas del halo hacia el cuerpo principal de la galaxia (“infall” de gas).

En el primer caso, dependiendo de la virulencia del superviento galáctico (esto es, de la fracción de masa perdida por la galaxia), Papaderos et al. (1996) concluyen que una galaxia BCD puede dar origen a una galaxia dIrr o dE.

En el segundo caso (infall) la evolución de una galaxia dIrr con un halo rico en gas tal que  $M_{gas} \geq M_{host}$ , daría origen a una galaxia BCD. La caída del gas hacia el cuerpo principal de la galaxia (por efectos del campo gravitatorio del mismo) de manera lenta y quasi-estática, provocaría que las galaxias dIrrs redujeran su tamaño y con el tiempo, el gas acumulado aumentaría lo suficiente como para activar el proceso de FE típico de una BCD. Lo que no explican Papaderos et al. (1996), cómo un infall hace que una galaxia pierda estrellas como para reducir su tamaño.

Otro mecanismo que explica un posible enlace evolutivo entre galaxias enanas, es en el que una galaxia BCD da origen a una galaxia dE (Silk et al. 1987). En galaxias en las cuales se produce una intensa formación estelar se produce un depósito de energía tan grande, producido por los vientos estelares y las explosiones de supernovas, que se va acumulando en una estructura de burbuja (Chevalier y Clegg 1985). En el caso de galaxias poco masivas (Mac Low y Ferrara 1999) y/o halos poco masivos, estas estructuras pueden llegar a superar las escalas típicas de una galaxia, extendiéndose y rompiéndose en el medio intergaláctico, expulsando el material procesado en el interior de las estrellas, y formando un superviento galáctico (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1997, 1998). La pérdida selectiva del gas mediante este proceso, podría dejar el cuerpo principal de la galaxia desprovisto de gas, y junto al cese de la FE, el resultado podría dar lugar a una galaxia dE. También existe la propuesta del mecanismo inverso, por el cual una galaxia dE, mediante un proceso de acrecimiento de gas continuo, podría alcanzar la densidad de gas necesaria en las partes centrales de la galaxia, para disparar el mecanismo de la FE de manera violenta. La componente subyacente al gas (la dE original) se vería enmascarada por la emisión de la nueva componente starburst, haciendo que las propiedades ópticas del objeto resultante, sean similares al de una galaxia BCD.

Todos estos procesos evolutivos descritos anteriormente, están descritos en entornos relativamente poco densos. En entornos como los cúmulos de galaxias, el mecanismo evolutivo de una dG es mucho más eficiente, y viene marcado por las propias condiciones del entorno (densidad, tamaño del cúmulo, número de galaxias, etc). Así, las galaxias enanas ricas en gas, podrían perder el gas por procesos como el “acoso galáctico” producido por la interacción con las galaxias masivas del cúmulo (“harassment”, ver Moore et al. 1998; Aguerri y González-García 2009), por interacciones de marea o “tidal stirring” (Mayer et al. 2001), y por la pérdida de parte del gas de una galaxia debido a la presión ejercida contra la galaxia en su movimiento a través del medio intracumular (“ram pressure” Sánchez-Janssen et al. 2008; Boselli et al. 2008).

### 1.5.2 A redshift intermedio

En los últimos años, las BCDs han tomado relativa importancia cosmológica ya que éstas se proponen como el resultado del estadio evolutivo experimentado por las galaxias LBCGs<sup>5</sup> (presentes a redshift intermedio).

Las galaxias LBCGs, son galaxias luminosas ( $M_B < -17.5$ ) que presentan alto brillo superficial, colores azules ( $B-V < 0.6$ ) típicos de galaxias Sc, son compactas ( $r_e < 3.0$  kpc) y tienen un patrón intenso de líneas de emisión debido al episodio de FE extremo que experimentan. Se detectan en el Universo comprendido entre  $z=0.4-1$  (Guzmán et al. 1997, 2003; Garland et al. 2004) y dan cuenta del 45% de la densidad de la TFE en el UV, constituyendo el 20% de la densidad de población de galaxias a  $z=1$ . Una población que decae estrepitosamente desde  $z$  intermedio, para ser inexistente en el Universo Local. Dentro de las LBCGs, éstas se pueden clasificar en objetos tipo Galaxias HII locales y en objetos similares al núcleo de las galaxias starburst locales. La ausencia de una población de galaxias tan significativa y relevante a redshift intermedio, establece las siguientes cuestiones abiertas: ¿Qué ha sucedido con la población de galaxias LBCGs a redshift intermedio? ¿Han experimentado una evolución morfológica hacia otro tipo de galaxia? Y en caso de ser así ¿Hacia qué tipo?.

Se han propuesto algunos esquemas evolutivos para las galaxias LBCGs. Por un lado, sugiriendo que las LBCGs, son las que dan origen a los protobulbos de las galaxias espirales masivas actuales (Hammer et al. 2001). Y por otro, que las LBCGs, dan buena cuenta de la población actual de galaxias enanas esferoidales y elípticas (Hoyos et al. 2007). Aunque también existen autores que analizan un posible vínculo con las BCDs (Noeske et al. 2006).

Los perfiles de brillo superficial de estos objetos (Noeske et al. 2006), nos dicen que las LBCGs presentan una componente estelar extendida que ajusta a perfiles de tipo exponencial, derivándose que son objetos pequeños ( $R_s \leq 2$  kpc) y que el 90% de ellas presenta colores  $-0.3 \leq U-B \leq 0.3$  y  $0.3 \leq B-V \leq 0.9$ , típicos de poblaciones estelares con edades comprendidas entre 100 Maños y varios Gaños (Anders y Fritze-von Alvensleben 2003).

Comparando sus propiedades estructurales con otras galaxias (*Figura 1.10c*), se aprecian similitudes estructurales con las galaxias disco del Grupo Local. Aunque en tamaño están dentro del rango de las galaxias BCDs más grandes, vemos que la componente subyacente de éstas últimas, es entre 2 y 4 magnitudes menos brillante. En general, el plano  $\log R_s$  vs  $M_B$ , nos muestra que las galaxias BCDs son más pequeñas y menos luminosas que las LBCGs.

---

<sup>5</sup>de su acrónimo del Inglés **L**uminous **B**lue **C**ompact **G**alaxies

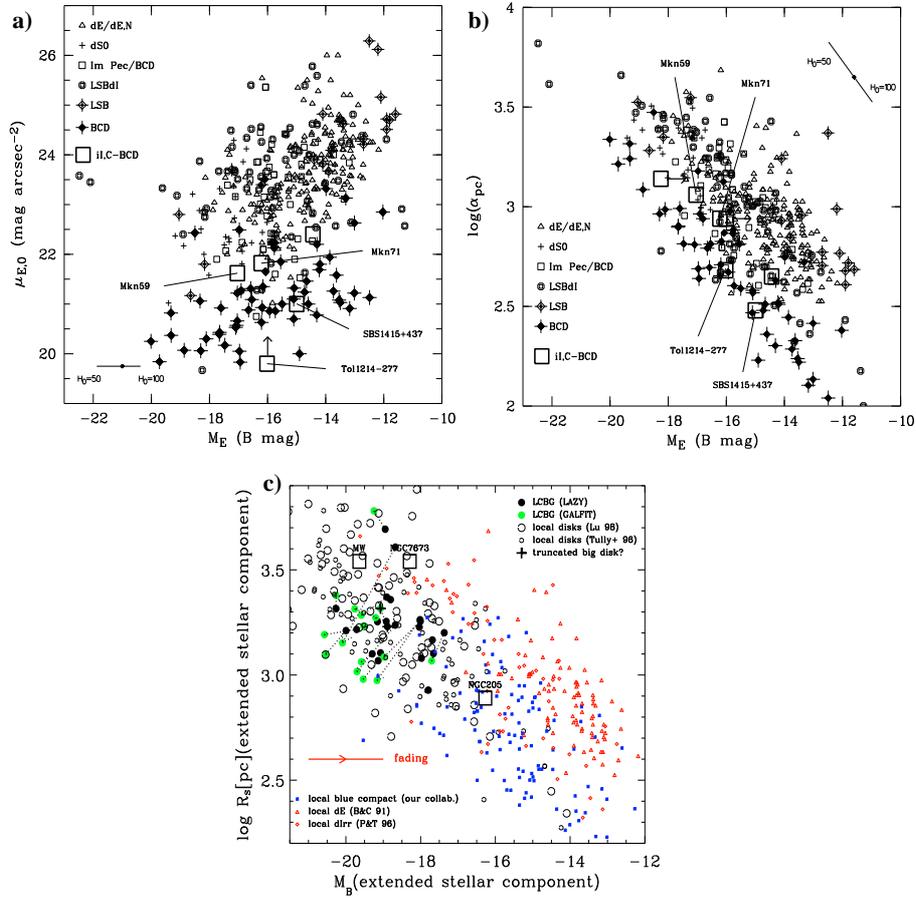


Figura 1.10: *a)* Componente de brillo superficial en B frente a la magnitud absoluta en B y *b)* Longitud de escala exponencial frente a la magnitud absoluta en el filtro B de diferentes tipos de galaxias enanas, comparadas con una muestra de galaxias BCDs (Papaderos 1998; Noeske et al. 2000). *c)* Longitud de escala exponencial frente a la magnitud absoluta en B de galaxias LCBGs, comparadas con muestras de otros tipos morfológicos de galaxias (Noeske et al. 2006).

## 1.6 Cuestiones abiertas en las Galaxias Enanas Compactas Azules

En los últimos años, desde la década de los noventa, estas galaxias enanas han suscitado un gran interés en el campo de la investigación. La proximidad de las mismas nos permite realizar estudios sobre su estructura, contenidos de metales, poblaciones estelares y procesos de FE en un entorno casi prístino, con una precisión que las galaxias con alto desplazamiento al rojo no nos permiten, estableciendo así un importante enlace con el Universo temprano en la época de formación de las galaxias. Las galaxias BCDs, son importantes porque:

- Su baja metalicidad las convierte en excelentes laboratorios donde poder poner a prueba los modelos sobre evolución química de las galaxias. En particular el cálculo de la abundancia de  $^4\text{He}$  primordial y el patrón de abundancias de *elementos*  $\alpha$ ,  $X/O$  ( $X = \text{Ne}, \text{S}, \text{Ar}, \text{Fe}$ ), nos permite contrastar los modelos de nucleosíntesis estelar (Izotov, Thuan, y Lipovetsky 1997; Izotov y Thuan 1998; Izotov y Thuan 1999; Thuan, Izotov,

y Foltz 1999).

- Permiten analizar el proceso de FE y de los procesos de retroalimentación o “*feedback*” en entornos similares al de las galaxias primordiales, como el colapso de gas y las propiedades de las estrellas masivas creadas en entornos de baja metalicidad.
- Las explosiones de supernovas (SNs) y los vientos galácticos podrían dirigir de manera drástica la evolución de las galaxias enanas. Algunos autores (Dekel y Silk 1986; De Young y Gallagher 1990; De Young y Heckman 1994) proponen que, las galaxias enanas con una intensa FE podrían estar sufriendo una pérdida sustancial de masa, conforme el medio interestelar es calentado y eyectado, dando lugar a los supervientos galácticos (De Young y Heckman 1994; Silich y Tenorio-Tagle 2000; Silich y Tenorio-Tagle 2001). Este proceso, podría explicar el bajo contenido en metales y el bajo brillo superficial de las galaxias enanas (Dekel y Silk 1986; Silk, Wyse, y Shields 1987). La existencia de vientos galácticos se ha detectado de forma indirecta a partir de la sobreabundancia de N (Pustilnik et al. 2004) producido por los vientos de estrellas *Wolf-Rayet* que enriquecen el medio con N, C y He (Kunth y Joubert 1985; Izotov et al. 1996; Guseva et al. 2000). El porqué de la baja metalicidad de estas galaxias, también podría explicarse por la captura de gas no procesado en una galaxia evolucionada, o bien, porque realmente son galaxias jóvenes.
- Las *Galaxias Enanas Compactas Azules* son buenos laboratorios para realizar estudios sobre la *Función Inicial de Masas* (FIM) y cómo ésta se puede ver alterada o modificada por los distintos procesos fisicoquímicos que se desarrollan a lo largo de la historia de FE de la galaxia en cuestión. Sabemos que la FIM puede cambiar si:
  - a. Hay un proceso de colisión: la TFE aumenta (Emelgreen 1999), por lo que cambia la FIM favoreciendo la formación de estrellas masivas.
  - b. La metalicidad es baja: por lo que el enfriamiento del gas es menos efectivo, y por tanto, la masa de Jeans y la FIM cambian favoreciendo la formación de estrellas masivas.
- Dentro de las distintas clases de *Galaxias Enanas Compactas Azules*, cobran especial interés las galaxias de tipo **i0**, ya que hay evidencias observacionales que las coloca entre las galaxias más pobres en metales con  $Z \leq 1/20Z_{\odot}$  (Thuan et al. 1999; Izotov y Thuan 1999), donde la formación estelar comenzó hace menos de 100 millones de años, por lo que se las considera las contrapartidas ópticas, en el Universo Local, de las *galaxias primordiales* que se formaron en el Universo Temprano. El estudio y comprensión de los procesos de formación estelar y la historia de formación estelar de las BCDs de tipo **i0**, podría servirnos para entender cómo evolucionaron las galaxias enanas con formación estelar activa que observamos desde un desplazamiento al rojo intermedio hasta nuestro días.
- Se han propuesto distintos escenarios que pueden conectar evolutivamente a los diferentes tipos de galaxias enanas, sin embargo, hasta el momento, no se ha alcanzado ninguna conclusión definitiva. Mencionamos la diversidad de objetos que conforman

el conjunto de las galaxias enanas, dEs/dSphs, dIs, BCDs. ¿Pero esto ha sido siempre así? ¿Hubo una época en la que una galaxia dE pudo tener las propiedades de una dI y ser clasificada como tal? Y si es así, ¿cómo evoluciona una galaxia para convertirse de un tipo a otro? O por el contrario, ¿realmente constituyen grupos morfológicos aislados que evolucionan de forma paralela? Si esto es así, ¿qué procesos físicos y entornos medioambientales son necesarios para formar uno u otro tipo de galaxia?

- ¿Cuál es el mecanismo que activa la formación estelar en las *Galaxias Enanas Compactas Azules*? No sabemos si el primer proceso de FE, que da origen al actual, es originado por un proceso interno de la propia galaxia, como el colapso de nubes moleculares inmersas en el potencial gravitatorio de la propia galaxia, o si por el contrario es debido a un proceso externo, como pudiera ser el de alguna posible interacción, colisión o encuentro con una galaxia cercana.

# 2

---

## Observaciones y Reducción

En este capítulo presentamos las nueve galaxias que componen la muestra de BCDs en estudio. Se trata de un reanálisis de observaciones fotométricas previas a este trabajo (Cairós et al. 2001a, 2001b), tanto en banda estrecha como en banda ancha. También se presentan y analizan nuevas observaciones espectroscópicas, realizadas con un interferómetro Fabry-Perót en la línea de emisión  $H\alpha$ .

### 2.1 Selección de la muestra

La muestra en la que se basa el estudio de esta tesis, se compone de nueve galaxias catalogadas como BCDs, extraídas del catálogo espectrofotométrico de Cairós *et al.* 2001a, 2001b. La selección de objetos dentro de esta muestra para realizar esta tesis se basó en los siguientes criterios:

1. Clasificación morfológica bien definida: como se describió en el capítulo anterior (ver *apartado 1.2*), las galaxias BCDs se clasificaron en 4 tipos morfológicos atendiendo a la distribución de los brotes de formación estelar sobre el cuerpo principal de la galaxia. Para ver si los resultados del estudio de la historia de la FE estelar, y sus propiedades en galaxias BCDs, estaba determinado por esta distribución morfológica de los brotes de FE, necesitaríamos incluir objetos que fueran claros representantes de cada subclase en la muestra a confeccionar. De esta forma se incluyeron en el catálogo al menos dos galaxias de cada tipo morfológico.
2. buena fotometría y “seeing”: Dentro de los objetos observados, incluimos los que fueron obtenidos en mejores condiciones atmosféricas con fotometría profunda ( $t_{exp} \geq 2800$  s en  $H\alpha$ ), importante para determinar y estudiar las estructuras ionizadas de bajo brillo superficial, y “seeing”  $\leq 1.5''$ , lo que nos permitirá definir con mayor resolución los brotes de cada galaxia, obteniendo valores más precisos de sus tamaños (área donde obtendremos todos sus parámetros físicos).

3. Rango de luminosidad y metalicidad: en la muestra están presentes objetos con un amplio rango de masas y por tanto de luminosidad ( $-14 < M_B < -22$ ) pasando desde las más a las menos metálicas ( $0.1 \leq Z/Z_\odot \leq 0.5$ ). De esta manera tenemos representada en nuestra muestra, gran parte de la mezcla heterogénea que conforma la familia de las BCDs.

De esta forma, queda confeccionada la muestra de objetos formada por 9 galaxias BCDs, que se presentan a continuación en la *Figura 2.1* y en la *Tabla 2.1*. En dicha tabla, presentamos el nombre de los objetos que forman la muestra (ordenados por ascensión recta), junto con la clasificación morfológica a la que pertenecen según la distribución de la FE (*columna 2*) y siguiendo la clasificación de Loose y Thuan, de la apariencia de sus isofotas sobre el cuerpo principal de la galaxia (*columna 3*). Las *columnas 4 y 5* muestran las coordenadas de los objetos obtenidas de NED<sup>1</sup> y las *columnas 6 y 7* las coordenadas centradas en el brote más brillante identificado en cada objeto. Las últimas columnas muestran otras designaciones o nombres empleados con los que son conocidas las galaxias de la muestra y la distancia de cada una de ellas.

## 2.2 Observaciones Fotométricas

Las imágenes de esta tesis fueron realizadas en varias campañas realizadas entre 1988 y 1999 y forman parte del archivo del grupo GEFÉ. Fueron reducidas y calibradas fotométricamente (Cairós 2000; Cairós et al. 2001a), a excepción de las imágenes tomadas en el filtro U de las galaxias III Zw 102, Mrk 324 y III Zw 107.

### BANDA ESTRECHA

Todas las galaxias de la muestra fueron observadas en  $H\alpha$  ( $6563\text{\AA}$ ), un claro trazador de la población joven en objetos con formación estelar, incluyendo el continuo adyacente, haciendo uso de filtros estrechos.

En la *Tabla 2.2* podemos ver un registro completo y detallado de las observaciones, en la que se especifica el telescopio en el que se realizaron las observaciones, destacando las características de las cámaras empleadas, como el tipo de chip que define a cada CCD y la escala espacial de los píxeles. Seguidamente se muestran las características de los filtros estrechos usados (tanto para  $H\alpha$  como para el continuo) en cada objeto, esto es, la longitud de onda central y la FWHM<sup>2</sup> de cada filtro. La tabla finaliza presentando los desplazamientos al rojo obtenidos de la base de datos NED, junto con los tiempos de exposición totales llevados a cabo para cada objeto y las condiciones de observación tabuladas con la PSF<sup>3</sup>.

Los objetos fueron observados con diferentes telescopios e instrumentos como se puede ver en la *Tabla 2.2*. La gran mayoría de los mismos fueron observados con el telescopio NOT (Nordic Optical Telescope) de 2.5 m. de diámetro, del Observatorio del Roque de Los Mu-

<sup>1</sup>NASA/IPAC Extragalactic Database

<sup>2</sup>de su acrónimo del inglés Full Width at High Maximum

<sup>3</sup>De su acrónimo en inglés Point Spread Function

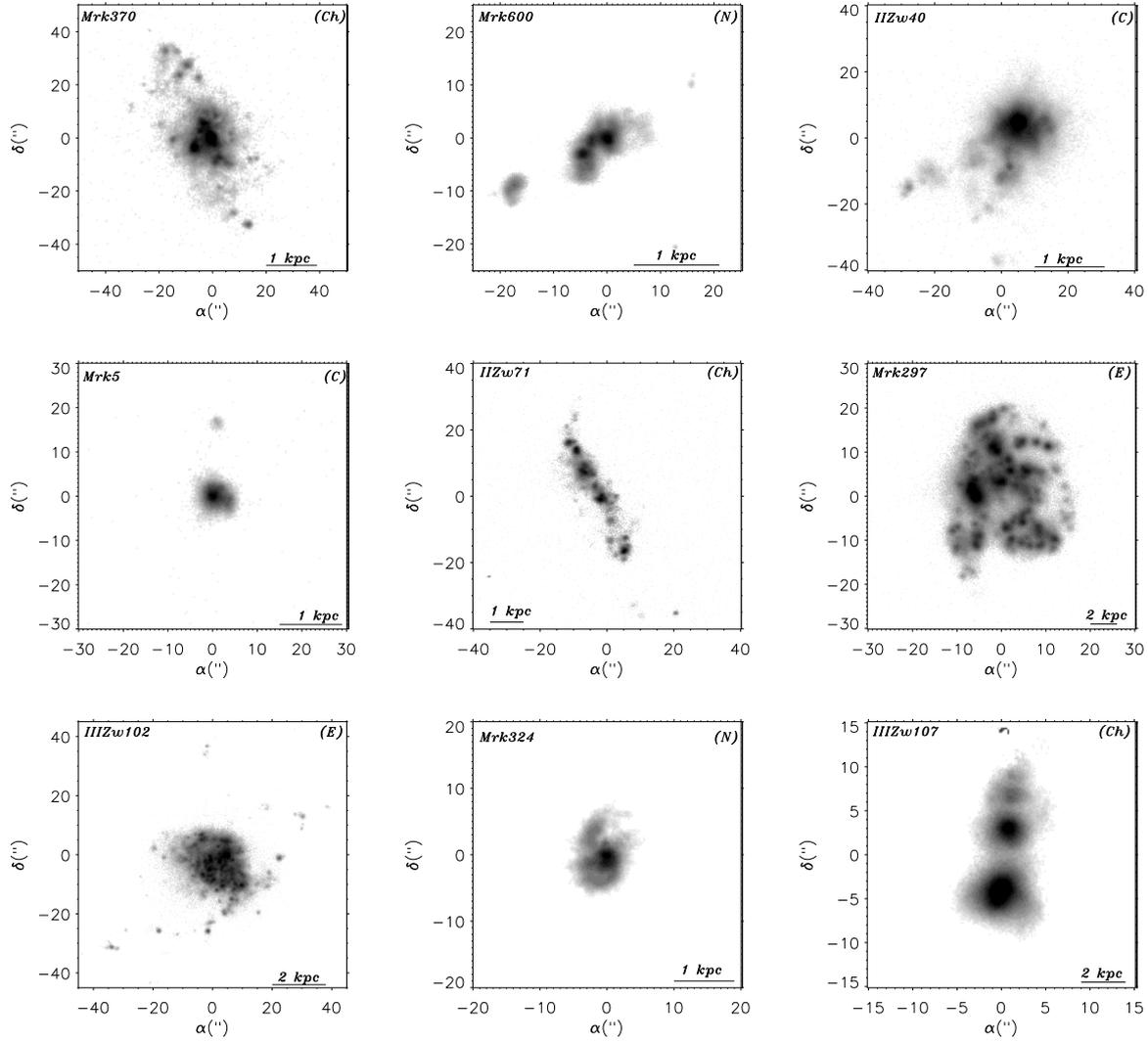


Figura 2.1: Imágenes H $\alpha$ , sustraidas de continuo, de las galaxias de la muestra. Los objetos se muestran ordenados por coordenadas (ver Tabla 2.1) de izda. a dcha. y de arriba a abajo. Los ejes están dados en segundos de arco. En cada galaxia se representa la escala lineal proyectada en kpc (margen inferior dcho.) y la clasificación morfológica (margen superior dcho.) según Cairós *et al.* (2001b), (E=Extendidas, Ch=Concadenadas “Chained”, N=Nucleadas y C=Cometarias). El Norte está hacia arriba y el Este hacia la izda.

chachos (ORM), haciendo uso del instrumento AndaLucía Faint Object Spectrograph and Camera (ALFOSC) en modo imagen, equipado con una cámara CCD con un chip Loral de  $2048 \times 2048$  píxeles y una escala de  $0.188''$  píxel<sup>-1</sup>. Para los objetos observados con el telescopio de 2.2 m. del Observatorio Hispano Alemán de Calar Alto (CAHA), se usó la cámara Calar Alto Faint Object Spectrograph (CAFOS) en modo imagen, empleando una CCD con un chip Site de  $2048 \times 2048$  píxeles que proporcionaba una escala de  $0.53''$  píxel<sup>-1</sup>.

Las imágenes de las galaxias Cometarias (Mrk 5 y II Zw 40) fueron obtenidas del catálogo de BCDs de Gil de Paz<sup>4</sup> (Gil de Paz *et al.*, 2003). Las mismas fueron observadas en el observatorio Monte Palomar, usando el telescopio de 60 pulgadas (1.5 m) Palomar Observatory 60-inch, provisto con una cámara CCD con chip CCD#13 de  $2048 \times 2048$  píxeles, con una escala de  $0.378''$  píxel<sup>-1</sup>.

#### BANDA ANCHA

El estudio multibanda se completa con observaciones en los filtros Jonhson UBVRI. Como se puede apreciar en la *Tabla 2.3*, donde se presenta un compendio en banda ancha, no todas las galaxias pudieron ser observadas en los 5 filtros. Los objetos fueron observados con diferentes telescopios e instrumentos como se aprecia en la tabla. Algunas de la galaxias fueron observadas en en el Observatorio del Roque de Los Muchachos: Mrk 600, Mrk 5 y II Zw 71 con en el telescopio NOT y con el instrumento ALFOCS y Mrk 370 con el telescopio de 1 m. Jacokus Kapteyn Telescope (JKT), equipado con una cámara CCD provista con un chip TEK de  $1024 \times 1024$  píxeles, colocada en el foco Cassegrain (f/15) del mismo proporcionando una escala de  $0.33''$  píxel<sup>-1</sup>. El resto de galaxias fueron observadas en Calar Alto: III Zw 102, Mrk 324 y III Zw 107 en el telescopio de 3.5 m provisto de una cámara CCD con un chip RCA de  $649 \times 1024$  píxeles y una escala de  $0.50''$  píxel<sup>-1</sup>, mientras que Mrk 297, fue observada en el telescopio de 2.2 m usando la cámara CAFOS.

Como se puede ver en la tabla *Tabla 2.3*, el filtro de U de las galaxias III Zw 102, Mrk 324 y III Zw 107, fueron obtenidas posteriormente con el NOT. Todos los datos referentes a telescopio, instrumento, tiempo de exposición, etc para las observaciones realizadas en este filtro, están destacadas en la tabla en color azul.

---

<sup>4</sup>[http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Sept02/Palco\\_BCD/frames.html](http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Sept02/Palco_BCD/frames.html)

Galaxia	Tipo	Tipo	AR(J2000)	DEC(J2000)	AR <sub>0</sub> (J2000)	DEC <sub>0</sub> (J2000)	Otros Nombres	D(Mpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Mrk 370	Concadenada	iE	02 40 29.0	+19 17 50	02 40 29.05	+19 17 50.3	NGC1036, IC1828, UGC02160	10.85
Mrk 600	Nucleada	iE	02 51 04.6	+04 27 14	02 51 04.56	+04 27 11.7	—	12.81
II Zw 40	Cometaria	iI,M	05 55 42.8	+03 23 30	05 55 42.64	+03 23 33.4	UGCA116	9.69
Mrk 5	Cometaria	iI,C	06 42 15.5	+75 37 33	06 42 15.50	+75 37 30.9	UGCA130	13.96
II Zw 71	Concadenada	iI	14 51 14.4	+35 32 31	14 51 15.04	+35 32 40.4	UGC09562, VV324a	19.64
Mrk 297	Extendida	iE	16 05 12.5	+20 32 32	16 05 13.18	+20 32 29.0	NGC6052/NGC6054, UGC10182, Arp209, VV 86	65.1
III Zw 102	Extendida	iE	23 20 30.1	+17 13 32	23 20 29.81	+17 13 42.5	NGC7625, UGC12529, VV280	22.71
Mrk 324	Nucleada	iE	23 26 32.8	+18 15 59	23 26 32.71	+18 16 00.7	UGCA 439	22.43
III Zw 107	Concadenada	iI,M	23 30 09.9	+25 31 58	23 30 09.82	+25 31 52.9	IV Zw 153, UCM2327+2515N	78.09

Tabla 2.1: Muestra de BCDs. Columnas 2-3: Clasificación morfológica según Cairós et al. (2001a) y Loose & Thuan (1986) respectivamente; Columnas 4-5: Ascensión recta y declinación obtenidas de la base de datos *NED*; Columnas 6-7: Coordenadas del punto más brillante del brote 1 de cada galaxia; Columna 8: Otras designaciones por las cuales son conocidas las galaxias de la muestra. Columna 9: Distancia de los objetos.

Galaxia	Observatorio	Telescopio	Detector	Escala ("/píxel)	$\lambda_0$	FWHM	$\lambda_0$	FWHM	$z$	t(s)	PSF(")
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
Mrk 370	CAHA	CAHA 2.2m	CAFOS	0.530	6569	113	6462	98	0.003	5400	1.4
Mrk 600	ORM	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	6571	47	6507	28	0.003	3600	1.5
II Zw 40	PO	PO 1.5m	CCD#13	0.378	6580.1	20	R-Cousin		0.003	5400	1.5
Mrk 5	PO	PO 1.5m	CCD#13	0.378	6580.1	20	R-Cousin		0.003	3600	1.3
II Zw 71	ORM	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	6571	47	6507	28	0.004	4800	1.0
Mrk 297	ORM	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	6647	48	6507	28	0.020	4200	1.1
III Zw 102	ORM	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	6611	50	6507	28	0.006	4500	0.6
Mrk 324	ORM	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	6611	50	6507	28	0.005	5100	1.1
III Zw 107	ORM	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	6687	50	6507	28	0.020	2800	1.1

Tabla 2.2: Registro de las observaciones en banda estrecha, con los telescopios e instrumentos usados en cada caso. La columna (6) presenta la longitud de onda central y la FWHM de los filtros H $\alpha$  expresados en armstrong y la columna (7) la de los filtros de continuo. Los valores del desplazamiento al rojo, columna (8), fueron obtenidos de la base de datos *NED*. En la columna (9) tenemos el tiempo de exposición total usado para cada galaxia.

Galaxia (1)	Observatorio (2)	Fecha (3)	Telescopio (4)	Detector (5)	Escala ("/píxel) (6)	Filtros (7)	$t_U(s)$ (8)	$t_B(s)$ (9)	$t_V(s)$ (10)	$t_R(s)$ (11)	$t_I(s)$ (12)
Mrk 370	ORM	Oct98	JKT 1.0m	CCD#Tek	0.330	U,B,V,R,I	1200	1500	1000	800	1200
Mrk 600	ORM	Ene 99	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	U,B,V,R,I	2400	2100	1800	1200	1800
II Zw 40	CAHA	Oct 88	CAHA 3.5m	CCD#RCA	0.500	B,V,R,I	—	600	600	600	600
Mrk 5	ORM	Ene 99	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	U,B,V,R,I	2800	3100	1500	2500	1500
II Zw 71	ORM	Ago 99	NOT 2.5m	ALFOSC	0.188	U,B,V,R,I	900	1600	1500	2200	1400
Mrk 297	CAHA	Dic 97	CAHA 2.2m	CAFOS	0.530	U,B,V	1000	2000	900	—	—
III Zw 102	CAHA, ORM	Oct 88, Ago 07	CAHA 3.5m, NOT	CCD#RCA, ALFOSC	0.500, 0.188	U, B, V, R	1200	600	600	120	—
Mrk 324	CAHA, ORM	Oct 88, Ago 07	CAHA 3.5m, NOT	CCD#RCA, ALFOSC	0.500, 0.188	U,B,V,R,I	1200	600	600	540	600
III Zw 107	CAHA, ORM	Oct 88, Ago 07	CAHA 3.5m, NOT	CCD#RCA, ALFOSC	0.500, 0.188	U,B,V,R,I	1200	480	540	540	540

Tabla 2.3: Observaciones en Banda Ancha. Las columnas 7-11, representan el tiempo integrado en cada filtro para cada galaxia de la muestra.

### 2.2.1 Reducción

El proceso de reducción consiste en eliminar todos aquellos artificios añadidos a los que se ve expuesta una imagen, como el nivel de cuentas constante (*bias*), la señal producida por el movimiento aleatorio de los electrones, dentro de los componentes electrónicos de los instrumentos (*corriente de oscuridad*) y la no uniformidad de cualquier distribución de luz sobre el chip, debido a la diferencia de sensibilidad y ganancia entre un píxel y otro de la cámara (*flat field*). El proceso es común tanto para banda estrecha como para banda ancha y se ha llevado a cabo con el paquete de reducción IRAF<sup>5</sup>. Expliquemos cada uno de los pasos dados:

#### BIAS

El *bias* es una señal característica de cada chip que compone una cámara CCD y que se añade para evitar que durante el proceso de transferencia de la carga, se produzcan lecturas negativas. Al ser una característica propia que el fabricante introduce en sus chips, este nivel de pedestal cambia de un chip a otro. Por lo que el primer paso de la reducción se compone de la sustracción del mismo. Para ello, se toman imágenes con el obturador de la cámara cerrado, con tiempos de exposición de cero segundos. Como las imágenes de *bias* no presentaban ningún tipo de estructura espacial, las imágenes se combinaron y se obtuvo la media, que fue sustraída como una constante a las imágenes del programa científico.

#### CORRIENTE DE OSCURIDAD

Aún estando refrigerada la CCD, podemos obtener una señal residual debido a la agitación térmica de los electrones de los semiconductores. Ésta será tanto menor cuanto menor sea la temperatura de refrigeración. De manera que debemos eliminarla de los datos y para ello lo que se suele hacer es tomar imágenes con el obturador cerrado y con un cierto tiempo de exposición. Posteriormente se combinan y se sustraen a las imágenes del programa científico.

#### FLAT-FIELD

La CCD se compone de una matriz de detectores (píxeles), y cada uno tiene una cierta sensibilidad, que puede cambiar de píxel a píxel, debido principalmente a que es imposible fabricar dos píxeles exactamente iguales, por lo que, la respuesta no es del todo uniforme como se esperaría. Para corregir este efecto, se toman las llamadas imágenes de campo-plano (*flat-field*). Para ello se posiciona el telescopio en una zona uniforme de cielo limpia de estrellas, antes de que oscurezca o antes del amanecer (*flats de cielo*), o bien se ilumina de forma uniforme una parte del interior de la cúpula del telescopio (*flats de cúpula*). Posteriormente, estas imágenes se combinan, y se normaliza la imagen resultante por la moda. Entonces, las imágenes del programa científico se dividen por la imagen de campo-plano normalizado.

---

<sup>5</sup>IRAF:Image Reduction and Analysis Facility, distribuido por National Optical Astronomy Observatories, operado por Association of Universities for Research in Astronomy.

### 2.2.2 Calibración Fotométrica en Banda Ancha

El proceso de calibración consiste en traducir las cuentas electrónicas que los detectores CCD leen al incidir los fotones en cada uno de sus píxeles a unidades físicas de flujo, esto es, buscamos la transformación de cuentas a  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ , o lo que es lo mismo, transformar las magnitudes instrumentales en magnitudes físicas. Para este proceso, se usa el paquete PHOT de IRAF.

Un aspecto muy importante para obtener una buena fotometría es la determinación del radio de apertura óptimo que incluya la energía emitida por el objeto sin incluir demasiado fondo de cielo.

Lo ideal es obtener el flujo dentro de distintos radios de apertura y hacer un gráfico sencillo, en el que representemos el flujo de cada estrella de calibración frente al radio. A medida que el radio vaya aumentando, el flujo irá creciendo hasta que llegue un punto en el cual éste será constante, que incluya todo el flujo emisor. A partir de ahí podremos determinar el radio (ver *Figura 2.2*).

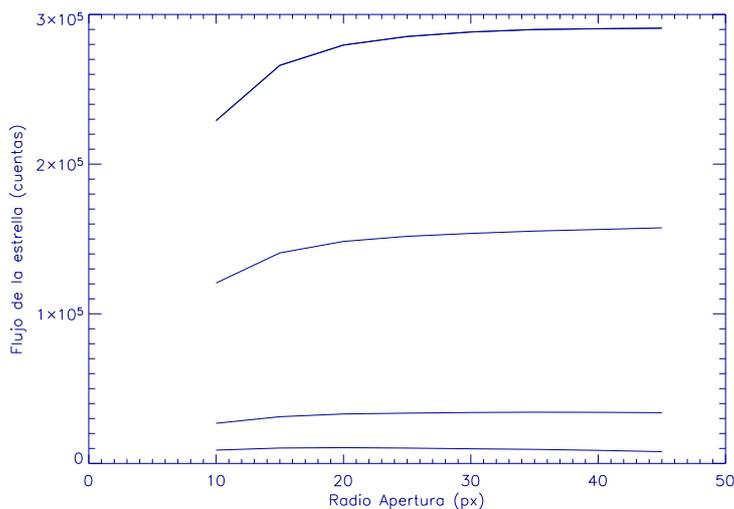


Figura 2.2: Distribución de flujo frente al radio para diversas aperturas en el campo estelar PG0231+051 del catálogo de Landolt

Como se puede apreciar, a partir de un radio de 30 píxeles el flujo se hace estable, lo cual ya nos da información del radio a seleccionar para obtener una buena fotometría. No obstante, hay que tener en cuenta que las imágenes de las estrellas de calibración se van tomando a lo largo de la noche a distintas masas de aire, y puede ocurrir que en las distintas estrellas del campo, haya algún tipo de comportamiento anómalo. Para esto, hacemos la misma representación que en la figura anterior para todas las distintas masas de aire para las cuales se tomaron las imágenes (ver *Figura 2.3*).

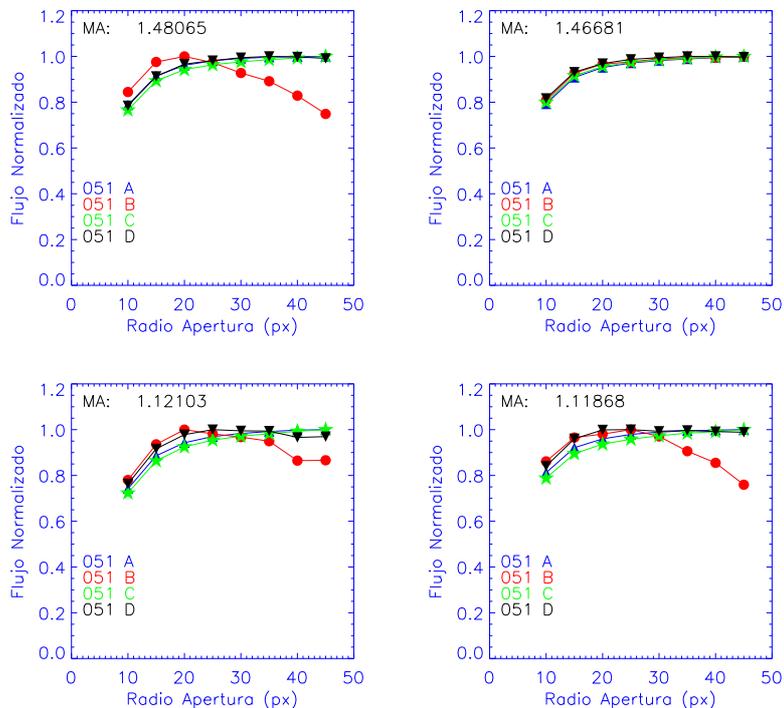


Figura 2.3: Distribución de flujo frente al radio para diversas aperturas en el campo estelar PG0231+051, formado por 4 estrellas, del catálogo de Landolt.

Como se aprecia en la figura, la estrella PG0231+051B a partir de un cierto radio y a distintas masas de aire, se desvía del comportamiento esperado. Esto puede ser debido a que esta estrella es, dentro del conjunto que conforman el campo PG0213+051, la más débil y la estrella de más baja señal a ruido. Quizás la imagen está tomada con un tiempo de exposición corto para tener todas las estrellas con buena señal. Por lo que para determinar la calibración, se excluyó esta estrella de todo el proceso. Nuevamente, se ve que para todas las masas de aire, el radio óptico es 30 píxeles. Esto se repite en todos los campos de calibración usados.

Estamos interesados en poder transformar las magnitudes instrumentales, que obtenemos de medir el flujo en cuentas por segundo de cualquier objeto de la imagen, a magnitudes aparentes estándares donde el flujo ya está expresado en  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ , es decir, buscamos la transformación lineal que nos permita pasar de un sistema fotométrico al otro. Nuevamente, hacemos uso de estrellas de calibración. En este caso, y dado que son filtros anchos los que usamos, dispusimos de una serie de estrellas estándares del catálogo de Landolt 1983, Landolt 1992 y sobre las cuales se realizó fotometría de apertura para obtener la magnitud instrumental con la tarea PHOT de IRAF:

$$m_{ins} = -2.5 \log \frac{N}{t} + z_{mag} \quad (2.1)$$

con  $N$  igual al número de cuentas,  $t$  el tiempo de exposición y  $z_{mag}$  el cero de la escala

fotométrica. Finalmente tenemos que resolver ecuaciones del tipo:

$$m_{\lambda_1} = m_{\lambda_1,ins} + a_1 + a_2 X_{\lambda_1} + a_3 (\lambda_1 - \lambda_2) \quad (2.2)$$

para cada filtro, donde  $X_{\lambda_1}$  es la masa de aire y  $a_i$  son las constantes de calibración. La expresión tiene en cuenta tanto la corrección por extinción atmosférica como la corrección de color ( $\lambda_1 - \lambda_2$ ). Las incógnitas a resolver son las constantes  $a_i$ . Para ello usamos la tarea PHOTCAL de IRAF.

Dado que la calibración en banda estrecha ya fue realizada, en un trabajo previo del que fue extraída la muestra, no vamos a comentar nada en este apartado al respecto, ésta se puede consultar en Cairós 2000. No obstante en el *Apéndice A*, se puede encontrar unas notas describiendo cómo sería el proceso de calibración en fotometría de banda estrecha.

## 2.3 Espectroscopía 3D. Fabry-Perót

### 2.3.1 Fundamentos

Un interferómetro Fabry-Perót (FP) está formado por dos láminas planoparalelas (étalon) separadas una distancia  $d$  con un recubrimiento interno altamente reflectante. Cuando un haz de luz paralelo incide en el sistema óptico, se producen una serie de reflexiones múltiples en la cavidad formada por las dos láminas, de la que emerge una familia de rayos paralelos que mediante un sistema convergente forma un conjunto de anillos de interferencia en el plano focal (ver *Figura 2.4*).

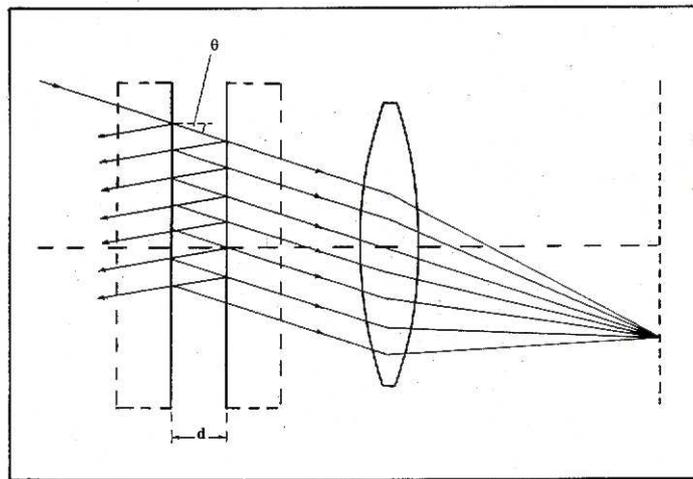


Figura 2.4: Esquema de un interferómetro Fabry-Perót (Atherton *et al.* 1981).

Si la distancia entre placas es variable, (tenemos entonces un *Interferómetro Fabry-Perót de Barrido* en el que el camino óptico de la luz en el interior de las placas cambia al variar la distancia  $d$ ) y el haz de luz incidente es monocromático, el patrón de anillos corresponderá a distintos órdenes de interferencia. La intensidad transmitida por el espectrógrafo está

dada por la función de Airy:

$$I(\theta) = \frac{T^2}{(1-R)^2} \left[ 1 + \frac{4R}{(1-R)^2} \sin^2 \left( \frac{2\pi nd \cos \theta}{\lambda} \right) \right]^{-1} \quad (2.3)$$

donde

$T$  es el coeficiente de transmisión y

$R$  es el coeficiente de reflexión.

Para un ángulo de incidencia  $\theta$ , la condición de máximo de interferencia viene dada por:

$$2nd \cos \theta = m\lambda = \frac{2nd}{\sqrt{1 + \left(\frac{r}{f}\right)^2}} \quad (2.4)$$

donde:

- $\mathbf{n}$  es el índice del etalón.
- $\mathbf{d}$  es la separación entre las placas semirreflejantes.
- $\lambda$  es la longitud de onda del haz de luz incidente.
- $\mathbf{m}$  es el orden interferencial.
- $\mathbf{r}$  es el radio del anillo de interferencia.
- $\mathbf{f}$  es la distancia focal entre la lente colimadora y el foco.

La separación entre dos máximos consecutivos (Figura 2.5) se conoce como *Rango Espectral Libre* (FSR)<sup>6</sup>:

$$\Delta\lambda = \lambda/m \quad (2.5)$$

y la intensidad a media altura (FWHM)<sup>7</sup> de cada transmisión viene dada por:

$$\delta\lambda = \frac{\lambda(1-R)}{m\pi R^{1/2}} \quad (2.6)$$

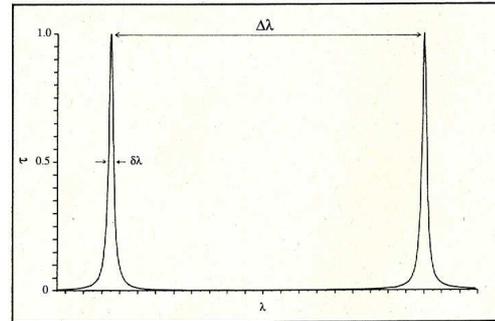


Figura 2.5: Coeficiente de transmisión de un FP como función de la longitud de onda (Atherton *et al.* 1981).

Como se puede apreciar de la *Ecuación 2.6*, la FWHM de cada anillo va a depender de la calidad reflectora de las superficies internas del instrumento, de forma que el valor del

<sup>6</sup>FSR: de su acrónimo del inglés Free Spectral Range

<sup>7</sup>FWHM: de su acrónimo del inglés Full Width at Half Maximum

coeficiente de reflexión  $R$  debe de ser tan grande como se pueda para minimizar  $\delta\lambda$  para un orden dado. Aunque técnicamente, el valor práctico de  $R$  vendrá limitado por los defectos de la placas (desviación del paralelismo entre placas, las placas no son perfectamente planas, irregularidades o micro defectos de las superficies de cada placa, etc.). Una medida de la calidad del instrumento, por tanto, vendrá dada por la llamada *Fineza de Reflexión* (Figura 2.6), que a su vez define la resolución espectral:

$$F_r = \frac{\Delta\lambda}{\delta\lambda} = \frac{\pi R^{1/2}}{(1-R)} \quad (2.7)$$

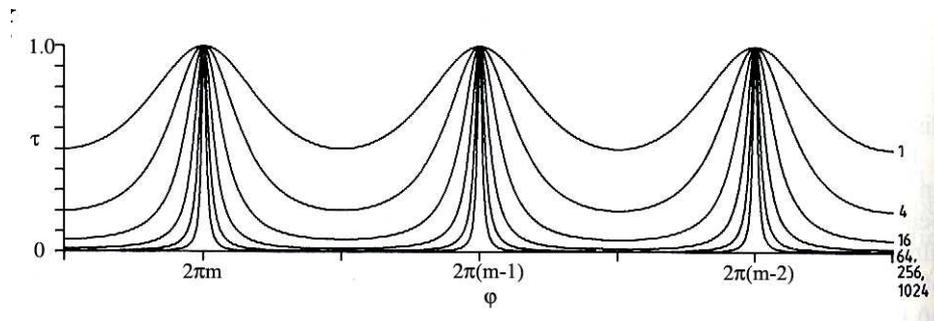


Figura 2.6: Transmisión de un FP para diferentes valores de la Fineza de reflexión (Vaughan 1989).

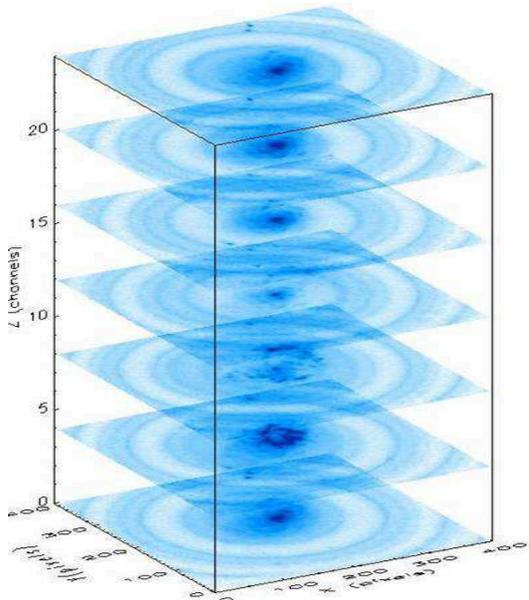


Figura 2.7: Estructura de almacenamiento de datos en un FP.

El interferómetro FP permite realizar espectroscopía bidimensional de objetos extensos, haciendo que el instrumento sea especialmente útil para el estudio cinemático del gas ionizado de regiones HII, Galaxias HII, galaxias espirales, etc. Esta técnica ya fue empleada desde 1974 para realizar estudios cinemáticos (Tully 1974), a partir de la línea de emisión  $H\alpha$ , del gas ionizado de la galaxia espiral M 51. Cuando observamos un objeto a través de un instrumento FP, tras el proceso de reducción, tenemos una serie de imágenes correspondientes a cada separación del étalon, cuyo resultado es un conjunto de datos almacenado en una estructura 3D que denominamos cubo de datos (ver Fig. 2.7), en el que  $X$  e  $Y$  son las coordenadas espaciales y  $Z$  es la coordenada espectral en unidades de longitud de onda (o en velocidades). El número de imágenes que componen un cubo de datos se conoce como *canales espectrales* ( $n_z$ ) del interferómetro.

En un interferómetro de barrido se cumple que  $2nd = A + Bz$ , donde  $z$  es el número del canal espectral, y  $A$  y  $B$  son constantes (Gordon *et al.* 2000), de manera que para un objeto extenso, sólo la luz proveniente de aquellas regiones que cumplan la condición (2.4) se verán en el canal  $z$ . Así, se tiene una expresión para el canal en cuestión en el cual se observa la condición de máximo en función del radio del anillo  $r = \sqrt{x^2 + y^2}$  al eje del sistema:

$$z(r) \approx \frac{A}{2Bf^2}r^2 + \frac{m}{B}\lambda = \frac{nd\Delta\lambda}{\lambda f}r^2 + z_0 \quad (2.8)$$

De la ecuación anterior se deduce que para cada longitud de onda tenemos un paraboloides de revolución (Figura 2.8). La distribución  $z(x, y)$  de la imagen de una lámpara de calibración monocromática es lo que se conoce como *mapa de fases* y el proceso de asignar una longitud de onda a cada imagen de un cubo de datos, a partir del canal donde se cumple la condición de máximo de interferencia, se conoce como *corrección o calibración en fase*.

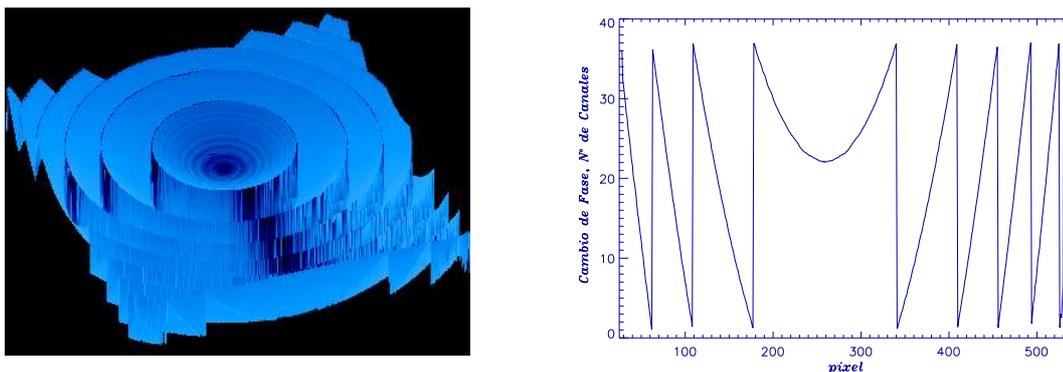


Figura 2.8: *Izda.*: Paraboloides obtenidos de iluminar el instrumento FP con una fuente de luz monocromática, la lámpara de calibración de neón. *Dcha.*: Perfil radial de los paraboloides o cambio de fase.

Tras la calibración en fase, el cubo de datos tiene la dirección espacial  $(x, y)$  en cada plano, y los diferentes planos representan un  $\lambda + \Delta\lambda$ .

### 2.3.2 Observaciones

A finales de 2003 comenzamos una campaña de observación, que finalizó en Abril de 2006, con el telescopio de 6 m “Big Telescope Alta-azimuthal” (BTA) del centro Special Astrophysical Observatory (SAO) en Nizhniy Arkhyz, Rusia (ver log de las observaciones en Tabla 2.4). Se usó el espectrográfo Fabry-Perót llamado *SCORPIO* instalado en el foco primario del telescopio. Una descripción más detallada del instrumento se puede encontrar en Afanasiev y Moiseev (2005). Nuestras observaciones fueron realizadas en el modo de configuración del instrumento IFP501, que cubre un rango espectral de 5000–8000 Å, y ofrece una mejor resolución espectral. Las imágenes fueron adquiridas mediante una CCD

Galaxia (1)	Observatorio (2)	Fecha (3)	Telescopio (4)	Detector (5)	Escala ("/píxel) (6)	$\delta\lambda(\text{\AA})$ (7)	t(s) (8)	PSF(") (9)
Mrk370	SAO	Dic 03	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	4680	1.7
Mrk600	SAO	Dic 03	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	4320	1.7
IIZw40	SAO	Dic 03	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	4440	1.7
Mrk5	SAO	Ene 04	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	8890	1.8
IIZw71	.....	.....	.....	.....	.....	.....	.....	.....
Mrk297	SAO	Apr 06	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	7200	
IIIZw102	SAO	Ene 04	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	6480	1.8
Mrk324	SAO	Nov 03	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	4320	1.6
IIIZw107	SAO	Dic 03	BTA	SCORPIO+CCD	0.70	0.7	3600	1.6

Tabla 2.4: Log de la observaciones. En la columna (7) aparece la resolución espectral del instrumento. En la columna (8) tenemos el tiempo de exposición total usado para cada galaxia y en la última columna el “seeing” con el que fueron observadas cada galaxia.

con chip EEV42-40 de  $2048 \times 2048$  píxeles y una escala espacial de  $0.18'' \text{ píxel}^{-1}$ . Se aplicó un “bin” de  $4 \times 4$  para aumentar la relación señal a ruido, por lo que la escala espacial final resultante era de  $0.7'' \text{ píxel}^{-1}$ . No obstante, la resolución final para cada caso, vino impuesta por el “seeing” (ver *Tabla 2.4*). Con esta configuración, el resultado es un cubo de datos 3D siendo  $x$  e  $y$  las coordenadas espaciales y  $z$  el eje espectral muestreado por el etalón, lo que se traduce en 32–40 canales. El cubo original tenía unas dimensiones de (522, 522, 36), con un campo angular de  $6.1 \times 6.1$  arcmin. Para el análisis realizado sobre nuestros objetos, se redujo a (150, 150, 36), que cubre sobradamente las dimensiones de los objetos ( $< 100 \times 100$  arcsec). El rango espectral libre era de  $13 \text{ \AA}$ , suficiente para muestrear la línea de emisión  $\text{H}\alpha$  ( $\delta\lambda = 0.7 \text{ \AA} \approx 32 \text{ km s}^{-1}$ ).

### 2.3.3 Reducción

#### *Adquisición de datos*

Durante las observaciones, para cada objeto se tomaron los siguientes cubos de datos:

- Lámparas de Calibración (Ne):

Se tomaron imágenes de los anillos de interferencia de una lámpara monocromática de Neón, a través del mismo filtro que usamos para las observaciones de cada objeto. Estas imágenes son necesarias para poder calibrar los datos en longitud de onda (corrección en fase del cubo de datos). También nos servirá para determinar con mayor precisión el centro de los anillos de interferencia así como el error en el barrido o escaneado del Fabry-Perót.

- BIAS:

Lectura de la cámara CCD con un tiempo de exposición de cero segundos. Se tomó una serie de 20 exposiciones al principio y al final de cada noche. Una vez promediadas ambas exposiciones, se obtiene un cubo que se usará para sustraer el BIAS del cubo de datos.

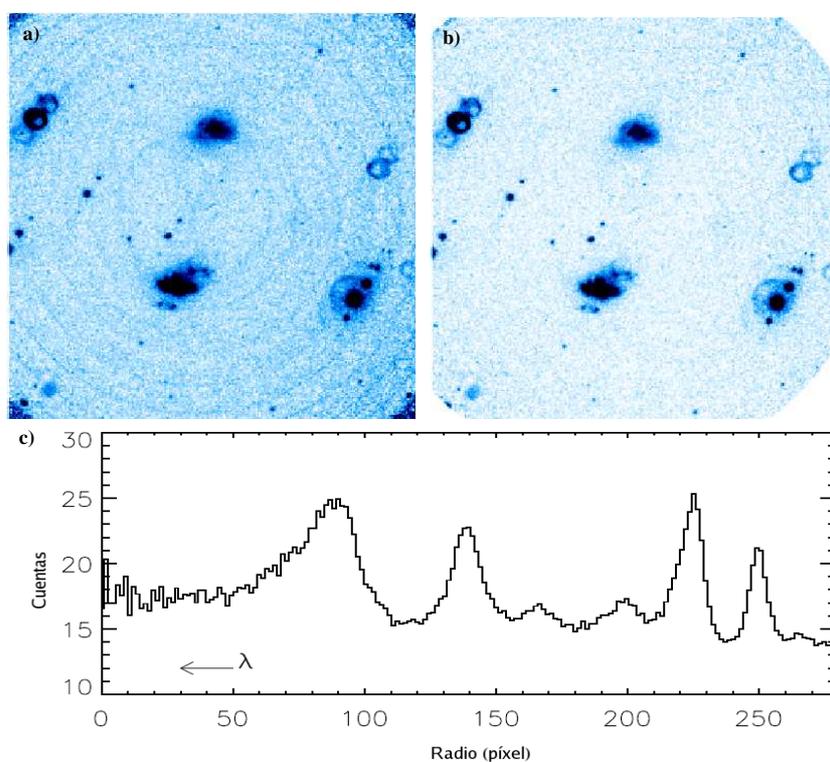


Figura 2.9: *a)* Imagen del objeto para el canal 11 del espectrógrafo, donde podemos ver el patrón de anillos debido a las líneas de emisión del cielo. *b)* Imagen resultante tras sustraer el patrón de las líneas de emisión del cielo. *c)* Perfil radial del patrón de cielo sustraído.

- FLAT:

Se iluminó uniformemente la cámara CCD a través del filtro usado en cada observación con una lámpara de espectro continuo. Esto nos sirvió para poder corregir las diferencias de sensibilidad y respuesta de un píxel a otro de la cámara.

#### *Sustracción de cielo*

Una vez que hemos realizado la reducción preliminar, la intensidad recibida en cada canal la podremos expresar como:

$$I_{obs} = (I_{obj} \otimes PSF) \cdot Ext + I_{sky}(r) \quad (2.9)$$

donde:

- $I_{obj}$  es la imagen del objeto fuera de la atmósfera.
- $PSF$  es la función de respuesta instrumental.
- $Ext$  es la extinción atmosférica.

·  $I_{sky}$  es la emisión del cielo.

El siguiente paso es sustraer la contribución de la emisión de cielo. Las líneas de emisión del cielo pueden ser variables en intensidad dando lugar a un patrón de anillos visibles de un canal a otro del espectrógrafo cuyo perfil radial es variable (ver *Figura 2.9a*). Para corregir esta contribución y este patrón en cada uno de los canales, se realiza un ajuste al perfil de emisión del cielo de cada canal en una región no contaminada por la emisión del objeto. Cada línea de emisión de cielo es promediada a lo largo de un anillo de anchura 0.5–1 píxel y un radio dado por la posición de la línea con respecto al eje óptico del instrumento. El perfil radial promediado resultante es sustraído a la imagen. Así sucesivamente para cada canal (Ver *Figura 2.9b*).

#### *Correcciones Fotométricas:*

Debido a las inestabilidades de las capas atmosféricas y a errores en el autoguiado del telescopio, se producen ligeros desplazamientos de las posiciones de las estrellas respecto al centro de la imagen, así como cambios en su FWHM de un canal a otro. Para ver la cuantía de estos errores, se seleccionan varias estrellas del campo y se les ajusta un perfil gaussiano obteniéndose así los centros y flujo integrados de cada una de ellas.

De la *Figura 2.10* podemos ver que la corrección aplicada debido a errores de autoguiado es de  $\sim 0.3''$ . Para corregir la variación del “seeing”, los canales son filtrados con una gaussiana cuya  $\sigma$  viene dada por la imagen de peor FWHM (ver *Tabla 2.4*, columna 9).

#### *Calibración en Fase:*

Durante es proceso de calibración en fase, utilizamos el espectro de una lámpara de calibración monocromática de Neón con una  $\sigma = 19 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ , para determinar el FSR y el centro de los anillos de interferencia, esto es, la posición del eje óptico. Para ello, durante el curso de las observaciones de los objetos, se van tomando imágenes del patrón de anillos de la lámpara para ver cómo varía los centros de los mismos a lo largo de cada observación.

A partir de la imágenes de la lámpara de calibración, se realizan ajustes por mínimos cuadrados a los paraboloides (*Figura 2.8*) correspondientes a los distintos órdenes de interferencia y se determinan el centro, el rango espectral libre y la fase central  $z_0$  (Ecuación 1.6). Una vez determinados estos valores y usando la Ecuación 1.6 se determina el paraboloide correspondiente a la longitud de onda de observación del cubo de datos de forma que podemos asignar a cada canal un valor en  $\lambda$  o en velocidad.

Para trabajar con los datos del Fabry-Perót usamos el software, desarrollado por A. Moiseev (del equipo del BTA), especialmente diseñado para el análisis de cubos de datos. Está compuesto por una serie de paquetes realizados en IDL del que destacamos GAUSS. Este paquete, a partir de una interfaz gráfica (ver *Figura 2.11*), nos permite visualizar el cubo de datos de cada galaxia observada. Dentro del área de visualización del cubo de datos, podemos seleccionar cualquier píxel sobre la imagen y automáticamente representa un perfil del espectro en dicho píxel, en el que podemos ver la intensidad en cuentas y el intervalo de longitud de onda en la que se encuentra el espectro.

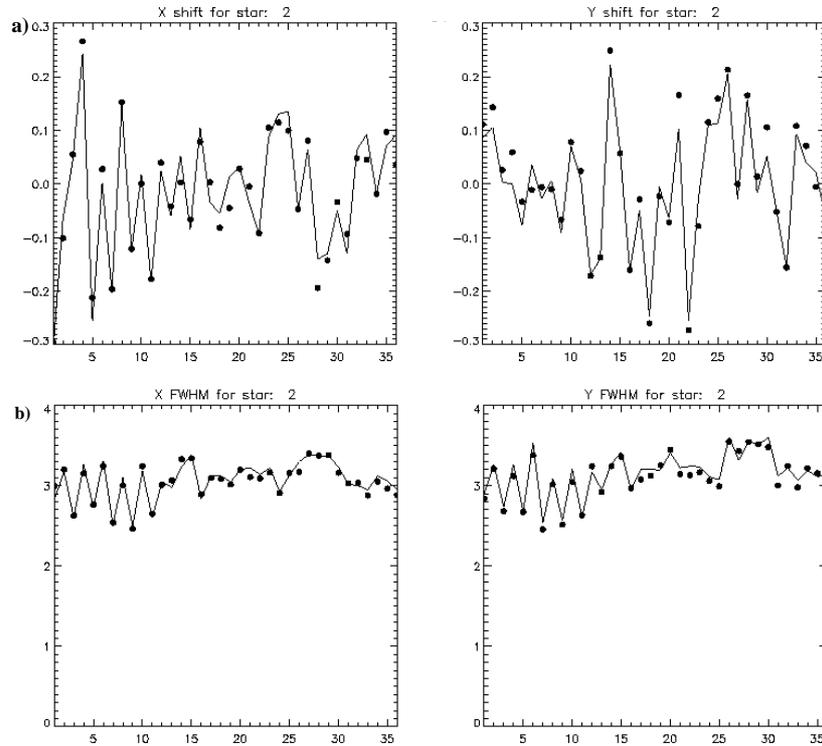


Figura 2.10: *a)* Variación de los centros de una de las estrellas de campo y *b)* Variación de la FWHM de un canal a otro.

De esta forma podemos mapear el comportamiento de la línea de emisión de estudio, realizando ajustes gaussianos, píxel a píxel, a cada perfil de línea. El usuario establece una serie de parámetros de los que destacamos:

1. La línea de emisión a ajustar. En nuestro caso  $H\alpha\lambda 6562.8 \text{ \AA}$ , aunque el paquete permite también ajustar el doblete del oxígeno  $[O III]\lambda\lambda 4958.9, 5006.8 \text{ \AA}$ , el doblete del nitrógeno  $[N II]\lambda\lambda 6548.1, 6583.4 \text{ \AA}$  y del azufre  $[S II]\lambda\lambda 6717.0, 6730.0 \text{ \AA}$ .
2. wave1, wave2: Intervalo en longitud de onda en el cual el programa va a realizar el ajuste gaussiano.
3. FWHM, D: Valores que nos permiten realizar un ajuste más fino de la gaussina.
4. Amin: Umbral al partir del cual se realiza el ajuste. Es la intensidad de pico mínima a ajustar.

Una vez que el usuario ha preestablecido los valores de cada parámetro y ha inspeccionado el comportamiento de la línea a lo largo de toda la imagen, se realiza un ajuste a todos los píxeles del cubo (All Spectra). Del ajuste, se obtiene como resultado varias imágenes de la galaxia tratada:

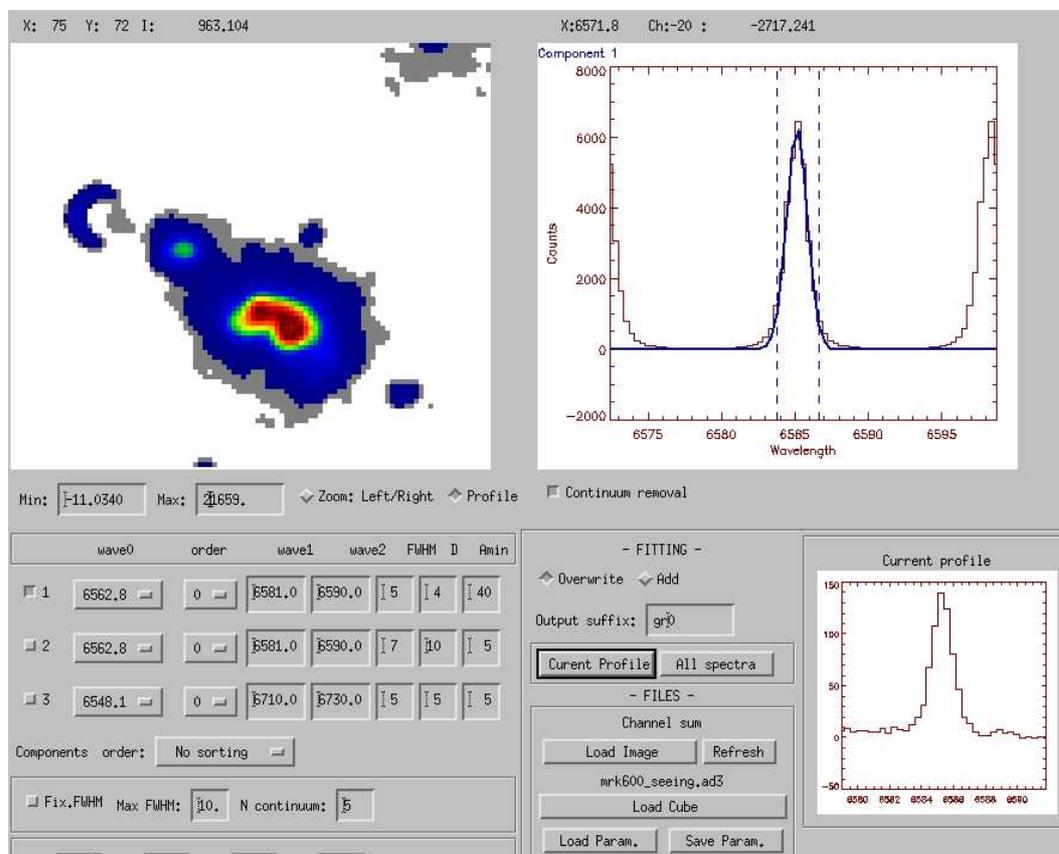


Figura 2.11: Interfaz gráfica del paquete GAUSS.

1. Imagen en la línea  $H\alpha$  corregida de continuo.
2. Imagen del continuo adyacente.
3. Imagen de las intensidades de pico obtenida al ajustar la gaussiana píxel a píxel.
4. Imagen de FWHM obtenida del ajuste gaussiano.
5. Imagen de la longitud de onda central de cada gaussiana píxel a píxel.
6. Imagen de velocidades.

# 3

---

## Análisis de la Fotometría: Catálogo de Brotes de FE

En este capítulo se describe la metodología empleada con objeto de determinar e identificar las regiones de formación estelar presentes en cada galaxia de la muestra. En base a la fotometría realizada, se conformarán un conjunto de catálogos fotométricos para cada una de las galaxias BCD, con el objetivo principal de aislar los diferentes brotes de FE y derivar los parámetros que definen a cada uno de ellos, y que por tanto, nos den información del evento de formación estelar actual en cada objeto.

### 3.1 Identificando las regiones de formación estelar

La línea de emisión  $H\alpha$  es un excelente trazador de los eventos de FE, es por esto que usamos las imágenes en banda estrecha, para detectar las regiones ionizadas en cada uno de los objetos de la muestra. La búsqueda e identificación de las mismas, se llevó a cabo con el paquete FOCAS<sup>1</sup> (especialmente diseñado para la búsqueda de fuentes de bajo brillo), implementado en IRAF (Valdes 1982).

Con las herramientas automatizadas de detección de fuentes ionizadas, siempre nos encontraremos con el problema de determinar el tamaño de las mismas y de establecer unos límites a las regiones adyacentes. En este punto, para facilitar la búsqueda y minizar la detección de fuentes erróneas (p.e. aquellas por debajo del límite de resolución), filtramos las imágenes  $H\alpha$  mediante un perfil gaussiano en FWHM del tamaño del “seeing”.

El proceso de detección de FOCAS se puede resumir en tres pasos: **a)** a partir de un umbral realiza una exploración a distintos niveles isofotales localizando los máximos y mínimos locales de intensidad, **b)** excluye todas las regiones con un tamaño menor a un radio crítico, **c)** y descarta todos aquellos candidatos con una relación  $S/R < 3 \sigma_{sky}$ .

Cada conjunto de píxeles que cumpla estos criterios, será delimitado por un isocontorno que definirá a la región y dentro del cual se obtendrán los parámetros que la caracterizarán

---

<sup>1</sup>de su acrónimo del inglés **F**aint **O**bject **C**lassification and **A**nalysis **S**ystem.

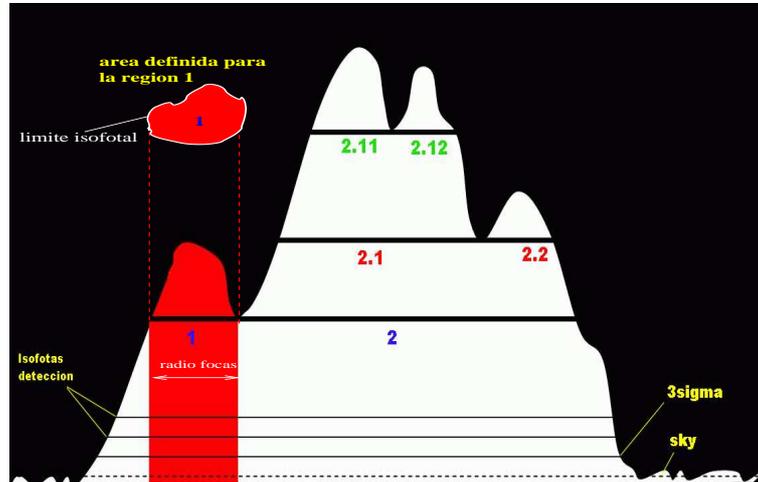


Figura 3.1: Proceso de separación de fuentes realizado por *splits*.

como: el tamaño, el flujo, etc.

### 3.1.1 Catalogación de las regiones de FE en $H\alpha$

Como cualquier paquete de IRAF, FOCAS se compone de varias subrutinas. A continuación detallamos las necesarias para la elaboración de los catálogos:

1. **setcat**: establece los parámetros que FOCAS empleará para la detección de fuentes. Los más importantes son el *umbral de detección* (equivalente a 2 ó 3  $\sigma_{sky}$ ), la  $\sigma_{sky}$  y el *área mínima de detección* que nosotros definimos a partir de un radio  $r = \pi(\frac{fwhm}{2})^2$ .
2. **detect**: identifica la señal que se encuentra por encima del umbral establecido.
3. **evaluate**: realiza la fotometría.
4. **splits**: efectúa  $n$  cortes isofotales equiespaciados en  $0.2\sigma_{sky}$ , localizando máximos y mínimos locales en intensidad coherentes con los parámetros establecidos en *setcat* (ver *Figura 3.1*).

El resultado del método de detección fue la identificación de los brotes de formación estelar de cada galaxia, para los cuales hemos obtenido coordenadas, radios (en segundos de arco y en parsec), el flujo, la luminosidad, la tasa de formación estelar, el brillo superficial, la anchura equivalente, la relación señal a ruido, el flujo neto (excluyendo la contribución de la luz difusa) y el flujo de la emisión difusa (aquella no englobada dentro del brote de FE).

### 3.1.2 Catalogación de las regiones de FE en banda ancha

La información de los brotes obtenida en banda ancha, se llevó a cabo haciendo uso de la información espacial proporcionada por las aperturas definidas en las imágenes  $H\alpha$  de

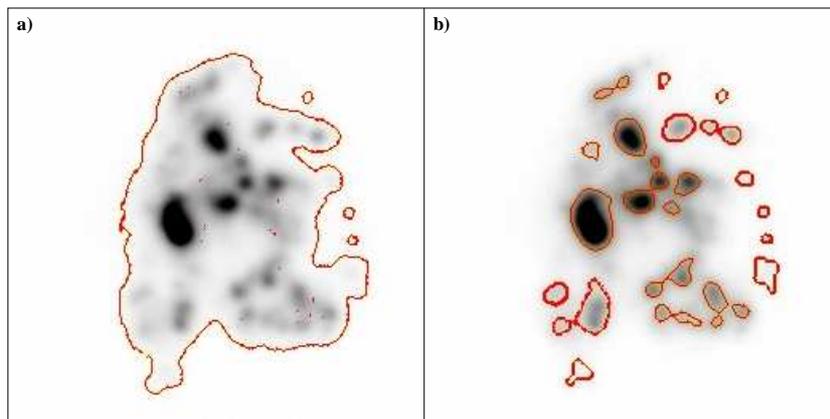


Figura 3.2: *a)* Detección de la señal obtenida con FOCAS en Mrk 297 por encima de los umbrales impuestos. *b)* Detección de las fuentes en Mrk 297 tras haber hecho el proceso de detección (según los umbrales) y tras aplicar la subrutina *splits*.

cada región. Previamente, las imágenes se alinean con las de  $H\alpha$  y se filtran, para obtener en todas la misma resolución, usando como patrón la imagen de peor “seeing”. Una vez llegados aquí, se aplicó sobre cada imagen en banda ancha, las máscaras elaboradas para cada brote en  $H\alpha$ , obteniendo así las magnitudes y colores de cada uno de ellos.

## 3.2 Matizaciones a los criterios de identificación y detección de FOCAS

### 3.2.1 Radios que estamos midiendo

A la hora de trabajar con regiones de FE, uno de los puntos más críticos es determinar su tamaño. FOCAS delimita los brotes de FE perfectamente si están aislados, pero cuando encontramos un área de alta densidad de regiones, cuyos perfiles de emisión se solapan, hay más dificultades al definir la isofota que delimita a cada brote, pues FOCAS, no ajusta ningún tipo de modelo al perfil de emisión de la región (por ejemplo de tipo gaussiano) para estimar el tamaño. De forma que, asigna como radio del brote, la base del primer cambio de pendiente detectado en el perfil de luminosidad.

Esto se ve más claramente en el esquema de la *Figura 3.1*, donde FOCAS, mediante la tarea *splits*, va realizando cortes isofotales a partir del umbral que le indicamos (generalmente  $3\sigma$ ), detectando las regiones 1 y 2. Entonces, FOCAS define a la región 1, como la formada por todos los píxeles dentro del área roja (ver área proyectada del brote 1 en la *Figura 3.1*), sin tener en cuenta las alas de la región (la parte que se solapa con el brote colindante). A partir del área devuelta por FOCAS, para asignarle un tamaño a cada región de FE identificada, estimamos un radio equivalente dado por:

$$R = a \sqrt{\frac{area}{\pi}} \quad (3.1)$$

donde  $a$  es la escala del píxel en segundos de arco y  $area$  el número de píxeles comentado en el párrafo anterior.

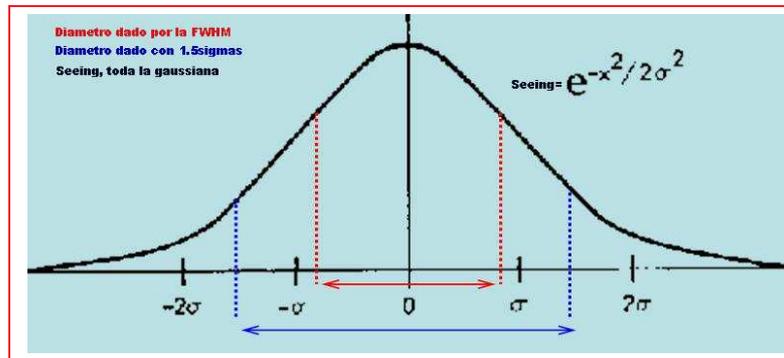


Figura 3.3: Campana de Gauss. En rojo, área que cubre la *whm* y en azul, el nuevo área.

El proceso de **identificación de fuentes** continúa con la detección a partir de ese nivel isofotal en adelante, subdividiendo la región 2, en las regiones 2.1 y 2.2. El proceso se repite sucesivamente, hasta alcanzar el máximo en luminosidad.

### 3.2.2 Área mínima de detección

Al elaborar los catálogos, las imágenes H $\alpha$  fueron filtradas por una gaussiana del tamaño del “seeing”, para evitar detectar fuentes por debajo del nivel de resolución. No es suficiente con utilizar el parámetro de área mínima de detección en FOCAS, definida como  $\pi(\frac{fwhm}{2})^2$ . Hay que complementarlo con un filtrado. La razón es que el área definida así, es menor que la impuesta por el “seeing” (ver *Figura 3.3*).

En condiciones atmosféricas estables, como las obtenidas en nuestras observaciones, el “seeing” puede considerarse como un perfil gaussiano. Sobre la imagen, vemos que el área mínima (en rojo) definida según el criterio anterior, es menor que el área dada por el tamaño del “seeing”. De forma que, al no filtrar la imagen, FOCAS identificaba ruido con regiones, asignándoles tamaños que estaban por debajo del límite de resolución. Como todo lo que es más pequeño que el “seeing”, son fuentes espurias, decidimos filtrar la imagen usando un perfil gaussiano del tamaño del “seeing”, mediante la tarea GAUSS de IRAF.

### 3.2.3 Luminosidad de las regiones de FE detectadas

Teniendo en cuenta cómo detecta FOCAS los brotes de FE es inmediato preguntarse cómo determina la luminosidad.

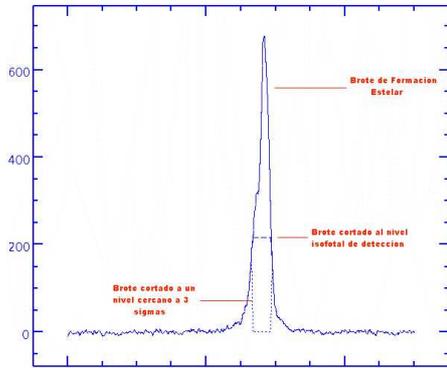


Figura 3.4: Perfil de un brote junto al perfil que muestra el corte isofotal y el corte cercano a  $3\sigma$ .

el área roja (Figura 3.1) hasta la base. Se comprobó que  $L_{mask}$  y  $L_i$  (éste último dado por FOCAS) están relacionados de la siguiente manera:

$$L_{mask} = L_i + area \cdot sky \quad (3.2)$$

Por lo que  $L_i$  no toma las cuentas por encima del nivel isofotal, sino que llega hasta la base, restando la contribución de cielo.

Para obtener una información más detallada de las prestaciones de FOCAS, recomendamos las guías de referencia de Valdes (1982) y Martínez-Delgado (2005).

### 3.2.4 Determinación de errores en los catálogos

La fuente de error más importante que tendremos en la determinación del flujo vendrá dada por la selección de la apertura en la cual determinamos las propiedades de cada brote, ya que los errores fotométricos, dada la calidad y profundidad de los datos son muy pequeños (menores de un %5). Las regiones detectadas por FOCAS están delimitadas por una isofota, dentro de la cual se realizó la fotometría, cuyo perfil es irregular y no de tipo circular y/o elíptico. Por tanto, para determinar y cuantificar los errores de apertura, aumentamos el perímetro de cada una de las regiones catalogadas en un píxel (conservando siempre el perfil de la isofota) y realizamos de nuevo la fotometría dentro de la nueva apertura definida.

## 3.3 Luz difusa

Definimos *luz difusa* a la fracción de fotones que no está confinada en los brotes de formación estelar; en algunos casos puede formar parte de las estructuras ionizadas de bajo brillo superficial como las burbujas, filamentos, cascarones, etc.

Para obtener la componente de luz difusa usamos la imagen que resulta de reemplazar todo los brotes, a partir de la isofota que los define por un valor constante 0, a la que aplicamos un filtro gaussiano cuya sigma fue definida por el diámetro de la región más pequeña detectada en cada galaxia. La imagen resultante fue modelizada y ajustada mediante una superficie polinómica de bajo grado (entre 2 y 4) con el programa *fit\_region* (ejecutado en IDL), y mediante un ajuste por splines cúbicos (tarea *imsurfit* de IRAF), tomando como

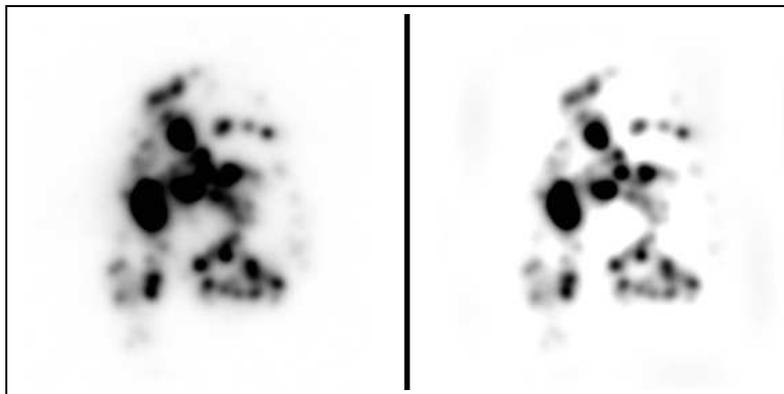


Figura 3.5: a) Imagen  $H\alpha$  neta de Mrk297. b) Imagen  $H\alpha$  sin la contribución de luz difusa.

patrón de luz difusa aquella que minimizaba los residuos. Esta superficie fue sustraída a la imagen  $H\alpha$  original para obtener los flujos netos (ver *Figura 3.5* para el caso de Mrk 297).

### 3.4 Catálogos de brotes de FE

La *Tabla 3.1* y la *Tabla 3.2* presenta un ejemplo del catálogo de brotes de formación estelar detectados en la galaxia Mrk 370. La *Figura 3.6* muestra un mapa de contornos de isomagnitudes donde se muestran los brotes identificados por FOCAS etiquetados según el número de clasificación mostrados en la primera columna de la *Tabla 3.1* y la *Tabla 3.2*. La *Tabla 3.1*, también muestra, en las columnas 2 y 3, las coordenadas (en segundos de arco), en ascensión recta y declinación, relativas al brote más brillante (tomado como punto de referencia en cada objeto). Las columnas 4 y 5 muestran los radios en segundos de arco y en parsecs, obtenidos a partir del área definida por FOCAS para cada región. La columna 6 representa el flujo total de cada región en unidades de  $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  y la columna 7, la luminosidad correspondiente ( $\text{erg s}^{-1}$ ) en escala logarítmica. La tasa de formación estelar ( $\text{SFR}^2$ ) representada en la columna 8 (en  $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ) se estimó suponiendo una ley de FE con una función inicial de masas (IMF<sup>3</sup>) de Salpeter y un rango de masas de  $0.1 \leq M/M_{\odot} \leq 100$  (Kennicutt 1998) como:

$$\text{SFR}_{H\alpha}(0.1 \leq M/M_{\odot} \leq 100) = 7.9 \times 10^{-42} L(H\alpha) \quad (3.3)$$

El brillo superficial ( $\text{erg s}^{-1} \text{ pc}^{-2}$ ) se muestra en la columna 9 en escala logarítmica y la anchura equivalente en  $H\alpha$  en la columna 10. La relación señal a ruido (columna 11) se estimó suponiendo una distribución de ruido poissoniano. El flujo neto (columna 12), se calculó sustrayendo al flujo total de cada brote (columna 6), la contribución de luz difusa de cada uno dentro de la misma apertura que los define. Por último, la columna 13, da el valor del flujo difuso de cada región.

<sup>2</sup>de su acrónimo del inglés **S**tar **F**ormation **R**ate

<sup>3</sup>de su acrónimo del inglés **I**nitial **M**ass **F**unction

---

La *Tabla 3.2* muestra en la columna 1 el número de identificación de cada brote, que se corresponde con los de la *Tabla 3.1*. Las columnas 2–6, las magnitudes estándares en el sistema fotométrico de Johnson y las columnas 7–10 muestran los correspondientes colores de cada complejo de formación estelar U–B, B–V, V–R y R–I.

Todo el conjunto de catálogos de brotes de formación estelar para cada galaxia, resultantes de la fotometría en H $\alpha$  y banda ancha, se presentan en las *Figuras 3.6–3.14*, y en las *Tablas 3.1–3.18*.

## 3.4.1 Mrk 370

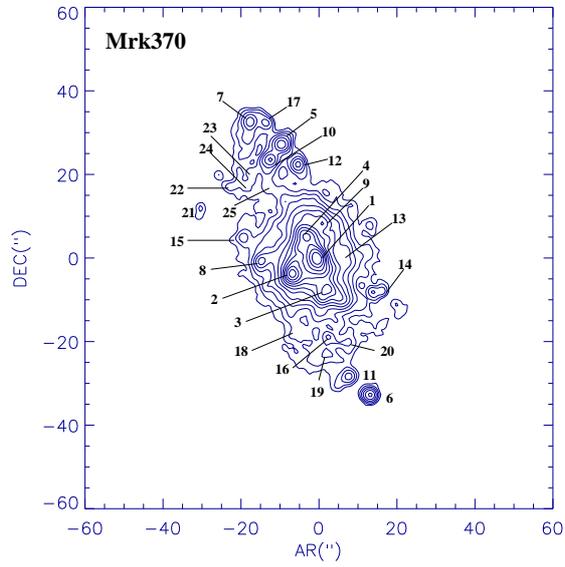


Figura 3.6: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 1.94 \cdot 10^{-17} \text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.50$ . Los  $n^{os}$  indican el ID de cada brote.

## CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE MRK 370

$ID$	$\Delta\alpha''$	$\Delta\delta''$	$R''$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	2.79	146.71	$360.59 \pm 71.59$	$39.70^{+0.08}_{-0.10}$	$0.04 \pm 0.01$	$34.87^{+0.03}_{-0.02}$	198.88	561.00	320.65	39.95
2	-6.4	-3.7	2.34	122.85	$143.78 \pm 37.46$	$39.30^{+0.10}_{-0.13}$	$0.02 \pm 0.00$	$34.63^{+0.03}_{-0.03}$	333.97	351.00	116.60	27.18
3	2.1	-7.4	1.82	95.68	$32.86 \pm 18.24$	$38.66^{+0.19}_{-0.36}$	$0.00 \pm 0.00$	$34.20^{+0.03}_{-0.07}$	223.49	163.00	20.60	12.26
4	-3.2	5.3	1.08	56.71	$30.94 \pm 33.31$	$38.63^{+0.32}_{-1.00}$	$0.00 \pm 0.00$	$34.63^{+0.03}_{-0.14}$	81.02	163.00	25.40	5.55
5	-9.5	27.6	1.98	104.34	$7.17 \pm 2.44$	$38.00^{+0.13}_{-0.18}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.47^{+0.03}_{-0.04}$	177.50	64.00	8.31	...
6	13.2	-32.3	2.43	127.78	$5.66 \pm 0.76$	$37.90^{+0.05}_{-0.06}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.19^{+0.03}_{-0.01}$	200.73	49.00	5.76	...
7	-17.5	32.9	1.98	104.34	$4.92 \pm 2.03$	$37.84^{+0.15}_{-0.23}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.30^{+0.03}_{-0.05}$	189.21	49.00	4.25	0.67
8	-14.3	-0.5	1.43	75.43	$4.79 \pm 3.16$	$37.82^{+0.22}_{-0.49}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.57^{+0.03}_{-0.08}$	96.81	54.00	1.22	3.57
9	1.1	8.5	0.90	47.19	$4.76 \pm 5.84$	$37.82^{+0.35}_{-0.61}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.98^{+0.03}_{-0.16}$	74.57	60.00	2.09	2.67
10	-12.2	23.8	1.77	93.05	$4.58 \pm 2.27$	$37.81^{+0.17}_{-0.30}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.37^{+0.03}_{-0.06}$	123.56	49.00	5.00	...
11	7.9	-28.1	2.67	140.69	$3.34 \pm 1.11$	$37.67^{+0.13}_{-0.18}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.87^{+0.03}_{-0.04}$	75.76	30.00	5.72	...
12	-5.3	22.8	2.01	105.51	$3.13 \pm 1.18$	$37.64^{+0.14}_{-0.21}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.10^{+0.03}_{-0.04}$	49.05	34.00	4.06	...
13	6.9	1.6	0.95	49.74	$1.89 \pm 2.56$	$37.42^{+0.37}_{-0.43}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.53^{+0.03}_{-0.18}$	67.32	33.00	0.00	1.89
14	14.3	-7.9	1.77	93.05	$1.76 \pm 1.03$	$37.39^{+0.20}_{-0.39}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.96^{+0.03}_{-0.07}$	79.68	23.00	1.81	...
15	-19.1	5.3	1.61	84.70	$1.39 \pm 0.94$	$37.29^{+0.23}_{-0.49}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.94^{+0.03}_{-0.08}$	36.07	20.00	1.74	...
16	2.6	-18.5	1.55	81.73	$1.36 \pm 1.20$	$37.28^{+0.28}_{-0.95}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.95^{+0.03}_{-0.11}$	62.01	20.00	0.84	0.51
17	-13.2	32.9	1.12	58.85	$1.20 \pm 1.14$	$37.22^{+0.29}_{-1.49}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.19^{+0.03}_{-0.12}$	153.94	22.00	1.04	0.16
18	-5.3	-17.5	1.66	87.58	$1.04 \pm 1.10$	$37.16^{+0.32}_{-1.14}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.78^{+0.03}_{-0.13}$	28.84	15.00	0.00	1.04
19	2.1	-22.8	1.27	66.73	$0.64 \pm 1.06$	$36.95^{+0.43}_{-0.17}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.81^{+0.03}_{-0.23}$	66.07	12.00	1.54	...
20	7.4	-20.1	1.16	60.92	$0.55 \pm 1.24$	$36.88^{+0.52}_{-0.11}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.81^{+0.03}_{-0.38}$	71.51	11.00	0.48	0.07
21	-30.2	12.2	1.23	64.85	$0.44 \pm 0.46$	$36.79^{+0.31}_{-1.29}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.67^{+0.03}_{-0.13}$	80.87	9.00	0.36	0.08
22	-22.3	17.5	1.12	58.85	$0.37 \pm 0.75$	$36.71^{+0.49}_{-0.03}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.67^{+0.03}_{-0.32}$	58.48	8.00	0.53	...
23	-17.0	20.1	1.04	54.49	$0.36 \pm 0.69$	$36.69^{+0.47}_{-0.01}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.72^{+0.03}_{-0.30}$	39.20	8.00	0.28	0.08
24	-18.5	17.5	0.85	44.49	$0.21 \pm 0.55$	$36.46^{+0.57}_{-0.23}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.66^{+0.03}_{-0.50}$	36.32	6.00	0.20	0.01
25	-12.7	17.5	0.95	49.74	$0.17 \pm 0.64$	$36.38^{+0.68}_{-0.44}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.49^{+0.03}_{-1.21}$	26.05	4.00	0.00	0.17

Tabla 3.1: Col 1:  $N^{\circ}$  de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.6. Cols. 2-3: Coordenadas relativas al brote más luminoso; Cols. 4-5: Radio del brote. Col. 6: Flujo total en  $H\alpha$ ; Col. 7: Luminosidad( $erg \cdot s^{-1}$ )  $H\alpha$  en escala logarítmica; Col. 8: TFE en  $M_{\odot} \cdot años^{-1}$ ; Col 9: Brillo superficial ( $erg \cdot s^{-1} \cdot pc^{-2}$ ) en escala logarítmica; Col. 10: Anchura equivalente  $H\alpha$ ; Col. 11: Relación señal a ruido; Col. 12: Flujo neto  $H\alpha$ , corregido de luz difusa; Col. 13: Flujo de emisión difusa.

Nota.- Los flujos están dados en unidades de  $10^{-15} erg \cdot s^{-1} \cdot cm^{-2}$ .

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE MRK 370

$ID$ (1)	$m_U$ (2)	$m_B$ (3)	$m_V$ (4)	$m_R$ (5)	$m_I$ (6)	$U - B$ (7)	$B - V$ (8)	$V - R$ (9)	$R - I$ (10)
1	14.23 ± 0.32	14.83 ± 0.34	14.80 ± 0.36	14.64 ± 0.36	14.55 ± 0.39	-0.60 ± 0.66	0.03 ± 0.71	0.16 ± 0.73	0.09 ± 0.75
2	15.66 ± 0.31	16.45 ± 0.37	16.39 ± 0.42	16.19 ± 0.44	16.14 ± 0.50	-0.79 ± 0.68	0.06 ± 0.79	0.20 ± 0.85	0.05 ± 0.94
3	17.01 ± 0.56	17.75 ± 0.62	17.68 ± 0.65	17.44 ± 0.65	17.30 ± 0.68	-0.74 ± 1.19	0.06 ± 1.28	0.24 ± 1.30	0.14 ± 1.34
4	16.06 ± 0.93	16.64 ± 0.94	16.63 ± 0.95	16.50 ± 0.95	16.37 ± 0.96	-0.58 ± 1.86	0.01 ± 1.89	0.14 ± 1.90	0.13 ± 1.91
5	18.39 ± 0.43	19.21 ± 0.47	19.11 ± 0.53	18.78 ± 0.52	18.65 ± 0.59	-0.82 ± 0.90	0.09 ± 0.99	0.33 ± 1.05	0.12 ± 1.11
6	19.01 ± 0.32	19.63 ± 0.39	19.68 ± 0.43	19.24 ± 0.43	19.57 ± 0.60	-0.62 ± 0.72	-0.05 ± 0.83	0.45 ± 0.86	-0.33 ± 1.04
7	18.62 ± 0.44	19.45 ± 0.44	19.42 ± 0.45	19.28 ± 0.50	19.09 ± 0.51	-0.83 ± 0.88	0.03 ± 0.89	0.14 ± 0.95	0.19 ± 1.01
8	19.02 ± 0.79	19.32 ± 0.74	19.04 ± 0.78	18.71 ± 0.79	18.36 ± 0.82	-0.30 ± 1.54	0.28 ± 1.53	0.33 ± 1.57	0.35 ± 1.60
9	18.51 ± 1.05	18.87 ± 1.08	18.65 ± 1.09	18.43 ± 1.08	18.14 ± 1.11	-0.36 ± 2.13	0.22 ± 2.17	0.22 ± 2.17	0.29 ± 2.19
10	18.65 ± 0.56	19.38 ± 0.66	19.22 ± 0.66	18.92 ± 0.66	18.69 ± 0.70	-0.72 ± 1.22	0.16 ± 1.32	0.30 ± 1.32	0.23 ± 1.36
11	18.36 ± 0.44	19.18 ± 0.49	19.10 ± 0.51	18.75 ± 0.50	18.36 ± 0.51	-0.83 ± 0.93	0.08 ± 1.00	0.35 ± 1.00	0.39 ± 1.01
12	18.23 ± 0.50	18.66 ± 0.56	18.40 ± 0.56	18.17 ± 0.56	17.91 ± 0.60	-0.43 ± 1.06	0.25 ± 1.12	0.23 ± 1.12	0.26 ± 1.16
13	19.64 ± 1.08	19.91 ± 1.08	19.63 ± 1.10	19.31 ± 1.09	18.99 ± 1.11	-0.26 ± 2.16	0.27 ± 2.18	0.32 ± 2.19	0.32 ± 2.20
14	19.84 ± 0.60	20.15 ± 0.69	19.68 ± 0.71	19.33 ± 0.72	18.95 ± 0.74	-0.31 ± 1.29	0.47 ± 1.40	0.35 ± 1.43	0.38 ± 1.46
15	19.29 ± 0.65	19.49 ± 0.68	19.17 ± 0.70	18.90 ± 0.72	18.54 ± 0.73	-0.20 ± 1.33	0.32 ± 1.38	0.27 ± 1.41	0.35 ± 1.45
16	19.36 ± 0.71	19.83 ± 0.76	19.59 ± 0.75	19.32 ± 0.76	18.85 ± 0.73	-0.47 ± 1.47	0.24 ± 1.51	0.28 ± 1.51	0.47 ± 1.49
17	20.08 ± 0.71	20.95 ± 0.83	21.07 ± 0.89	20.66 ± 0.83	20.68 ± 0.96	-0.86 ± 1.54	-0.12 ± 1.72	0.41 ± 1.73	-0.02 ± 1.79
18	19.04 ± 0.80	19.43 ± 0.83	19.15 ± 0.83	18.89 ± 0.82	18.49 ± 0.83	-0.39 ± 1.63	0.28 ± 1.66	0.26 ± 1.65	0.40 ± 1.64
19	19.99 ± 0.79	20.64 ± 0.92	20.40 ± 0.93	20.00 ± 0.92	19.70 ± 0.96	-0.65 ± 1.71	0.25 ± 1.85	0.39 ± 1.85	0.30 ± 1.88
20	20.64 ± 1.13	20.99 ± 1.14	20.70 ± 1.18	20.33 ± 1.16	20.05 ± 1.19	-0.35 ± 2.27	0.29 ± 2.32	0.36 ± 2.33	0.29 ± 2.35
21	21.32 ± 0.53	21.72 ± 0.81	21.51 ± 0.92	21.08 ± 0.87	20.52 ± 0.87	-0.39 ± 1.33	0.21 ± 1.72	0.43 ± 1.79	0.56 ± 1.73
22	20.68 ± 1.12	21.15 ± 1.15	20.87 ± 1.15	20.56 ± 1.17	20.15 ± 1.11	-0.47 ± 2.27	0.29 ± 2.30	0.31 ± 2.32	0.41 ± 2.28
23	19.84 ± 0.94	20.35 ± 0.96	20.33 ± 1.04	20.12 ± 1.04	19.79 ± 1.03	-0.51 ± 1.90	0.02 ± 2.00	0.21 ± 2.08	0.34 ± 2.06
24	20.64 ± 1.12	21.07 ± 1.16	20.82 ± 1.17	20.56 ± 1.18	20.21 ± 1.16	-0.43 ± 2.29	0.26 ± 2.34	0.25 ± 2.35	0.35 ± 2.33
25	20.30 ± 1.06	20.54 ± 1.12	20.17 ± 1.12	19.92 ± 1.12	19.50 ± 1.09	-0.24 ± 2.19	0.37 ± 2.25	0.25 ± 2.25	0.41 ± 2.21

Tabla 3.2: Fotometría de los brotes realizada con las aperturas definidas en la imagen  $H\alpha$ . Cols. 2–6: magnitudes Johnson en las bandas UBVRI; Cols. 7–10; colores. Los datos han sido corregidos de extinción interna del objeto y extinción Galáctica.

## 3.4.2 Mrk 600

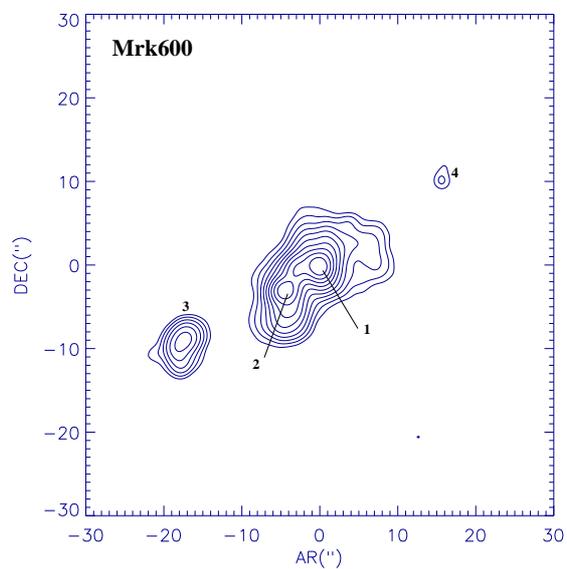


Figura 3.7: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 9.27 \cdot 10^{-17} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.25$ . Los n<sup>os</sup> indican el ID de cada brote.

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE MRK 600

<i>ID</i>	$\Delta\alpha''$	$\Delta\delta''$	$R''$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	1.91	118.75	$109.64 \pm 18.72$	$39.34^{+0.07}_{-0.08}$	$0.02 \pm 0.00$	$34.69^{+0.03}_{-0.02}$	310.30	628.00	96.72	12.92
2	-4.3	-3.0	1.11	68.77	$30.33 \pm 10.10$	$38.78^{+0.12}_{-0.17}$	$0.00 \pm 0.00$	$34.61^{+0.03}_{-0.04}$	445.66	328.00	25.93	4.40
3	-17.5	-9.0	3.27	203.35	$26.97 \pm 1.07$	$38.73^{+0.02}_{-0.02}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.61^{+0.03}_{-0.00}$	794.92	236.00	25.75	1.22
4*	15.8	10.3	0.84	52.28	$0.45 \pm 0.26$	$36.95^{+0.20}_{-0.37}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.01^{+0.03}_{-0.07}$	914.33	19.00	0.41	0.03

Tabla 3.3: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.7. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.

\* Valores inciertos debido a la baja emisión del continuo.

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE MRK 600

$ID$	$m_U$	$m_B$	$m_V$	$m_R$	$m_I$	$U - B$	$B - V$	$V - R$	$R - I$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	$16.59 \pm 0.20$	$16.96 \pm 0.21$	$16.58 \pm 0.19$	$16.76 \pm 0.21$	$16.57 \pm 0.22$	$-0.37 \pm 0.41$	$0.38 \pm 0.39$	$-0.18 \pm 0.40$	$0.19 \pm 0.43$
2	$18.05 \pm 0.34$	$18.57 \pm 0.35$	$18.19 \pm 0.32$	$18.36 \pm 0.35$	$18.22 \pm 0.36$	$-0.52 \pm 0.70$	$0.38 \pm 0.67$	$-0.17 \pm 0.67$	$0.14 \pm 0.71$
3	$18.01 \pm 0.08$	$18.78 \pm 0.08$	$18.62 \pm 0.08$	$18.60 \pm 0.09$	$18.63 \pm 0.11$	$-0.77 \pm 0.16$	$0.16 \pm 0.16$	$0.02 \pm 0.17$	$-0.03 \pm 0.20$
4	$21.72 \pm 0.46$	$22.45 \pm 0.47$	$22.16 \pm 0.44$	$22.03 \pm 0.47$	$23.35 \pm 0.40$	$-0.73 \pm 0.93$	$0.28 \pm 0.92$	$0.13 \pm 0.92$	$-1.32 \pm 0.87$

Tabla 3.4: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.3. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción interna del objeto y extinción Galáctica.

## 3.4.3 II Zw 40

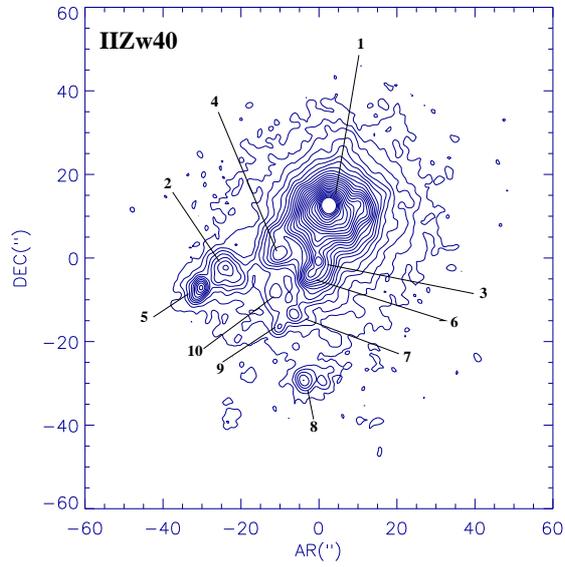


Figura 3.8: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 9.27 \cdot 10^{-17} \text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.25$ . Los  $n^{os}$  indican el ID de cada brote.

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE II Zw 40

<i>ID</i>	$\Delta\alpha''$	$\Delta\delta''$	$R''$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	8.06	378.86	$5019.45 \pm 262.51$	$40.75^{+0.02}_{-0.02}$	$0.44 \pm 0.03$	$35.09^{+0.05}_{-0.01}$	...	1228.00	4963.95	55.50
2	-26.5	-15.1	4.14	194.53	$41.40 \pm 19.51$	$38.66^{+0.17}_{-0.28}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.59^{+0.05}_{-0.05}$	...	55.00	32.23	9.17
3	-2.6	-13.6	1.43	67.21	$40.13 \pm 53.24$	$38.65^{+0.37}_{-0.47}$	$0.00 \pm 0.01$	$34.50^{+0.05}_{-0.18}$	...	96.00	38.12	2.01
4	-12.9	-11.7	2.38	112.01	$30.91 \pm 26.43$	$38.54^{+0.27}_{-0.84}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.94^{+0.05}_{-0.11}$	...	63.00	26.11	4.80
5	-32.5	-19.7	2.68	125.93	$24.21 \pm 12.42$	$38.43^{+0.18}_{-0.32}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.73^{+0.05}_{-0.06}$	...	48.00	22.47	1.74
6	-4.5	-16.3	0.88	41.31	$12.72 \pm 34.21$	$38.15^{+0.57}_{-0.24}$	$0.00 \pm 0.00$	$34.42^{+0.05}_{-0.50}$	...	53.00	11.98	0.75
7	-9.1	-26.1	2.17	102.17	$8.33 \pm 10.27$	$37.97^{+0.35}_{-0.63}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.45^{+0.05}_{-0.16}$	...	22.00	4.50	3.83
8	-6.4	-42.0	1.94	91.28	$5.38 \pm 7.61$	$37.78^{+0.38}_{-0.38}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.36^{+0.05}_{-0.19}$	...	16.00	3.45	1.94
9	-12.5	-29.1	1.23	57.55	$1.80 \pm 6.09$	$37.30^{+0.65}_{-0.39}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.28^{+0.05}_{-0.86}$	...	8.00	0.77	1.03
10	-13.6	-20.8	1.43	67.21	$1.57 \pm 9.45$	$37.24^{+0.85}_{-0.71}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.09^{+0.05}_{-0.28}$	...	6.00	1.40	0.17

Tabla 3.5: Col 1: N° de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.8. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.  
Nota.- Las anchuras equivalentes no fueron calculadas por falta de las imágenes de continuo H $\alpha$ .

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE II Zw 40

<i>ID</i>	<i>m<sub>U</sub></i>	<i>m<sub>B</sub></i>	<i>m<sub>V</sub></i>	<i>m<sub>R</sub></i>	<i>m<sub>I</sub></i>	<i>U - B</i>	<i>B - V</i>	<i>V - R</i>	<i>R - I</i>
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	...	12.86 ± 0.07	12.51 ± 0.05	12.91 ± 0.06	13.45 ± 0.07	...	0.35 ± 0.11	-0.40 ± 0.10	-0.53 ± 0.12
2	...	16.37 ± 0.21	16.14 ± 0.20	16.10 ± 0.21	16.06 ± 0.20	...	0.23 ± 0.41	0.04 ± 0.41	0.05 ± 0.41
3	...	17.91 ± 0.67	17.69 ± 0.66	17.74 ± 0.66	17.87 ± 0.66	...	0.22 ± 1.32	-0.05 ± 1.32	-0.13 ± 1.33
4	...	17.21 ± 0.40	16.94 ± 0.39	16.93 ± 0.39	16.95 ± 0.39	...	0.26 ± 0.79	0.01 ± 0.78	-0.01 ± 0.79
5	...	17.58 ± 0.35	17.38 ± 0.33	17.35 ± 0.35	17.42 ± 0.36	...	0.20 ± 0.68	0.03 ± 0.68	-0.06 ± 0.70
6	...	19.23 ± 0.96	18.91 ± 0.94	18.96 ± 0.95	19.09 ± 0.96	...	0.32 ± 1.90	-0.05 ± 1.90	-0.13 ± 1.91
7	...	18.20 ± 0.43	17.97 ± 0.42	17.84 ± 0.42	17.66 ± 0.42	...	0.23 ± 0.84	0.13 ± 0.84	0.18 ± 0.84
8	...	19.08 ± 0.48	18.80 ± 0.46	18.73 ± 0.47	18.90 ± 0.48	...	0.28 ± 0.94	0.08 ± 0.93	-0.17 ± 0.95
9	...	19.86 ± 0.74	19.64 ± 0.70	19.53 ± 0.74	19.54 ± 0.74	...	0.23 ± 1.44	0.11 ± 1.44	-0.01 ± 1.48
10	...	19.04 ± 0.72	18.86 ± 0.73	18.72 ± 0.72	18.72 ± 0.72	...	0.18 ± 1.45	0.14 ± 1.45	0.01 ± 1.44

Tabla 3.6: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.5. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción interna del objeto y extinción Galáctica.

Nota.- Observaciones en el filtro U Johnson no disponibles.

## 3.4.4 Mrk 5

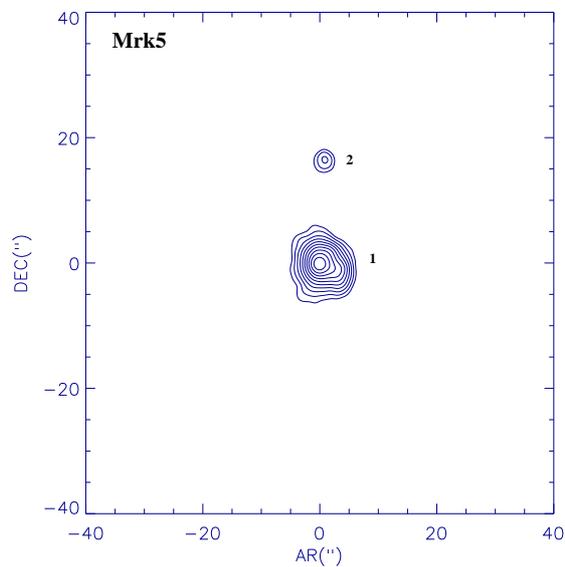


Figura 3.9: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 2.39 \cdot 10^{-17} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.50$ . Los n<sup>os</sup> indican el ID de cada brote.

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE MRK 5

<i>ID</i>	$\Delta\alpha''$	$\Delta\delta''$	$R''$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	5.57	377.21	$334.93 \pm 3.46$	$39.89^{+0.00}_{-0.00}$	$0.06 \pm 0.00$	$34.24^{+0.03}_{-0.00}$	442.0	282.00	337.07	...
2	1.1	16.6	1.68	113.65	$4.04 \pm 0.98$	$37.97^{+0.10}_{-0.12}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.37^{+0.03}_{-0.03}$	80.0	16.00	4.15	...

Tabla 3.7: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.9. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.  
 Nota.- Las anchuras equivalentes no fueron calculadas por falta de las imágenes de continuo H $\alpha$ , pero fueron extraídas de López-Sánchez (2006).

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE MRK 5

$ID$	$m_U$	$m_B$	$m_V$	$m_R$	$m_I$	$U - B$	$B - V$	$V - R$	$R - I$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	$14.97 \pm 0.06$	$15.79 \pm 0.10$	$15.57 \pm 0.09$	$15.55 \pm 0.10$	$15.54 \pm 0.12$	$-0.82 \pm 0.16$	$0.22 \pm 0.19$	$0.03 \pm 0.19$	$0.01 \pm 0.22$
2	$18.58 \pm 0.46$	$19.19 \pm 0.54$	$19.00 \pm 0.54$	$18.85 \pm 0.54$	$18.65 \pm 0.55$	$-0.61 \pm 1.00$	$0.18 \pm 1.08$	$0.15 \pm 1.08$	$0.21 \pm 1.09$

Tabla 3.8: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.7. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción interna del objeto y extinción Galáctica.

## 3.4.5 II Zw 71

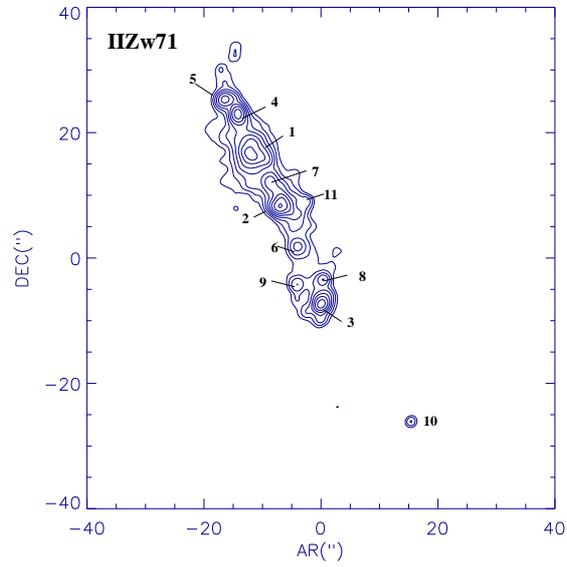


Figura 3.10: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 0.41 \cdot 10^{-17} \text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.50$ . Los n<sup>os</sup> indican el ID de cada brote.

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE II Zw 71

<i>ID</i>	$\Delta\alpha''$	$\Delta\delta''$	$R''$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	3.09	294.45	$32.32 \pm 2.27$	$39.17^{+0.03}_{-0.03}$	$0.01 \pm 0.00$	$33.74^{+0.01}_{-0.01}$	111.59	351.00	28.70	3.62
2	4.9	-8.1	1.90	180.95	$17.73 \pm 2.27$	$38.91^{+0.05}_{-0.06}$	$0.01 \pm 0.00$	$33.90^{+0.01}_{-0.01}$	41.30	273.00	16.25	1.48
3	12.0	-23.9	1.98	188.13	$11.57 \pm 1.18$	$38.73^{+0.04}_{-0.05}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.68^{+0.01}_{-0.01}$	166.33	205.00	11.00	0.57
4	-2.3	6.6	1.52	144.95	$9.66 \pm 1.54$	$38.65^{+0.06}_{-0.08}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.83^{+0.01}_{-0.02}$	234.06	197.00	8.77	0.89
5	-4.5	8.8	1.17	111.09	$4.29 \pm 1.18$	$38.30^{+0.10}_{-0.14}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.71^{+0.01}_{-0.03}$	266.75	126.00	3.78	0.51
6	7.9	-14.7	1.61	153.17	$2.89 \pm 0.58$	$38.13^{+0.08}_{-0.10}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.26^{+0.01}_{-0.02}$	21.45	82.00	1.86	1.03
7	3.2	-4.3	0.86	82.05	$2.17 \pm 1.14$	$38.00^{+0.18}_{-0.32}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.68^{+0.01}_{-0.06}$	64.07	88.00	1.88	0.29
8	12.2	-19.9	1.00	95.28	$1.60 \pm 0.60$	$37.87^{+0.14}_{-0.20}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.41^{+0.01}_{-0.04}$	80.17	67.00	1.38	0.22
9	7.9	-20.7	1.25	118.64	$1.48 \pm 0.46$	$37.84^{+0.12}_{-0.16}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.19^{+0.01}_{-0.04}$	58.94	56.00	1.14	0.34
10	27.3	-42.5	0.89	84.50	$0.49 \pm 0.17$	$37.36^{+0.13}_{-0.18}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.01^{+0.01}_{-0.04}$	410.66	28.00	0.48	0.01
11	9.2	-7.5	0.53	50.50	$0.36 \pm 0.33$	$37.22^{+0.28}_{-1.08}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.31^{+0.01}_{-0.12}$	22.76	30.00	0.25	0.11

Tabla 3.9: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.10. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE II Zw 71

$ID$	$m_U$	$m_B$	$m_V$	$m_R$	$m_I$	$U - B$	$B - V$	$V - R$	$R - I$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	$17.11 \pm 0.08$	$17.80 \pm 0.10$	$17.50 \pm 0.11$	$17.25 \pm 0.11$	$17.32 \pm 0.12$	$-0.69 \pm 0.18$	$0.30 \pm 0.20$	$0.25 \pm 0.22$	$-0.08 \pm 0.23$
2	$17.42 \pm 0.21$	$17.65 \pm 0.21$	$17.19 \pm 0.21$	$16.87 \pm 0.21$	$16.88 \pm 0.22$	$-0.24 \pm 0.41$	$0.46 \pm 0.42$	$0.33 \pm 0.42$	$-0.02 \pm 0.43$
3	$18.80 \pm 0.19$	$19.41 \pm 0.21$	$19.01 \pm 0.20$	$18.77 \pm 0.20$	$18.96 \pm 0.22$	$-0.61 \pm 0.40$	$0.40 \pm 0.40$	$0.24 \pm 0.39$	$-0.18 \pm 0.42$
4	$19.00 \pm 0.20$	$19.79 \pm 0.22$	$19.41 \pm 0.21$	$19.25 \pm 0.22$	$19.45 \pm 0.24$	$-0.79 \pm 0.42$	$0.38 \pm 0.43$	$0.16 \pm 0.43$	$-0.20 \pm 0.46$
5	$19.96 \pm 0.30$	$20.74 \pm 0.33$	$20.35 \pm 0.31$	$20.26 \pm 0.32$	$20.60 \pm 0.36$	$-0.78 \pm 0.63$	$0.39 \pm 0.63$	$0.09 \pm 0.63$	$-0.34 \pm 0.69$
6	$18.68 \pm 0.28$	$18.93 \pm 0.28$	$18.47 \pm 0.29$	$18.13 \pm 0.29$	$18.22 \pm 0.29$	$-0.25 \pm 0.56$	$0.46 \pm 0.57$	$0.34 \pm 0.58$	$-0.09 \pm 0.58$
7	$19.90 \pm 0.49$	$20.43 \pm 0.53$	$19.98 \pm 0.53$	$19.64 \pm 0.53$	$19.62 \pm 0.53$	$-0.53 \pm 1.02$	$0.45 \pm 1.05$	$0.35 \pm 1.05$	$0.01 \pm 1.06$
8	$20.21 \pm 0.35$	$20.66 \pm 0.37$	$20.24 \pm 0.38$	$19.85 \pm 0.38$	$20.04 \pm 0.39$	$-0.45 \pm 0.72$	$0.42 \pm 0.75$	$0.38 \pm 0.76$	$-0.18 \pm 0.77$
9	$20.36 \pm 0.44$	$20.88 \pm 0.46$	$20.50 \pm 0.45$	$20.26 \pm 0.45$	$20.42 \pm 0.47$	$-0.52 \pm 0.90$	$0.38 \pm 0.91$	$0.23 \pm 0.90$	$-0.16 \pm 0.93$
10	$22.67 \pm 0.40$	$23.57 \pm 0.36$	$23.25 \pm 0.34$	$23.33 \pm 0.30$	$23.17 \pm 0.38$	$-0.90 \pm 0.76$	$0.32 \pm 0.71$	$-0.09 \pm 0.64$	$0.17 \pm 0.67$
11	$21.31 \pm 0.83$	$21.57 \pm 0.83$	$20.95 \pm 0.83$	$20.59 \pm 0.83$	$20.49 \pm 0.83$	$-0.25 \pm 1.66$	$0.61 \pm 1.66$	$0.36 \pm 1.66$	$0.10 \pm 1.65$

Tabla 3.10: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.9. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción Galáctica.

## 3.4.6 Mrk 297

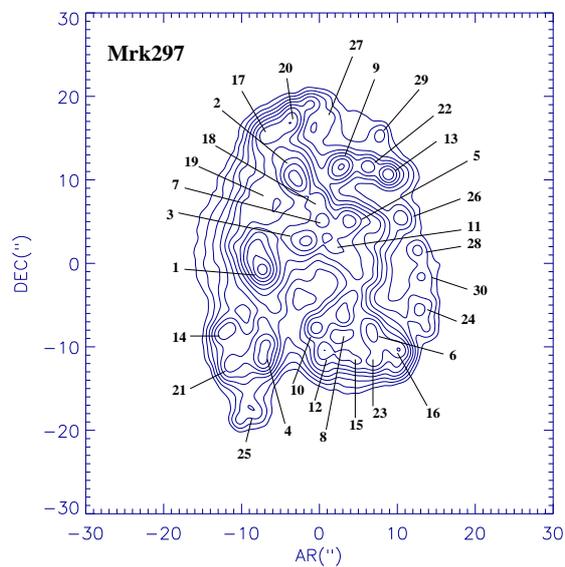


Figura 3.11: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 0.76 \cdot 10^{-17} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.50$ . Los n<sup>os</sup> indican el ID de cada brote.

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE MRK 297

$ID$ (1)	$\Delta\alpha('')$ (2)	$\Delta\delta('')$ (3)	$R('')$ (4)	$R(pc)$ (5)	$F_{H\alpha}$ (6)	$L_{H\alpha}$ (7)	$SFR$ (8)	$SB$ (9)	$EW(H\alpha)$ (10)	$S/N$ (11)	$F_{net}$ (12)	$F_{diff}$ (13)
1	0.0	0.0	3.06	965.03	609.80 ± 24.21	41.49 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	2.44 ± 0.11	35.02 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.00</sub>	240.42	1226.00	534.91	74.90
2	4.1	10.9	2.05	646.54	188.97 ± 16.74	40.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.75 ± 0.08	34.86 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	296.97	673.00	145.57	43.39
3	5.6	3.4	1.68	529.31	138.21 ± 17.74	40.84 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	0.55 ± 0.08	34.90 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	75.09	577.00	101.91	36.29
4	0.0	-10.7	2.30	724.98	92.33 ± 8.65	40.67 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.37 ± 0.04	34.45 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	88.68	439.00	72.53	19.80
5	11.1	5.6	1.39	439.04	71.24 ± 13.50	40.55 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	0.28 ± 0.06	34.77 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	200.33	409.00	51.87	19.38
6	13.9	-7.3	1.50	474.61	52.97 ± 10.00	40.43 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.09</sub>	0.21 ± 0.05	34.58 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	191.55	342.00	39.03	13.96
7	7.7	5.8	1.10	347.90	52.30 ± 12.64	40.42 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.12</sub>	0.21 ± 0.06	34.84 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.03</sub>	188.77	353.00	37.05	15.24
8	10.3	-5.6	1.42	449.13	52.20 ± 11.40	40.42 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.11</sub>	0.21 ± 0.05	34.62 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	190.99	342.00	34.64	17.56
9	10.0	12.2	1.77	560.17	44.27 ± 4.25	40.35 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.18 ± 0.02	34.35 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	249.39	296.00	21.67	22.59
10	6.8	-7.1	1.02	322.83	26.34 ± 7.14	40.12 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.14</sub>	0.10 ± 0.03	34.61 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.03</sub>	202.79	242.00	18.72	7.64
11	9.0	2.6	0.86	269.90	19.80 ± 8.32	40.00 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.24</sub>	0.08 ± 0.04	34.64 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.05</sub>	65.84	211.00	10.87	8.95
12	7.9	-9.8	1.00	314.04	19.38 ± 5.45	39.99 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.14</sub>	0.08 ± 0.02	34.50 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.03</sub>	201.26	203.00	14.53	4.85
13	16.0	11.3	1.14	358.99	18.22 ± 3.04	39.96 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.07 ± 0.01	34.36 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	365.74	190.00	16.15	2.07
14	-4.5	-7.3	1.33	419.46	18.17 ± 3.54	39.96 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	0.07 ± 0.02	34.22 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	113.29	182.00	13.47	4.70
15	10.2	-10.3	1.02	321.09	17.44 ± 6.51	39.94 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.21</sub>	0.07 ± 0.03	34.43 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.04</sub>	215.89	190.00	12.49	4.96
16	17.3	-9.6	0.91	286.02	17.28 ± 5.60	39.94 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.17</sub>	0.07 ± 0.03	34.53 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.04</sub>	305.98	193.00	13.47	3.80
17	0.8	16.2	0.83	261.46	14.91 ± 6.47	39.88 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.25</sub>	0.06 ± 0.03	34.54 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.05</sub>	197.00	180.00	11.22	3.68
18	7.1	8.1	0.62	195.20	13.41 ± 7.56	39.83 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.36</sub>	0.05 ± 0.03	34.75 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.07</sub>	189.74	176.00	8.86	4.55
19	-0.6	9.6	1.01	319.34	13.40 ± 4.26	39.83 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.17</sub>	0.05 ± 0.02	34.32 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.04</sub>	108.87	161.00	4.72	8.68
20	3.4	17.5	0.75	236.71	12.58 ± 5.81	39.80 <sup>+0.17</sup> <sub>-0.27</sub>	0.05 ± 0.03	34.56 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.05</sub>	248.63	166.00	9.94	2.63
21	-4.1	-11.5	1.00	315.82	11.30 ± 3.55	39.76 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.16</sub>	0.05 ± 0.02	34.26 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.04</sub>	100.04	145.00	8.99	2.31
22	13.5	12.2	0.92	289.91	9.29 ± 2.67	39.67 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	0.04 ± 0.01	34.25 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.03</sub>	269.60	131.00	6.27	3.02
23	14.3	-10.9	0.68	214.35	9.21 ± 4.79	39.67 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.32</sub>	0.04 ± 0.02	34.51 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.06</sub>	177.60	140.00	7.00	2.22
24	20.1	-4.9	1.67	526.12	8.25 ± 1.57	39.62 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	0.03 ± 0.01	33.68 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	95.08	92.00	1.79	6.46
25	-1.7	-16.5	1.31	414.08	5.12 ± 1.47	39.41 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	0.02 ± 0.01	33.68 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.03</sub>	60.62	72.00	3.51	1.59
26	17.7	6.0	1.00	315.82	4.15 ± 1.19	39.32 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	0.02 ± 0.01	33.82 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.03</sub>	105.17	72.00	2.28	1.88
27	8.3	18.0	0.76	239.07	1.70 ± 0.88	38.93 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.32</sub>	0.01 ± 0.00	33.68 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.06</sub>	152.55	41.00	0.00	1.70
28	19.7	2.3	0.70	219.52	0.58 ± 0.57	38.46 <sup>+0.30</sup> <sub>-2.67</sub>	0.00 ± 0.00	33.28 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.13</sub>	87.27	17.00	0.51	0.07
29	15.0	16.0	0.67	211.72	0.54 ± 0.58	38.43 <sup>+0.32</sup> <sub>-1.03</sub>	0.00 ± 0.00	33.28 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.14</sub>	225.18	16.00	0.74	...
30	20.3	-0.9	0.65	203.63	0.37 ± 0.54	38.27 <sup>+0.39</sup> <sub>-0.33</sub>	0.00 ± 0.00	33.16 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.20</sub>	71.57	12.00	0.22	0.13

Tabla 3.11: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.11. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE MRK 297

<i>ID</i>	<i>m<sub>U</sub></i>	<i>m<sub>B</sub></i>	<i>m<sub>V</sub></i>	<i>m<sub>R</sub></i>	<i>m<sub>I</sub></i>	<i>U - B</i>	<i>B - V</i>	<i>V - R</i>	<i>R - I</i>
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	14.58 ± 0.12	15.32 ± 0.13	15.16 ± 0.13	...	...	-0.74 ± 0.25	0.16 ± 0.27	...	...
2	16.50 ± 0.23	17.08 ± 0.23	16.82 ± 0.22	...	...	-0.59 ± 0.46	0.26 ± 0.45	...	...
3	15.45 ± 0.25	15.88 ± 0.25	15.75 ± 0.25	...	...	-0.43 ± 0.50	0.13 ± 0.50	...	...
4	15.80 ± 0.21	16.41 ± 0.22	16.23 ± 0.22	...	...	-0.61 ± 0.43	0.18 ± 0.43	...	...
5	16.70 ± 0.34	17.41 ± 0.35	17.35 ± 0.35	...	...	-0.71 ± 0.69	0.06 ± 0.71	...	...
6	16.81 ± 0.32	17.59 ± 0.32	17.58 ± 0.32	...	...	-0.79 ± 0.64	0.01 ± 0.64	...	...
7	17.18 ± 0.43	17.77 ± 0.43	17.62 ± 0.43	...	...	-0.59 ± 0.86	0.15 ± 0.86	...	...
8	17.05 ± 0.38	17.73 ± 0.38	17.65 ± 0.38	...	...	-0.68 ± 0.76	0.08 ± 0.77	...	...
9	17.57 ± 0.25	18.30 ± 0.26	18.13 ± 0.26	...	...	-0.74 ± 0.50	0.18 ± 0.51	...	...
10	17.87 ± 0.46	18.52 ± 0.46	18.41 ± 0.46	...	...	-0.65 ± 0.92	0.11 ± 0.93	...	...
11	17.21 ± 0.56	17.72 ± 0.56	17.65 ± 0.56	...	...	-0.51 ± 1.11	0.07 ± 1.12	...	...
12	18.10 ± 0.46	18.81 ± 0.46	18.73 ± 0.46	...	...	-0.71 ± 0.92	0.08 ± 0.93	...	...
13	18.75 ± 0.38	19.56 ± 0.38	19.44 ± 0.38	...	...	-0.81 ± 0.75	0.11 ± 0.75	...	...
14	17.77 ± 0.35	18.38 ± 0.35	18.21 ± 0.35	...	...	-0.61 ± 0.69	0.16 ± 0.70	...	...
15	18.10 ± 0.52	18.91 ± 0.52	18.86 ± 0.52	...	...	-0.82 ± 1.04	0.05 ± 1.04	...	...
16	18.48 ± 0.50	19.34 ± 0.51	19.26 ± 0.50	...	...	-0.86 ± 1.01	0.08 ± 1.01	...	...
17	18.54 ± 0.57	19.26 ± 0.57	19.17 ± 0.57	...	...	-0.72 ± 1.14	0.09 ± 1.14	...	...
18	18.27 ± 0.45	18.83 ± 0.45	18.66 ± 0.45	...	...	-0.56 ± 0.90	0.17 ± 0.90	...	...
19	18.79 ± 0.71	19.41 ± 0.72	19.27 ± 0.72	...	...	-0.62 ± 1.43	0.14 ± 1.43	...	...
20	18.89 ± 0.63	19.65 ± 0.63	19.52 ± 0.63	...	...	-0.76 ± 1.26	0.14 ± 1.26	...	...
21	18.05 ± 0.45	18.75 ± 0.45	18.64 ± 0.45	...	...	-0.70 ± 0.90	0.11 ± 0.90	...	...
22	19.32 ± 0.49	20.05 ± 0.49	19.91 ± 0.49	...	...	-0.73 ± 0.97	0.14 ± 0.97	...	...
23	18.70 ± 0.67	19.52 ± 0.67	19.49 ± 0.67	...	...	-0.82 ± 1.34	0.03 ± 1.33	...	...
24	18.22 ± 0.30	18.85 ± 0.31	18.79 ± 0.31	...	...	-0.63 ± 0.61	0.06 ± 0.62	...	...
25	18.46 ± 0.40	19.03 ± 0.40	18.87 ± 0.40	...	...	-0.57 ± 0.80	0.16 ± 0.80	...	...
26	19.08 ± 0.44	19.73 ± 0.44	19.69 ± 0.45	...	...	-0.65 ± 0.88	0.05 ± 0.89	...	...
27	20.58 ± 0.61	21.20 ± 0.61	21.01 ± 0.61	...	...	-0.62 ± 1.22	0.19 ± 1.21	...	...
28	20.29 ± 0.63	20.78 ± 0.62	20.75 ± 0.62	...	...	-0.49 ± 1.25	0.04 ± 1.24	...	...
29	21.23 ± 0.64	21.96 ± 0.63	21.80 ± 0.64	...	...	-0.72 ± 1.28	0.16 ± 1.28	...	...
30	20.11 ± 0.61	20.69 ± 0.62	20.62 ± 0.62	...	...	-0.58 ± 1.23	0.07 ± 1.24	...	...

Tabla 3.12: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.11. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción interna del objeto y extinción Galáctica. Nota.- Observaciones en los filtros Johnson RI.

## 3.4.7 III Zw 102

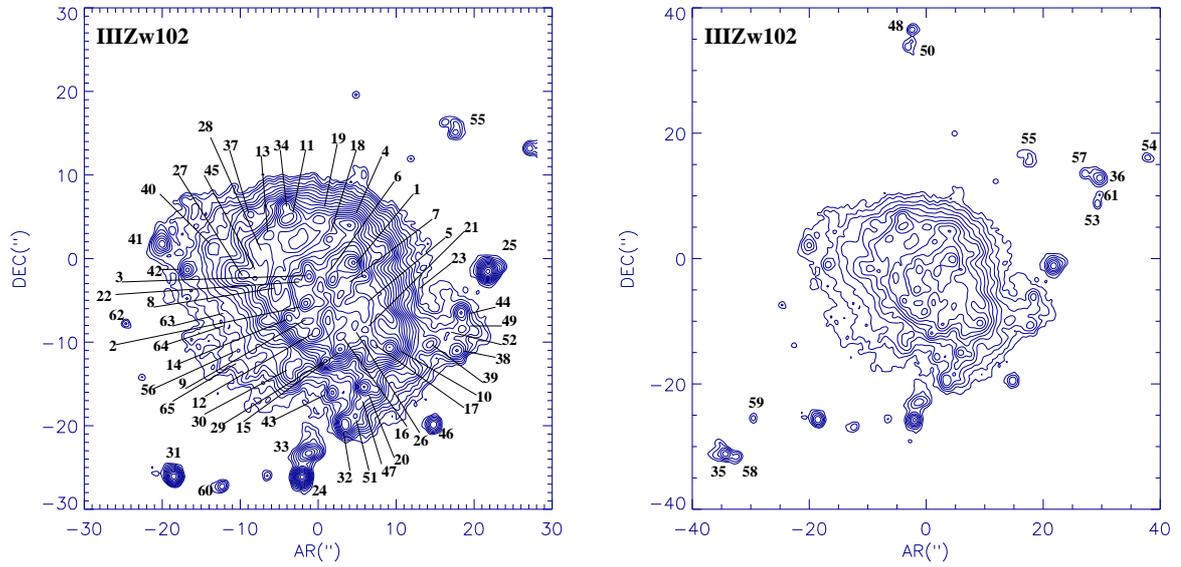


Figura 3.12: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 0.40 \cdot 10^{-17} \text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.25$ . Los n<sup>os</sup> indican el ID de cada brote..

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE III ZW 102

<i>ID</i>	$\Delta\alpha('')$	$\Delta\delta('')$	$R('')$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	1.26	139.16	74.41 ± 21.75	39.66 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	0.04 ± 0.01	34.88 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	236.41	650.00	64.59	9.82
2	-6.0	-4.9	1.17	128.99	42.63 ± 15.64	39.42 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.20</sub>	0.02 ± 0.01	34.70 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	47.11	488.00	33.98	8.65
3	-5.6	-1.7	0.97	106.39	32.88 ± 14.31	39.31 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.25</sub>	0.02 ± 0.01	34.76 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	88.89	430.00	26.72	6.16
4	-0.4	4.5	1.12	123.04	22.25 ± 8.32	39.14 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.20</sub>	0.01 ± 0.00	34.46 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	127.65	347.00	15.27	6.98
5	1.3	-4.9	1.04	115.02	22.11 ± 14.48	39.13 <sup>+0.22</sup> <sub>-0.47</sub>	0.01 ± 0.01	34.52 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	97.67	347.00	16.11	6.00
6	-2.6	-2.1	0.70	77.46	20.42 ± 12.53	39.10 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.41</sub>	0.01 ± 0.01	34.82 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.07</sub>	124.98	339.00	17.20	3.22
7	-1.5	-3.8	0.75	82.58	15.41 ± 11.57	38.98 <sup>+0.24</sup> <sub>-0.60</sub>	0.01 ± 0.01	34.65 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.09</sub>	68.66	292.00	11.93	3.49
8	-9.6	-2.8	1.04	114.42	14.65 ± 6.43	38.96 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.25</sub>	0.01 ± 0.00	34.34 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	58.68	278.00	8.35	6.30
9	-5.8	-7.0	0.81	88.94	14.51 ± 8.76	38.95 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.41</sub>	0.01 ± 0.00	34.56 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.07</sub>	46.37	282.00	10.70	3.81
10	4.7	-10.2	0.83	91.21	14.32 ± 6.62	38.95 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.27</sub>	0.01 ± 0.00	34.53 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	164.64	280.00	11.87	2.45
11	-8.6	5.1	0.87	95.59	10.70 ± 5.55	38.82 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.32</sub>	0.01 ± 0.00	34.36 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	132.71	238.00	6.62	4.08
12	-4.7	-8.3	0.67	73.86	10.24 ± 7.13	38.80 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.52</sub>	0.01 ± 0.00	34.57 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	62.63	237.00	7.74	2.50
13	-10.7	3.2	1.08	118.52	9.77 ± 4.89	38.78 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.30</sub>	0.01 ± 0.00	34.14 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	59.43	220.00	3.56	6.20
14	-8.1	-6.6	0.66	72.93	9.27 ± 6.45	38.76 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.51</sub>	0.01 ± 0.00	34.53 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	81.48	225.00	6.79	2.47
15	-1.7	-10.3	0.68	74.78	8.97 ± 5.81	38.74 <sup>+0.22</sup> <sub>-0.46</sub>	0.00 ± 0.00	34.50 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	70.10	221.00	6.74	2.22
16	-1.5	-8.8	0.66	72.93	7.94 ± 6.19	38.69 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.66</sub>	0.00 ± 0.00	34.47 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.09</sub>	57.35	207.00	5.65	2.28
17	2.6	-9.8	0.62	68.09	6.77 ± 5.90	38.62 <sup>+0.27</sup> <sub>-0.90</sub>	0.00 ± 0.00	34.46 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.11</sub>	103.34	191.00	5.18	1.58
18	-3.0	2.8	0.65	71.99	5.78 ± 4.09	38.55 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.54</sub>	0.00 ± 0.00	34.34 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	94.13	174.00	3.11	2.67
19	-4.3	5.1	0.76	83.40	5.19 ± 3.61	38.51 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.51</sub>	0.00 ± 0.00	34.17 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	71.40	161.00	1.86	3.33
20	1.5	-14.9	1.04	114.42	4.85 ± 1.87	38.48 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.21</sub>	0.00 ± 0.00	33.86 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	82.89	146.00	1.68	3.18
21	1.7	-8.1	0.51	56.01	4.63 ± 5.19	38.46 <sup>+0.32</sup> <sub>-0.96</sub>	0.00 ± 0.00	34.46 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.14</sub>	106.31	158.00	3.38	1.25
22	-7.1	-2.3	0.40	43.70	4.58 ± 6.20	38.45 <sup>+0.37</sup> <sub>-0.45</sub>	0.00 ± 0.00	34.67 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.18</sub>	74.37	159.00	3.57	1.01
23	3.9	-5.8	0.56	61.80	3.89 ± 5.43	38.38 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.40</sub>	0.00 ± 0.00	34.30 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.19</sub>	101.13	142.00	2.50	1.40
24	-6.4	-25.8	1.28	140.62	3.46 ± 0.43	38.33 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	0.00 ± 0.00	33.54 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.01</sub>	106.20	109.00	3.47	...
25	17.3	-1.1	1.49	163.91	3.40 ± 0.44	38.32 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	0.00 ± 0.00	33.40 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.01</sub>	83.08	101.00	3.71	...
26	0.2	-9.0	0.38	42.11	2.38 ± 3.50	38.17 <sup>+0.39</sup> <sub>-0.34</sub>	0.00 ± 0.00	34.42 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.20</sub>	70.19	113.00	1.66	0.72

27	-14.1	-1.5	0.63	69.09	2.37 ± 1.87	38.16 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.70</sub>	0.00 ± 0.00	33.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.10</sub>	57.56	105.00	0.62	1.74
28	-12.0	0.8	0.62	68.09	2.32 ± 2.09	38.16 <sup>+0.28</sup> <sub>-0.97</sub>	0.00 ± 0.00	33.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.11</sub>	32.60	104.00	0.35	1.97
29	-3.6	-11.8	0.54	59.55	2.29 ± 1.90	38.15 <sup>+0.26</sup> <sub>-0.77</sub>	0.00 ± 0.00	34.10 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.10</sub>	63.06	106.00	0.97	1.32
30	-7.9	-12.4	0.98	108.30	2.26 ± 1.20	38.14 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.33</sub>	0.00 ± 0.00	33.58 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	49.14	90.00	0.00	2.26
31	-22.9	-25.6	1.26	138.67	1.87 ± 0.25	38.06 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	0.00 ± 0.00	33.28 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.01</sub>	97.19	69.00	2.07	...
32	-0.9	-19.4	0.84	92.69	1.85 ± 0.79	38.06 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.24</sub>	0.00 ± 0.00	33.63 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	100.52	83.00	0.57	1.28
33	-5.6	-22.7	1.23	135.69	1.62 ± 0.47	38.00 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	0.00 ± 0.00	33.24 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	53.89	63.00	0.59	1.03
34	-8.5	6.6	0.35	38.73	1.56 ± 2.52	37.98 <sup>+0.42</sup> <sub>-0.20</sub>	0.00 ± 0.00	34.31 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.22</sub>	129.34	90.00	0.94	0.62
35	-38.7	-31.0	0.97	106.39	1.50 ± 0.44	37.96 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	0.00 ± 0.00	33.41 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	372.46	67.00	1.49	0.01
36	25.2	13.0	1.20	132.64	1.27 ± 0.33	37.89 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.13</sub>	0.00 ± 0.00	33.15 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	134.82	52.00	1.86	...
37	-13.2	5.8	0.70	76.58	1.24 ± 0.84	37.88 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.50</sub>	0.00 ± 0.00	33.62 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	50.10	68.00	0.00	1.24
38	13.3	-10.5	1.00	110.17	1.21 ± 0.48	37.87 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.22</sub>	0.00 ± 0.00	33.29 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	83.04	56.00	0.22	0.99
39	10.0	-9.8	0.89	97.71	1.18 ± 0.61	37.86 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.32</sub>	0.00 ± 0.00	33.38 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	53.91	59.00	0.00	1.18
40	-17.9	1.7	0.78	85.82	1.10 ± 0.68	37.83 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.42</sub>	0.00 ± 0.00	33.47 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.07</sub>	28.67	59.00	0.00	1.10
41	-24.4	2.3	1.21	133.15	0.88 ± 0.38	37.73 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.25</sub>	0.00 ± 0.00	32.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	25.14	38.00	1.41	...
42	-21.2	-0.9	1.12	123.59	0.86 ± 0.43	37.73 <sup>+0.17</sup> <sub>-0.30</sub>	0.00 ± 0.00	33.04 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	23.10	40.00	0.08	0.78
43	-2.6	-15.6	0.80	88.17	0.81 ± 0.41	37.70 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.31</sub>	0.00 ± 0.00	33.31 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	27.25	46.00	0.00	0.81
44	13.9	-6.0	0.79	86.61	0.79 ± 0.40	37.69 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.30</sub>	0.00 ± 0.00	33.31 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	49.66	46.00	0.17	0.62
45	-12.6	-1.9	0.35	38.73	0.68 ± 1.20	37.62 <sup>+0.44</sup> <sub>-0.11</sub>	0.00 ± 0.00	33.95 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.25</sub>	47.04	56.00	0.07	0.61
46	10.3	-19.4	0.95	105.10	0.61 ± 0.21	37.57 <sup>+0.13</sup> <sub>-0.19</sub>	0.00 ± 0.00	33.03 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	20.28	33.00	0.08	0.53
47	0.9	-16.9	0.47	52.23	0.54 ± 0.60	37.52 <sup>+0.33</sup> <sub>-0.93</sub>	0.00 ± 0.00	33.59 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.14</sub>	79.06	44.00	0.01	0.53
48	-6.8	36.7	0.79	86.61	0.41 ± 0.17	37.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.23</sub>	0.00 ± 0.00	33.03 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	147.72	27.00	0.97	...
49	14.1	-7.9	0.62	68.09	0.39 ± 0.35	37.38 <sup>+0.28</sup> <sub>-1.00</sub>	0.00 ± 0.00	33.22 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.11</sub>	55.52	30.00	0.04	0.35
50	-7.5	33.8	0.92	101.14	0.37 ± 0.21	37.35 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.38</sub>	0.00 ± 0.00	32.85 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.07</sub>	72.16	22.00	1.53	...
51	0.4	-18.4	0.40	43.70	0.33 ± 0.46	37.31 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.41</sub>	0.00 ± 0.00	33.54 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.18</sub>	72.18	34.00	0.01	0.32
52	12.0	-8.6	0.49	53.52	0.24 ± 0.33	37.16 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.39</sub>	0.00 ± 0.00	33.21 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.19</sub>	38.84	23.00	0.00	0.24
53	24.8	8.8	0.65	71.04	0.21 ± 0.14	37.12 <sup>+0.22</sup> <sub>-0.46</sub>	0.00 ± 0.00	32.92 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.08</sub>	85.80	18.00	0.44	...
54	33.5	16.2	0.66	72.93	0.19 ± 0.14	37.07 <sup>+0.24</sup> <sub>-0.58</sub>	0.00 ± 0.00	32.85 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.09</sub>	95.91	16.00	0.20	...
55	13.2	15.6	0.70	76.58	0.18 ± 0.20	37.06 <sup>+0.32</sup> <sub>-1.13</sub>	0.00 ± 0.00	32.79 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.14</sub>	40.80	14.00	0.12	0.06
56	-13.0	-10.3	0.40	43.70	0.18 ± 0.26	37.05 <sup>+0.39</sup> <sub>-0.37</sub>	0.00 ± 0.00	33.27 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.19</sub>	18.86	21.00	0.00	0.18

57	22.7	13.7	0.55	60.68	$0.17 \pm 0.16$	$37.01^{+0.29}_{-1.45}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.95^{+0.04}_{-0.12}$	81.28	16.00	0.29	...
58	-36.8	-31.6	0.41	45.23	$0.16 \pm 0.21$	$36.99^{+0.37}_{-0.49}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.19^{+0.04}_{-0.17}$	239.90	19.00	0.15	0.01
59	-34.0	-25.4	0.57	62.89	$0.15 \pm 0.11$	$36.97^{+0.24}_{-0.56}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.88^{+0.04}_{-0.09}$	79.80	14.00	0.17	...
60	-16.7	-26.7	0.58	63.96	$0.15 \pm 0.14$	$36.97^{+0.28}_{-1.13}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.86^{+0.04}_{-0.11}$	45.37	14.00	0.24	...
61	25.2	10.2	0.35	38.73	$0.05 \pm 0.09$	$36.50^{+0.44}_{-0.12}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.82^{+0.04}_{-0.26}$	74.69	8.00	0.11	...
62	-29.1	-7.3	0.34	36.93	$0.04 \pm 0.08$	$36.41^{+0.47}_{-0.04}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.78^{+0.04}_{-0.28}$	29.02	7.00	0.18	...
63	-15.8	-5.6	0.38	42.11	$0.04 \pm 0.25$	$36.41^{+0.85}_{-0.70}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.66^{+0.04}_{-0.29}$	19.90	6.00	0.00	0.04
64	-15.8	-7.5	0.35	38.73	$0.03 \pm 0.19$	$36.23^{+0.90}_{-0.77}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.56^{+0.04}_{-0.15}$	15.75	4.00	0.00	0.03
65	-12.0	-12.2	0.65	71.99	$0.02 \pm 0.37$	$36.09^{+1.29}_{-1.24}$	$0.00 \pm 0.00$	$31.88^{+0.04}_{-0.56}$	16.90	1.00	0.00	0.02

Tabla 13: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.12. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE III Zw 102

<i>ID</i>	<i>m<sub>U</sub></i>	<i>m<sub>B</sub></i>	<i>m<sub>V</sub></i>	<i>m<sub>R</sub></i>	<i>m<sub>I</sub></i>	<i>U - B</i>	<i>B - V</i>	<i>V - R</i>	<i>R - I</i>
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	17.75	17.96 ± 0.38	17.26 ± 0.38	16.90 ± 0.38	...	-0.21	0.70 ± 0.76	0.36 ± 0.76	...
2	17.41	17.26 ± 0.42	16.37 ± 0.42	15.99 ± 0.42	...	0.15	0.89 ± 0.83	0.38 ± 0.83	...
3	17.84	17.90 ± 0.48	17.15 ± 0.49	16.85 ± 0.49	...	-0.06	0.75 ± 0.97	0.30 ± 0.97	...
4	18.36	18.57 ± 0.42	17.92 ± 0.42	17.63 ± 0.42	...	-0.21	0.65 ± 0.84	0.29 ± 0.85	...
5	18.66	18.44 ± 0.61	17.63 ± 0.61	17.25 ± 0.61	...	0.22	0.82 ± 1.22	0.38 ± 1.21	...
6	18.80	18.67 ± 0.62	17.94 ± 0.62	17.63 ± 0.62	...	0.13	0.73 ± 1.24	0.31 ± 1.24	...
7	18.52	18.55 ± 0.65	17.78 ± 0.66	17.45 ± 0.66	...	-0.03	0.77 ± 1.31	0.33 ± 1.32	...
8	18.72	18.50 ± 0.47	17.61 ± 0.47	17.19 ± 0.47	...	0.22	0.89 ± 0.93	0.42 ± 0.93	...
9	18.68	18.37 ± 0.56	17.42 ± 0.56	16.97 ± 0.56	...	0.31	0.95 ± 1.13	0.45 ± 1.13	...
10	19.29	19.66 ± 0.54	18.88 ± 0.55	18.49 ± 0.54	...	-0.37	0.78 ± 1.08	0.39 ± 1.09	...
11	19.36	19.39 ± 0.55	18.68 ± 0.55	18.35 ± 0.55	...	-0.03	0.71 ± 1.11	0.33 ± 1.11	...
12	19.40	19.00 ± 0.67	18.06 ± 0.67	17.61 ± 0.67	...	0.40	0.94 ± 1.33	0.45 ± 1.33	...
13	18.85	18.72 ± 0.50	17.98 ± 0.50	17.64 ± 0.50	...	0.13	0.75 ± 1.01	0.33 ± 1.00	...
14	19.84	19.41 ± 0.69	18.43 ± 0.69	17.93 ± 0.68	...	0.43	0.98 ± 1.37	0.50 ± 1.37	...
15	19.15	19.27 ± 0.64	18.44 ± 0.65	18.06 ± 0.65	...	-0.12	0.83 ± 1.29	0.38 ± 1.29	...
16	19.17	19.11 ± 0.67	18.29 ± 0.67	17.93 ± 0.68	...	0.06	0.82 ± 1.35	0.36 ± 1.35	...
17	19.81	19.91 ± 0.74	19.12 ± 0.74	18.76 ± 0.75	...	-0.10	0.79 ± 1.49	0.37 ± 1.49	...
18	19.57	19.55 ± 0.67	18.90 ± 0.67	18.63 ± 0.67	...	0.02	0.65 ± 1.33	0.27 ± 1.33	...
19	19.49	19.44 ± 0.63	18.76 ± 0.63	18.47 ± 0.63	...	0.05	0.68 ± 1.26	0.29 ± 1.26	...
20	20.65	20.14 ± 0.48	19.15 ± 0.48	18.62 ± 0.48	...	0.51	0.99 ± 0.97	0.53 ± 0.96	...
21	20.46	20.19 ± 0.87	19.38 ± 0.86	19.01 ± 0.87	...	0.27	0.81 ± 1.73	0.37 ± 1.73	...
22	19.91	19.91 ± 0.96	19.12 ± 0.96	18.79 ± 0.96	...	0.00	0.79 ± 1.92	0.33 ± 1.92	...
23	20.43	20.46 ± 0.99	19.65 ± 0.99	19.29 ± 0.99	...	-0.03	0.81 ± 1.98	0.36 ± 1.99	...
24	20.78	20.72 ± 0.37	19.77 ± 0.38	19.31 ± 0.38	...	0.06	0.95 ± 0.75	0.46 ± 0.76	...
25	20.36	20.30 ± 0.32	19.46 ± 0.33	19.08 ± 0.33	...	0.06	0.85 ± 0.65	0.37 ± 0.66	...
26	20.60	20.57 ± 1.01	19.76 ± 1.01	19.41 ± 1.01	...	0.03	0.80 ± 2.02	0.36 ± 2.02	...
27	20.93	20.38 ± 0.71	19.45 ± 0.71	18.99 ± 0.71	...	0.55	0.93 ± 1.43	0.47 ± 1.42	...
28	19.97	19.93 ± 0.71	19.09 ± 0.71	18.71 ± 0.72	...	0.04	0.84 ± 1.43	0.38 ± 1.43	...
29	21.40	20.53 ± 0.80	19.56 ± 0.80	19.06 ± 0.79	...	0.87	0.97 ± 1.60	0.51 ± 1.59	...
30	21.01	20.17 ± 0.53	19.14 ± 0.54	18.59 ± 0.53	...	0.84	1.03 ± 1.07	0.54 ± 1.07	...
31	21.09	21.14 ± 0.35	20.27 ± 0.36	19.96 ± 0.36	...	-0.05	0.87 ± 0.72	0.32 ± 0.73	...
32	21.42	21.21 ± 0.51	20.24 ± 0.52	19.73 ± 0.52	...	0.21	0.97 ± 1.03	0.52 ± 1.04	...
33	21.00	20.67 ± 0.41	19.68 ± 0.42	19.20 ± 0.42	...	0.33	0.99 ± 0.84	0.48 ± 0.85	...
34	21.37	21.69 ± 1.13	20.94 ± 1.13	20.57 ± 1.12	...	-0.32	0.75 ± 2.25	0.37 ± 2.25	...
35	22.21	22.70 ± 0.50	22.01 ± 0.49	21.69 ± 0.46	...	-0.49	0.68 ± 0.99	0.32 ± 0.95	...
36	21.66	22.09 ± 0.39	21.13 ± 0.40	20.80 ± 0.39	...	-0.43	0.96 ± 0.79	0.32 ± 0.79	...
37	21.37	20.71 ± 0.65	19.84 ± 0.65	19.41 ± 0.64	...	0.66	0.87 ± 1.29	0.43 ± 1.29	...
38	21.79	21.41 ± 0.46	20.50 ± 0.47	20.00 ± 0.46	...	0.38	0.91 ± 0.93	0.50 ± 0.93	...

39	21.35	21.02 ± 0.55	20.10 ± 0.54	19.65 ± 0.54	...	0.33	0.92 ± 1.09	0.45 ± 1.07	...
40	20.74	20.38 ± 0.56	19.51 ± 0.55	19.15 ± 0.56	...	0.36	0.88 ± 1.11	0.36 ± 1.11	...
41	20.45	20.03 ± 0.41	19.15 ± 0.41	18.82 ± 0.41	...	0.42	0.87 ± 0.82	0.33 ± 0.82	...
42	20.34	19.91 ± 0.43	19.04 ± 0.43	18.69 ± 0.43	...	0.43	0.87 ± 0.86	0.35 ± 0.86	...
43	21.50	20.93 ± 0.56	19.90 ± 0.56	19.35 ± 0.56	...	0.57	1.04 ± 1.12	0.54 ± 1.13	...
44	21.57	21.48 ± 0.57	20.58 ± 0.57	20.18 ± 0.57	...	0.09	0.90 ± 1.14	0.40 ± 1.14	...
45	22.36	21.50 ± 1.13	20.55 ± 1.13	20.06 ± 1.13	...	0.86	0.95 ± 2.26	0.49 ± 2.26	...
46	21.07	20.75 ± 0.47	19.75 ± 0.47	19.37 ± 0.47	...	0.32	0.99 ± 0.94	0.39 ± 0.94	...
47	22.76	22.39 ± 0.86	21.36 ± 0.86	20.81 ± 0.86	...	0.37	1.03 ± 1.72	0.55 ± 1.72	...
48	22.59	23.09 ± 0.56	22.21 ± 0.57	22.08 ± 0.56	...	-0.50	0.87 ± 1.13	0.13 ± 1.13	...
49	22.40	22.24 ± 0.72	21.34 ± 0.72	20.92 ± 0.72	...	0.16	0.90 ± 1.44	0.42 ± 1.44	...
50	22.16	22.44 ± 0.55	21.56 ± 0.53	21.31 ± 0.52	...	-0.28	0.88 ± 1.08	0.25 ± 1.05	...
51	23.13	22.83 ± 0.95	21.86 ± 0.97	21.32 ± 0.96	...	0.30	0.97 ± 1.91	0.53 ± 1.93	...
52	22.42	22.48 ± 0.91	21.62 ± 0.92	21.22 ± 0.92	...	-0.06	0.86 ± 1.84	0.40 ± 1.84	...
53	23.57	23.46 ± 0.71	22.46 ± 0.68	22.20 ± 0.68	...	0.11	1.01 ± 1.38	0.25 ± 1.36	...
54	23.02	24.10 ± 0.71	23.10 ± 0.64	23.06 ± 0.65	...	-1.08	1.01 ± 1.35	0.04 ± 1.29	...
55	21.83	22.29 ± 0.65	21.46 ± 0.65	21.20 ± 0.65	...	-0.46	0.83 ± 1.30	0.26 ± 1.30	...
56	22.70	22.04 ± 0.97	21.02 ± 0.97	20.56 ± 0.96	...	0.66	1.01 ± 1.93	0.46 ± 1.93	...
57	23.60	23.79 ± 0.76	22.78 ± 0.78	22.46 ± 0.76	...	-0.19	1.02 ± 1.54	0.32 ± 1.54	...
58	24.12	24.51 ± 0.95	23.92 ± 0.99	23.72 ± 1.00	...	-0.39	0.59 ± 1.94	0.20 ± 1.99	...
59	22.92	23.55 ± 0.71	22.87 ± 0.73	22.60 ± 0.71	...	-0.63	0.68 ± 1.44	0.27 ± 1.44	...
60	22.82	22.73 ± 0.71	21.84 ± 0.71	21.53 ± 0.73	...	0.09	0.89 ± 1.42	0.31 ± 1.44	...
61	24.97	24.69 ± 1.05	23.82 ± 1.06	23.60 ± 1.07	...	0.28	0.86 ± 2.11	0.22 ± 2.13	...
62	23.79	23.74 ± 1.12	22.77 ± 1.12	22.44 ± 1.12	...	0.05	0.98 ± 2.24	0.33 ± 2.24	...
63	23.41	22.40 ± 1.14	21.33 ± 1.14	20.82 ± 1.13	...	1.01	1.07 ± 2.27	0.51 ± 2.27	...
64	23.06	22.51 ± 1.13	21.49 ± 1.13	21.05 ± 1.12	...	0.55	1.02 ± 2.26	0.44 ± 2.25	...
65	21.63	21.03 ± 0.79	20.09 ± 0.80	19.68 ± 0.80	...	0.60	0.94 ± 1.59	0.40 ± 1.60	...

Tabla 1.14: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.13. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción Galáctica.

Nota.- Observaciones en el filtro I Johnson no disponible

## 3.4.8 Mrk 324

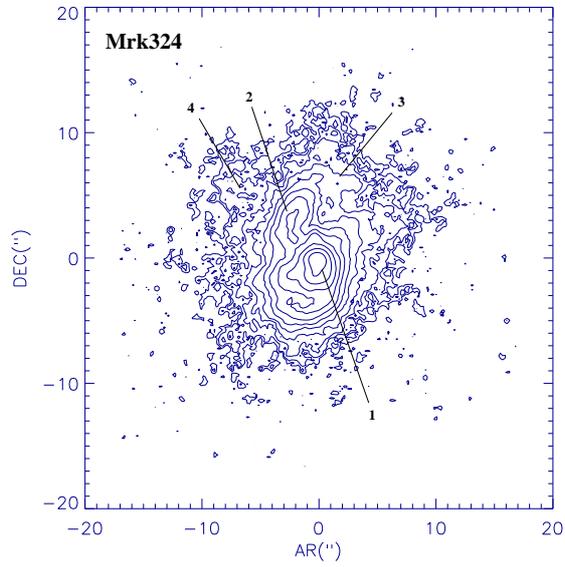


Figura 3.13: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 0.15 \cdot 10^{-17} \text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.50$ . Los  $n^{os}$  indican el ID de cada brote..

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE MRK 324

<i>ID</i>	$\Delta\alpha''$	$\Delta\delta''$	$R''$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	2.65	288.59	$84.54 \pm 5.59$	$39.70^{+0.03}_{-0.03}$	$0.04 \pm 0.00$	$34.28^{+0.05}_{-0.01}$	630.15	489.00	80.81	3.72
2	-2.3	3.0	0.79	86.31	$3.86 \pm 1.96$	$38.36^{+0.18}_{-0.31}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.99^{+0.05}_{-0.06}$	...	100.00	3.40	0.46
3	1.7	6.0	0.65	71.10	$0.55 \pm 0.34$	$37.52^{+0.21}_{-0.42}$	$0.00 \pm 0.00$	$33.32^{+0.05}_{-0.07}$	...	29.00	0.45	0.10
4	-7.5	5.5	0.87	94.41	$0.38 \pm 0.13$	$37.34^{+0.13}_{-0.19}$	$0.00 \pm 0.00$	$32.90^{+0.05}_{-0.04}$	...	18.00	0.00	0.38

Tabla 3.15: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.13. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE MRK 324

<i>ID</i>	<i>m<sub>U</sub></i>	<i>m<sub>B</sub></i>	<i>m<sub>V</sub></i>	<i>m<sub>R</sub></i>	<i>m<sub>I</sub></i>	<i>U - B</i>	<i>B - V</i>	<i>V - R</i>	<i>R - I</i>
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	14.53	16.10 ± 0.18	15.89 ± 0.18	16.39 ± 0.18	15.70 ± 0.18	-1.57	0.21 ± 0.35	-0.50 ± 0.36	0.69 ± 0.36
2	18.35	19.74 ± 0.78	19.52 ± 0.77	20.01 ± 0.77	19.33 ± 0.78	-1.39	0.22 ± 1.56	-0.49 ± 1.55	0.68 ± 1.55
3	20.89	22.36 ± 0.88	21.99 ± 0.87	22.23 ± 0.85	21.69 ± 0.88	-1.47	0.37 ± 1.75	-0.24 ± 1.72	0.54 ± 1.73
4	21.58	22.82 ± 0.70	22.54 ± 0.70	22.89 ± 0.68	22.06 ± 0.74	-1.24	0.27 ± 1.41	-0.35 ± 1.39	0.83 ± 1.42

Tabla 3.16: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.15. Descripción del resto de columnas ídem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción interna del objeto y extinción Galáctica.

## 3.4.9 III Zw 107

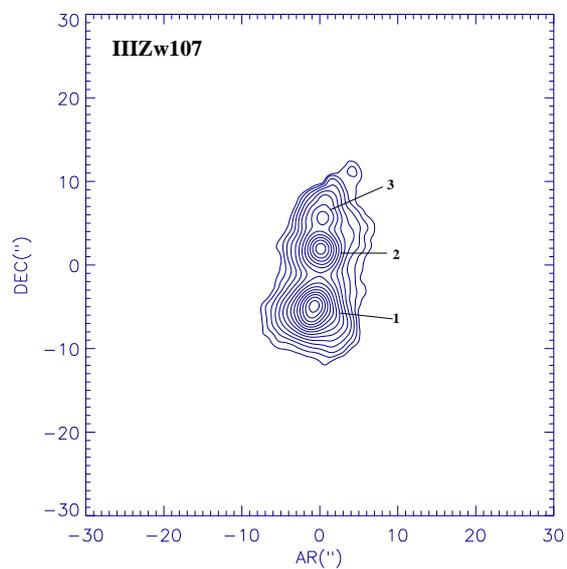


Figura 3.14: Mapa de isocontornos en magnitudes definidos a partir de un  $flujo_{limit} = 0.30 \cdot 10^{-17} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$  y equiespaciados según  $\Delta mag = 0.50$ . Los n<sup>os</sup> indican el ID de cada brote..

CATÁLOGO BANDA ESTRECHA DE III Zw 107

<i>ID</i>	$\Delta\alpha('')$	$\Delta\delta('')$	$R('')$	$R(pc)$	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	$SFR$	$SB$	$EW(H\alpha)$	S/N	$F_{net}$	$F_{diff}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
1	0.0	0.0	3.34	1262.85	$292.16 \pm 6.15$	$41.33^{+0.01}_{-0.01}$	$1.69 \pm 0.04$	$34.63^{+0.01}_{-0.00}$	231.11	1119.00	290.12	2.04
2	0.8	7.0	2.19	828.82	$88.05 \pm 5.74$	$40.81^{+0.03}_{-0.03}$	$0.51 \pm 0.03$	$34.47^{+0.01}_{-0.01}$	86.33	609.00	86.99	1.06
3	1.1	10.5	0.98	370.22	$6.64 \pm 2.81$	$39.68^{+0.15}_{-0.24}$	$0.04 \pm 0.02$	$34.05^{+0.01}_{-0.05}$	76.99	159.00	6.37	0.26

Tabla 3.17: Col 1: N° de identificación de cada brote catalogado, ver Fig. 3.14. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.1.

CATÁLOGO BANDA ANCHA DE III Zw 107

$ID$	$m_U$	$m_B$	$m_V$	$m_R$	$m_I$	$U - B$	$B - V$	$V - R$	$R - I$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1	15.90	$16.34 \pm 0.09$	$15.76 \pm 0.08$	$15.96 \pm 0.08$	$15.31 \pm 0.08$	-0.44	$0.58 \pm 0.16$	$-0.20 \pm 0.15$	$0.65 \pm 0.16$
2	16.05	$16.60 \pm 0.15$	$16.14 \pm 0.13$	$16.34 \pm 0.13$	$15.61 \pm 0.13$	-0.55	$0.46 \pm 0.28$	$-0.20 \pm 0.26$	$0.72 \pm 0.26$
3	18.36	$18.95 \pm 0.45$	$18.52 \pm 0.44$	$18.79 \pm 0.44$	$18.10 \pm 0.44$	-0.59	$0.42 \pm 0.89$	$-0.27 \pm 0.88$	$0.69 \pm 0.88$

Tabla 3.18: Col. 1: N<sup>o</sup> de identificación de cada brote catalogado según la Tabla 3.17. Descripción del resto de columnas idem a Tabla 3.2. Los datos han sido corregidos de extinción Galáctica.

Nota.- Observaciones en el filtro U Johnson no disponibles.

# 4

---

## Modelos de síntesis evolutiva: Propiedades de los cúmulos ionizantes

En este capítulo abordamos un análisis centrado en los modelos de síntesis evolutiva, especialmente elaborados para el estudio de la formación estelar. Se analizará el método empleado para el cálculo de edades y masas de los cúmulos ionizantes, examinando los estimadores de la edad de la población joven más óptimos. Tras la discusión se calcularán las edades y masas estelares de los cúmulos ionizantes catalogados para cada galaxia.

### 4.1 Caracterización de las Poblaciones Estelares

La distancia a la que se encuentran nuestros objetos, hace imposible que podamos resolver los brotes de formación estelar censados, en conjuntos de estrellas individuales. De manera que para inferir la historia de la formación estelar actual, debemos recurrir a comparar ciertos parámetros integrados, como el flujo, los colores, espectros, etc, de cada brote con los modelos de síntesis evolutiva. Mediante una descripción simple, podemos decir que, estos modelos se construyen seleccionando varios conjuntos de estrellas, que se forman siguiendo una ley de formación estelar (continua o instantánea) a un ritmo determinado, con una función inicial de masas IMF<sup>1</sup>, mediante la cual se representan todas las poblaciones estelares comprendidas en un intervalo de masas, y a partir de sus trazas evolutivas, se deriva la evolución temporal de sus temperaturas efectivas y luminosidades bolométricas, las cuales, se pueden traducir a colores (o luminosidades) de la población compuesta.

Dependiendo de las características de la población estelar a analizar, estaremos más interesados en modelos que reproducen las propiedades de sistemas evolucionados, como las poblaciones presentes en galaxias elípticas (ver modelos de Vazdekis et al. 1996; Bruzual y Charlot 1993, 2003), o de sistemas dominados por eventos de formación estelar reciente (ver modelos de Olofsson 1995; Mas-Hesse y Kunth 1991; Leitherer y Heckman 1995; Leitherer et

---

<sup>1</sup>de su acrónimo del inglés **I**nitial **M**ass **F**unction

al. 1999). En particular, nosotros, para determinar las propiedades individuales de nuestros brotes, combinamos ciertos parámetros observados con las predicciones del conjunto de modelos de síntesis evolutiva que componen *Starburst99* (Leitherer et al. 1999). El hecho de usar estos modelos, es porque están optimizados para el estudio de regiones HII y/o galaxias con formación estelar, con disponibilidad y libre acceso en la red<sup>2</sup>. Además, dentro de las propiedades que es capaz de reproducir *Starburst99* (para la evolución de un evento de FE), éste incluye la predicción evolutiva de colores en las bandas del óptico, como: U–B, B–V, V–R y V–I, así como la evolución temporal de la anchura equivalente en H $\alpha$ . Todos, observables obtenidos en los catálogos de brotes de FE en nuestra muestra de galaxias BCDs.

*Starburst99* constituye una versión actualizada y mejorada de los modelos de Leitherer & Heckman (1995). Se consideran dos leyes de formación estelar: *instantanea*, normalizada a un brote de  $10^6 M_{\odot}$ ; o *continua* (con una SFR constante de  $1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ). Las poblaciones estelares se pueden caracterizar mediante tres IMF distintas:

1. **Salpeter**, con un exponente  $\alpha = 2.35$  y un rango de masas  $1 \leq M/M_{\odot} \leq 100$ .
2. **Potencial**, con un exponente  $\alpha = 3.3$  y masas entre  $1 \leq M/M_{\odot} \leq 100$ . Ésta genera una mayor proporción de estrellas de baja masa respecto a la anterior.
3. **Salpeter**, truncada a un rango de masas  $1 \leq M/M_{\odot} \leq 30$ .

con la posibilidad de explorar cinco valores de metalicidad:  $Z = (2, 1, \frac{1}{5}, \frac{2}{5}, \frac{1}{20})Z_{\odot}$ . El rango espectral modelado abarca desde el UV hasta el IR cercano, a través de una evolución temporal en el intervalo  $10^6 - 10^9$  años.

Además de las propiedades anteriormente descritas, las principales características de *Starburst99* son:

#### *Modelos de Atmósfera*

Tienen en cuenta los vientos estelares de las estrellas masivas y *Wolf–Rayet*, y los modelos de cuerpos oscuros para las estrellas frías (Schmutz et al. 1992). Los modelos originales usaban las librerías de Lejeune et al. (1997), basadas en una red de atmósferas de las distintas estrellas que pueblan el diagrama Hertzsprung–Russell, incluyendo las estrellas más frías. Estaban optimizadas para estrellas masivas, presentando más incertidumbres en la predicción de los modelos para edades más avanzadas (especialmente en el infrarojo cercano). Posteriormente, se actualizaron los modelos para mejorar este problema, introduciendo las librerías que incorporan la evolución de estrellas más viejas y menos masivas (Vázquez y Leitherer 2005), y las librerías de alta resolución espectral de Martins et al. (2005). También incluyen modelos de *Atmósfera Extendida* para estrellas con temperaturas superficiales mayores de 25000 K y con contenido de hidrógeno en la superficie, menor del 0.4.

#### *Trazas evolutivas*

*Starburst99* se realizó originalmente con las librerías del grupo de Ginebra que, como

<sup>2</sup><http://www.stsci.edu/science/starburst99/>

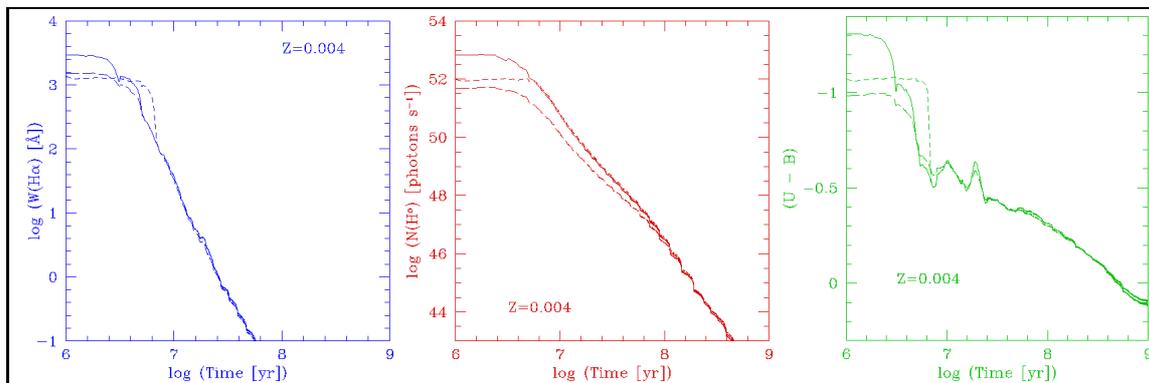


Figura 4.1: Evolución temporal de la anchura equivalente en  $H\alpha$ , el número de fotones ionizantes y el color  $U-B$ , obtenidos con *Starburst99*, para un brote de  $10^6 M_{\odot}$  y metalicidad  $Z=0.004$ . La línea continua representa la predicción de los modelos para una IMF de Salpeter con  $\alpha = 2.35$  y límite de masa superior  $M_{up}=100 M_{\odot}$ . La línea discontinua de trazos largos, para una IMF con  $\alpha = 3.30$  y  $M_{up} = 100 M_{\odot}$ , y la línea discontinua de trazos cortos, para una IMF de Salpeter con  $\alpha = 2.35$  y  $M_{up} = 30 M_{\odot}$ .

novedad, incorporaba la evolución estelar hasta la fase AGB, hasta que las estrellas sufren el primer pulso térmico, junto con las de Meynet et al. (1994), que incluye la evolución de estrellas de  $12-25 M_{\odot}$  con pérdida de masa, y los de Schaller et al. (1992), Schaerer et al. (1993a), (1993b) y Charbonnel et al. (1993) para estrellas de entre  $0.8$  y  $12 M_{\odot}$ , que tienen una pérdida de material por vientos estelares de forma más moderada. También se incluyeron en los modelos las estrellas *Wolf-Rayet* pero sin incluir los vientos. Con posterioridad (en 2002), se actualizaron las librerías para tener en cuenta los nuevos modelos de atmósfera de estrellas WR que reproducen el *line blanketing*, y nuevas librerías de estrellas O considerando las atmósferas no-LTE (Smith, Norris y Crowther 2002). No se incluye la evolución de sistemas binarios.

Por último, se mejoraron en el código las subrutinas que trataban la evolución de la fase supernova, y se incorporaron los modelos de fotoionización (MAPPINGS III) de Kewley et al. (2001).

#### 4.1.1 Edades y masas de los cúmulos ionizantes

El proceso de datación de los brotes de FE, consiste en seleccionar uno o varios estimadores, cuya evolución fotométrica dependa de la edad del cúmulo. A partir de la evolución temporal de estos, podemos deducir la edad, que en base a la información obtenida en nuestros catálogos fotométricos, la responsabilidad de ejercer de trazador de las poblaciones jóvenes, recaerá en la anchura equivalente y en los colores. Para comparar nuestros observables con los modelos, debemos seleccionar los modelos cuya metalicidad más se aproxima a la del objeto, ya que las predicciones de los mismos es muy sensible a este parámetro. Los valores de la metalicidad fueron obtenidos de diversas fuentes: Mrk 370, Mrk 600, Mrk 5 de Cairós (2000), II Zw 71 (Thuan et al. 1995; Izotov y Thuan 1999), Mrk 297 y III Zw 102 de García-Lorenzo et al. (2008) y III Zw 107 de López-Sánchez 2006. Para cada galaxia,

seleccionamos los modelos cuya metalicidad más se ajustaba a su valor observado. Para el resto supusimos los valores, seleccionando para Mrk 324 una  $Z=0.1 Z_{\odot}$ , basándonos en su similitud morfológica con Mrk 600 (*Nucleada*).

Los modelos de *Starburst99* están compilados para estudiar la evolución de un evento de formación estelar cuya masa es de  $10^6 M_{\odot}$ , de manera que, una vez obtenida la edad de los brotes (mediante algún estimador como la  $EW(H\alpha)$  o el color  $U-B$ ; ver *Figura 4.1*), necesitaremos un factor de escala, que nos de la información de las masas estelares de nuestros cúmulos, a partir de la evolución de uno de  $10^6 M_{\odot}$ . Ese factor de escala viene dado por el *número de fotones*. Dado el número de fotones ionizantes de un cúmulo de masa  $M=10^6 M_{\odot}$ , y el número de fotones ionizantes de nuestras regiones, derivamos nuestras masas como:

$$M_b(M_{\odot}) = \frac{N_1(H)}{N_0(H)} \cdot 10^6 M_{\odot} \quad (4.1)$$

El número de fotones ionizantes del cúmulo del modelo  $N_0(H)$  se deriva a partir de la edad del brote, mientras que el número de fotones ionizantes de nuestros cúmulos,  $N_1(H)$ , se obtiene de la relación directa entre  $N_1(H)$  con la luminosidad  $H\alpha$  de cada brote (Osterbrock 1989):

$$N_1(H) = 7.31 \cdot 10^{11} L(H\alpha) \quad (4.2)$$

La precisión en la determinación de la edad de los modelos es de  $\sim 1$  Maños. A una determinada edad del brote, en los modelos aparecen bandas de “oscilación” en torno a un rango de colores, produciendo valores multivaluados entorno a los mismos. Esto es distintas edades del brote presentan el mismo color (ver *Figura 4.1*). Esta degeneración desaparece, cuando usamos junto al color, la anchura equivalente, por lo tanto tener la  $EW(H\alpha)$  y un color, nos ayudará a determinar con mayor precisión la edad del brote en los modelos.

#### 4.1.2 Explorando los estimadores de edad

Seleccionar un trazador de edad fiable a partir de un parámetro fotométrico, en el que se integra toda la luz que viene de un brote es un proceso delicado, máxime cuando en el flujo integrado intervienen tantas componentes como: las estrellas jóvenes procedentes del evento de formación estelar, las estrellas que forman parte de la población vieja subyacente, el gas ionizado con sus múltiples líneas en emisión, el polvo, etc.

La *Figura 4.2* muestra para el caso de la galaxia Mrk 370, el cálculo de la edad de cada uno de los 25 brotes de este objeto, usando la  $EW(H\alpha)$  y los colores  $U-B$ ,  $B-V$ ,  $V-R$ ,  $V-I$  y  $U-I$ . Como se aprecia, en algunos brotes (el 14, 15 y 25), se dan edades anómalas obtenidas con colores como  $B-V$ ,  $U-B$  y  $U-I$ , presentando un exceso de color rojo. Para los demás brotes, el acuerdo es razonable, y la diferencia entre unos y otros está dentro de la edad promedio, y siempre dentro de un rango de edad comprendido entre 5 y 8 Maños.

En este punto, debemos destacar algo muy importante, y es que todos los trazadores, reproducen la misma historia de formación estelar para esta galaxia: esto es, los brotes son coetaneos. Esto se puede apreciar en la *Tabla 4.1* donde se muestra la media de la edad obtenida para cada estimador junto con su desviación estándar (descartando aquellos puntos en los que la edad tiene errores mayores y supere lo predecible por los modelos, edades  $> 10$  Maños). La *Figura 4.3* representa los valores de la  $EW(H\alpha)$  vs. los colores observados comparados con los valores de los modelos. Podemos apreciar que los mejores ajustes se producen con los colores U–B, B–V, U–I.

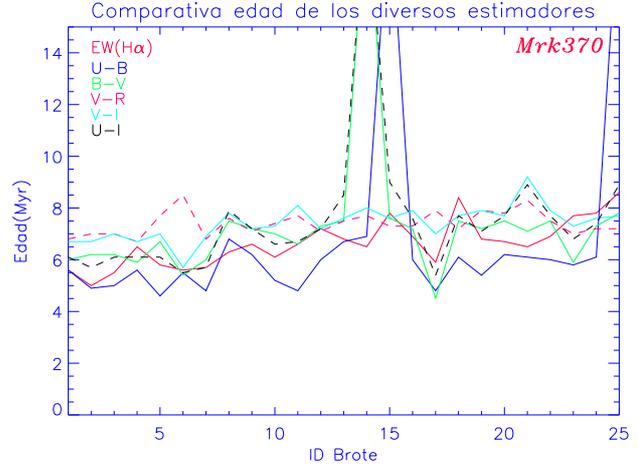


Figura 4.2: Edad de los brotes de Mrk 370 obtenida con todos los estimadores de edad.

EDADES PROMEDIO PARA MRK 370

$E_{EW}$ (1)	$E_{U-B}$ (2)	$E_{B-V}$ (3)	$E_{V-R}$ (4)	$E_{V-I}$ (5)	$E_{U-I}$ (6)
$6.6 \pm 0.9$	$5.7 \pm 0.7$	$6.8 \pm 0.8$	$7.4 \pm 0.5$	$7.4 \pm 0.7$	$7.1 \pm 1.1$

Tabla 4.1: Edades promedio de los brotes con sus respectivas desviaciones estandar, obtenidas con distintos estimadores

## 4.2 Edades de los brotes catalogados en las galaxias de la muestra

Al extrapolar el mismo trabajo (*sección 4.1.2*) al resto de galaxias, encontramos que algunos colores no reproducen bien al evento de FE actual, siendo los parámetros más fiable, la anchura equivalente y el color U–B. Es por ello que los catálogos de edades y masas, han sido elaborados con estos estimadores. Ambos ya han demostrado ser buenos trazadores de poblaciones estelares jóvenes  $\leq 10$  Maños en otros trabajos (ver Cairós 2000; Cairós et al. 2002).

Las razones por las que otros estimadores no son buenos, son varias: los colores en banda ancha, presenta el problema de la contaminación de líneas de emisión nebular, como el doblete del Oxígeno  $[O III]\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$ , para el caso del filtro V, y  $H\alpha$  en el filtro R. También está presente el problema de la evolución fotométrica, ya que colores como B–V, V–R, V–I no son muy sensibles a la evolución estelar; el cambio en magnitud que estos experimentan durante la vida de las estrellas jóvenes (0–10 Maños), es  $< 0.3$  mag. La extinción, tampoco afecta por igual a una banda que a otra.

Además, sabemos que los brotes catalogados están superpuestos a una población más vieja (la galaxia subyacente Amorín et al. 2007, Amorín 2008) que no hemos modelado en

este trabajo. Los colores obtenidos en la fotometría de banda ancha de los brotes, son más rojos que los correspondientes al brote mismo y esto se traduce en edades mayores.

Sabido este efecto y dado que el modelado preciso de la galaxia anfitriona no es el objetivo de este trabajo, nos limitamos a descartar aquellos indicadores que sabemos que están muy afectados por ello. No obstante, como veremos en el *Capítulo 7*, nos aportarán información valiosa a cerca del evento de formación estelar. En un trabajo futuro, retomaremos el problema añadiendo la galaxia anfitriona al análisis.

En el caso de la anchura equivalente en  $H\alpha$ , se minimizan estos problemas, ya que la extinción afecta por igual a la línea de emisión que a su continuo adyacente, haciendo de ella un muy buen estimador de la edad. Como se aprecia, además de su evolución temporal, la  $EW(H\alpha)$  tiene una tendencia monótona decreciente sin presentar ningún tipo de inestabilidad a ninguna edad.

Los resultados obtenidos para cada galaxia se muestran compilados en las *Tablas 4.2–4.10*. La columna 1 muestra el número de identificación de cada brote, coincidente en cada caso, con la de las tablas de los catálogos fotométricos. La columna 2, muestra la anchura equivalente en  $H\alpha$  y las columnas 3 y 4, la edad y la masa en estrellas de cada brote respectivamente, obtenidas usando a la  $EW(H\alpha)$  como estimador. La columna 5, muestra el color U-B, y las columnas 6 y 7, las edades y masas derivadas con éste.

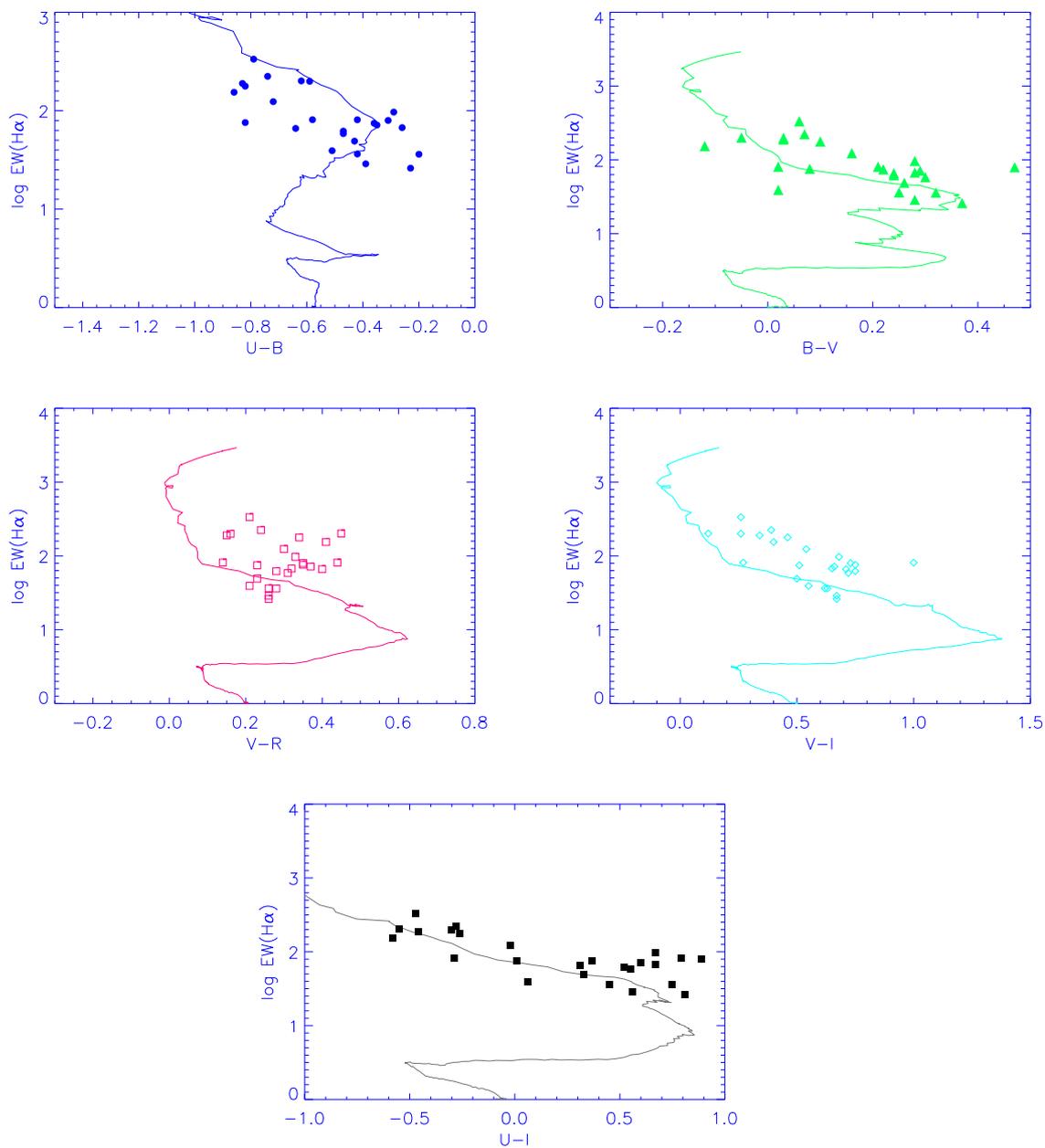


Figura 4.3:  $\text{EW}(\text{H}\alpha)$  vs. colores de los brotes de la galaxia Mrk 370, junto con las predicciones teóricas de *Starburst99* para un modelo FE instantánea, con una IMF de Salpetar con  $\alpha = 2.35$  y  $M_{up} = 100 M_{\odot}$ .

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE MRK 370

ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{\text{EW}}$	$M(10^3 M_{\odot})$	U-B	$E_{\text{UB}}$	$M(10^3 M_{\odot})$	$E_{\text{BV}}$	$E_{\text{VR}}$	$E_{\text{VI}}$	$E_{\text{UI}}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	198.88	5.6	460	-0.59	5.6	530	6.0	6.8	6.7	6.1
2	333.97	5.0	120	-0.79	4.9	140	6.2	7.0	6.7	5.7
3	223.49	5.5	39	-0.74	5.0	32	6.2	7.0	7.0	6.1
4	81.02	6.5	81	-0.58	5.6	45	5.9	6.7	6.7	6.1
5	177.50	5.7	9.9	-0.82	4.8	6.5	6.7	7.7	7.0	6.1
6	200.73	5.6	7.3	-0.62	5.5	7.8	5.4	8.5	5.7	5.5
7	189.21	5.7	6.9	-0.83	4.8	4.5	6.0	6.8	6.9	5.7
8	96.81	6.3	11	-0.29	6.8	18.0	7.5	7.6	7.8	7.9
9	74.57	6.6	14	-0.36	6.6	17.0	7.2	7.1	7.2	7.2
10	123.56	6.2	9.6	-0.72	5.2	5.0	7.0	7.4	7.3	6.6
11	75.76	6.6	9.6	-0.82	4.8	3.0	6.6	7.7	8.1	6.7
12	49.05	7.2	15	-0.43	7.8	26.0	7.3	7.1	7.2	7.2
13	67.32	6.8	6.3	-0.26	6.7	6.9	7.5	7.5	7.6	8.5
14	79.68	6.5	4.7	-0.31	6.8	6.7	...	7.7	8.0	...
15	36.07	7.9	10	-0.20	...	...	7.6	7.3	7.6	9.0
16	62.01	6.9	4.9	-0.47	6.3	3.8	7.2	7.3	7.9	7.6
17	153.94	5.9	2.0	-0.86	4.8	1.1	4.5	7.9	7.0	5.4
18	28.84	8.4	1.1	-0.39	7.6	6.9	7.5	7.2	7.7	7.7
19	66.07	6.8	2.1	-0.64	5.4	0.83	7.2	7.9	7.9	7.1
20	71.51	6.7	1.7	-0.35	6.3	0.15	7.5	7.8	7.7	7.7
21	80.87	6.5	1.2	-0.42	6.2	0.10	7.1	8.3	9.2	8.9
22	58.48	7.0	1.4	-0.47	6.0	0.70	7.5	7.5	7.9	7.7
23	39.20	7.7	2.2	-0.51	5.8	0.57	5.9	7.0	7.3	6.8
24	36.32	7.9	1.5	-0.42	6.2	0.49	7.3	7.2	7.6	7.4
25	26.05	8.6	2.0	-0.23	...	...	7.8	7.2	7.7	8.9

Tabla 4.2: Col 1:  $N^{\circ}$  de identificación según la Tabla 3.1; Col 2: Anchura equivalente en  $H\alpha$ ; Col 3-4: Estimación de la edad y masa del brote usando el parámetro anterior; Col 5: Color U-B; Col 6-7: Estimación de la edad y masa del brote usando el valor del color como estimador de edad. Cols 8-11: Edades obtenidas mediante los colores B-V, V-R, V-I y U-I respectivamente. Todas las edades están dadas en Maños.

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE MRK 600										
ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^4 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^4 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	310.30	7.9	44	-0.37	...	...	...	...	5.8	...
2	445.66	5.7	4	-0.52	5.3	2.9	...	...	5.3	...
3	794.92	4.0	1	-0.77	4.4	1.4	...	4.5	4.9	5.3
4	914.33	3.9	0.02	-0.74	4.5	0.05	...	2.8	...	...

Tabla 4.3: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.3. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

Nota.- Los espacios en blanco indican que los valores obtenidos no eran reproducibles.

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE II Zw 40										
ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^3 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^3 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
2	...	...	...	...	...	...	...	5.0	5.1	...
3	...	...	...	...	...	...	...	3.3	3.0	...
4	...	...	...	...	...	...	...	4.2	4.0	...
5	...	...	...	...	...	...	...	4.2	4.0	...
6	...	...	...	...	...	...	...	3.3	3.0	...
7	...	...	...	...	...	...	...	8.4	8.6	...
8	...	...	...	...	...	...	...	2.9	3.2	...
9	...	...	...	...	...	...	...	8.0	8.1	...
10	...	...	...	...	...	...	...	8.5	8.1	...

Tabla 4.4: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.5. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

Notas:

<sup>a</sup> Las columnas 2-7 están vacías por falta de datos.

<sup>b</sup> Columnas 8-11: Los espacios en blanco indican que los valores obtenidos no eran reproducibles.

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE MRK 5										
ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^4 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^4 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	442.00	5.0	...	-0.82	4.8	31	...	5.1	5.3	6.5
2	80.00	7.8	...	-0.60	6.5	1.1	...	7.9	14.0	14.1

Tabla 4.5: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.7. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

Nota.- Las anchuras equivalentes en H $\alpha$  fueron obtenidas de López-Sánchez (2006).

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE II Zw 71

ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^4 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^4 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	111.59	7.1	33	-0.69	5.6	1.5	...	...	...	...
2	41.30	9.6	84	-0.24	...	...	...	...	...	...
3	166.33	6.4	8.0	-0.61	5.8	5.1	...	...	...	...
4	234.06	5.8	4.4	-0.79	4.9	2.0	...	...	...	...
5	266.75	5.5	1.6	-0.78	5.0	1.2	...	...	...	...
6	21.45	11.0	33	-0.25	...	...	...	...	...	...
7	64.07	8.6	5.7	-0.53	8.1	4.0	...	...	...	...
8	80.17	7.8	2.6	-0.45	7.4	2.1	...	...	...	...
9	58.94	8.8	4.4	-0.52	8.0	2.5	...	...	...	...
10	410.66	5.0	0.1	-0.90	4.4	0.07	...	...	...	...
11	22.76	11.0	3.9	-0.25	...	...	...	...	...	...

Tabla 4.6: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.9. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

Nota.- Los espacios en blanco indican que los valores obtenidos no eran reproducibles.

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE MRK 297

ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^6 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^6 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	240.42	5.3	19	-0.74	5.1	24	7.0	...	...	...
2	296.97	5.1	4.9	-0.59	5.5	9.4	7.3	...	...	...
3	75.09	6.6	11	-0.44	6.1	10	6.9	...	...	...
4	88.68	6.4	6.4	-0.61	5.4	4.3	7.0	...	...	...
5	200.33	5.6	2.5	-0.71	5.1	2.8	6.5	...	...	...
6	191.55	5.7	2.1	-0.79	5.0	1.9	6.1	...	...	...
7	188.77	5.7	2.0	-0.59	5.5	2.6	6.9	...	...	...
8	190.99	5.7	2.0	-0.68	5.1	2.1	6.6	...	...	...
9	249.39	5.3	1.2	-0.74	5.1	1.8	7.0	...	...	...
10	202.79	5.6	0.9	-0.65	5.3	1.1	6.7	...	...	...
11	65.84	6.8	1.9	-0.52	5.9	1.3	6.6	...	...	...
12	201.26	5.6	0.7	-0.71	5.1	0.77	6.6	...	...	...
13	365.74	5.0	0.4	-0.81	5.0	0.64	6.8	...	...	...
14	113.29	6.2	1.1	-0.61	5.4	0.85	7.0	...	...	...
15	215.89	5.5	0.6	-0.81	5.0	0.61	6.5	...	...	...
16	305.98	5.1	0.4	-0.87	4.7	0.40	6.7	...	...	...
17	197.00	5.6	0.5	-0.72	5.1	0.60	6.7	...	...	...
18	189.74	5.7	0.5	-0.56	5.7	0.75	7.0	...	...	...
19	108.87	6.2	0.8	-0.62	5.4	0.63	6.9	...	...	...
20	248.63	5.3	0.4	-0.77	5.0	0.44	6.9	...	...	...
21	100.04	6.3	0.7	-0.70	5.1	0.45	6.8	...	...	...
22	269.60	5.2	0.3	-0.73	5.1	0.37	6.9	...	...	...
23	177.60	5.7	0.4	-0.83	4.9	0.32	6.4	...	...	...
24	95.08	6.4	0.6	-0.63	5.4	0.39	6.5	...	...	...
25	60.62	6.9	0.5	-0.58	5.6	0.27	7.0	...	...	...
26	105.17	6.2	0.3	-0.66	5.2	0.16	6.5	...	...	...
27	152.55	5.9	0.08	-0.62	5.4	0.08	7.1	...	...	...
28	87.27	6.4	0.04	-0.49	6.0	0.04	6.2	...	...	...
29	225.18	5.5	0.02	-0.73	5.1	0.02	7.0	...	...	...
30	71.57	6.7	0.03	-0.58	5.6	0.02	6.5	...	...	...

Tabla 4.7: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.11. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE III Zw 102

ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^4 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^4 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	236.41	5.4	42	-0.21	...	...	...	7.6	...	...
2	47.11	7.3	110	0.15	...	...	...	7.7	...	...
3	88.89	6.4	41	-0.06	...	...	...	7.5	...	...
4	127.65	6.1	21	-0.21	...	...	...	7.4	...	...
5	97.67	6.3	26	0.22	...	...	...	7.7	...	...
6	124.98	6.2	22	0.13	...	...	...	7.5	...	...
7	68.66	6.8	26	-0.03	...	...	...	7.6	...	...
8	58.68	7.0	28	0.22	...	...	...	7.9	...	...
9	46.37	7.3	36	0.31	...	...	...	8.9	...	...
10	164.64	5.8	12	-0.37	6.7	...	...	7.8	...	...
11	132.71	6.1	10	-0.03	...	...	...	7.6	...	...
12	62.63	6.8	18	0.40	...	...	...	8.9	...	...
13	59.43	6.9	19	0.13	...	...	...	7.6	...	...
14	81.48	6.5	13	0.43	...	...	...	9.3	...	...
15	70.10	6.7	14	-0.12	...	...	...	7.7	...	...
16	57.35	7.0	15	0.06	...	...	...	7.6	...	...
17	103.34	6.3	7.7	-0.10	...	...	...	7.7	...	...
18	94.13	6.4	7.1	0.02	6.7	...	...	7.3	...	...
19	71.40	6.7	8.2	0.05	6.0	...	...	7.4	...	...
20	82.89	6.5	6.6	0.51	6.2	...	...	9.4	...	...
21	106.31	6.2	5.1	0.27	...	...	...	7.7	...	...
22	74.37	6.6	6.9	0.00	...	...	...	7.6	...	...
23	101.13	6.3	4.5	-0.03	...	...	...	7.6	...	...
24	106.20	6.2	3.8	0.06	...	...	...	9.0	...	...
25	83.08	6.5	4.5	0.06	...	...	...	7.7	...	...
26	70.19	6.7	3.8	0.03	...	...	...	7.6	...	...
27	57.56	7.0	4.4	0.55	...	...	...	9.1	...	...
28	32.60	8.1	10	0.04	...	...	...	7.7	...	...
29	63.06	6.8	4.0	0.87	...	...	...	9.3	...	...
30	49.14	7.2	5.3	0.84	...	...	...	9.4	...	...
31	97.19	6.3	2.2	-0.05	...	...	...	7.6	...	...
32	100.52	6.3	2.1	0.21	...	...	...	9.3	...	...
33	53.89	7.1	3.5	0.33	...	...	...	9.1	...	...
34	129.34	6.1	1.5	-0.32	...	...	...	7.7	...	...
35	372.46	5.0	0.6	-0.49	...	...	...	7.6	...	...
36	134.82	6.1	1.2	-0.43	...	...	...	7.6	...	...
37	50.10	7.2	2.9	0.66	...	...	...	7.9	...	...
38	83.04	6.5	1.6	0.38	...	...	...	8.8	...	...
39	53.91	7.1	2.5	0.33	...	...	...	8.5	...	...
40	28.67	8.4	5.8	0.36	...	...	...	7.6	...	...
41	25.14	8.6	5.2	0.42	...	...	...	7.6	...	...
42	23.10	9.2	7.5	0.43	...	...	...	7.6	...	...
43	27.25	8.5	4.6	0.57	...	...	...	9.4	...	...
44	49.66	7.2	1.9	0.09	...	...	...	7.8	...	...
45	47.04	7.3	1.7	0.86	...	...	...	9.2	...	...
46	20.28	9.4	5.8	0.32	...	...	...	7.8	...	...
47	79.06	6.5	0.7	0.37	...	...	...	9.4	...	...
48	147.72	6.0	0.4	-0.50	6.0	...	...	6.6	...	...
49	55.52	7.0	0.8	0.16	...	...	...	7.9	...	...
50	72.16	6.7	0.6	-0.28	...	...	...	7.2	...	...
51	72.18	6.7	0.5	0.30	...	...	...	9.4	...	...
52	38.84	7.7	0.7	-0.06	...	...	...	7.8	...	...
53	85.80	6.4	0.3	0.11	...	...	...	7.2	...	...
54	95.91	6.3	0.2	-1.08	...	...	...	5.1	...	...
55	40.80	7.5	0.5	-0.46	6.1	...	...	7.3	...	...
56	18.86	9.7	2.1	0.66	...	...	...	9.0	...	...
57	81.28	6.5	0.2	-0.19	...	...	...	7.6	...	...
58	239.90	5.3	0.09	-0.39	6.7	...	...	7.0	...	...
59	79.80	6.5	0.2	-0.63	5.3	...	...	7.3	...	...
60	45.37	7.3	0.4	0.09	...	...	...	7.5	...	...
61	74.69	6.6	0.08	0.28	...	...	...	7.0	...	...
62	29.02	8.4	0.2	0.05	...	...	...	7.6	...	...
63	19.90	9.5	0.4	1.01	...	...	...	9.3	...	...
64	15.75	11.0	0.5	0.55	...	...	...	7.9	...	...
65	16.90	10.0	0.3	0.60	...	...	...	7.8	...	...

Tabla 4.8: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.13. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE MRK 324

ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^4 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^4 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	630.15	4.4	14	-1.5	...	...	...	...	3.6	3.2
2	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
3	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
4	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...

Tabla 4.9: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.15. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

Notas.-

<sup>a</sup> Los espacios en blanco indican que los valores obtenidos no eran reproducibles.

CATÁLOGO DE EDADES Y MASAS DE LOS BROTES DE III Zw 107

ID	EW( $\text{\AA}$ )	$E_{EW}$	$M(10^7 M_{\odot})$	U-B	$E_{UB}$	$M(10^7 M_{\odot})$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1	231.11	5.4	2.0	-0.44	6.0	...	...	...	7.1	7.7
2	86.33	6.4	1.4	-0.55	5.6	...	...	...	7.2	7.4
3	76.99	6.6	1.1	-0.59	5.5	...	...	...	7.0	7.0

Tabla 4.10: Col 1: N<sup>o</sup> de identificación según la Tabla 3.17. Descripción del resto de columnas igual al de la Tabla 4.2.

# 5

---

## Estructuras de la Emisión de Bajo Brillo “Out-bursts” y su relación con la Formación Estelar actual

Este capítulo está centrado en la búsqueda y detección de estructuras ionizadas de bajo brillo superficial, asociadas a posibles burbujas, cascarones, filamentos y/o vientos chocados, que resultan de la interacción directa de la energía depositada por los eventos de FE con el medio interestelar circundante. Estudiaremos los niveles de bajo brillo (varios sigmas por encima del nivel de cielo) en las imágenes  $H\alpha$  de cada galaxia de la muestra. Contrastaremos las estructuras identificadas con los datos  $H\alpha$  obtenidas a través del Fabry-Perót, estudiando las desviaciones del perfil de emisión de las mismas respecto al perfil gaussiano, esto es, asimetrías y perfiles de emisión de doble pico.

La energía liberada por los eventos de FE tienen un gran impacto en el MI que rodea el volumen donde se originan las estrellas, reestructurándolo e ionizándolo: *a)* a través de la interacción del campo de radiación, producido por los fotones UV de estrellas masivas jóvenes, con el gas neutro circundante mediante el proceso de la *fotoionización* (Osterbrock 1989). *b)* La presión de la radiación acelera las envolturas más externas de las estrellas, para formar un flujo de partículas que escapan del potencial estelar originando los *vientos estelares*, que de llegar a moverse supersónicamente, darán lugar a la generación de ondas de choque. *c)* O bien por el barrido supersónico de material producido por los eventos de tipo SN.

Para una ley de formación estelar instantánea, la energía liberada y depositada por los vientos de las estrellas OB es más efectiva para brotes  $\leq 3$  Maños. Transcurrido este tiempo, son las estrellas WR las que depositan más masa ( $\sim 10$  más) durante el intervalo de edad  $\sim 3 - 6$  Maños, y a partir de aquí, los eventos de supernova de Tipo II son los dominan el proceso hasta  $\sim 40$  Maños (Leitherer et al. 1999, ver *Figura 5.1*).

Todos estos eventos transfieren energía mecánica al MI circundante, produciendo un conjunto de cascarones (“shells”) y filamentos irregulares que se pueden extender varios

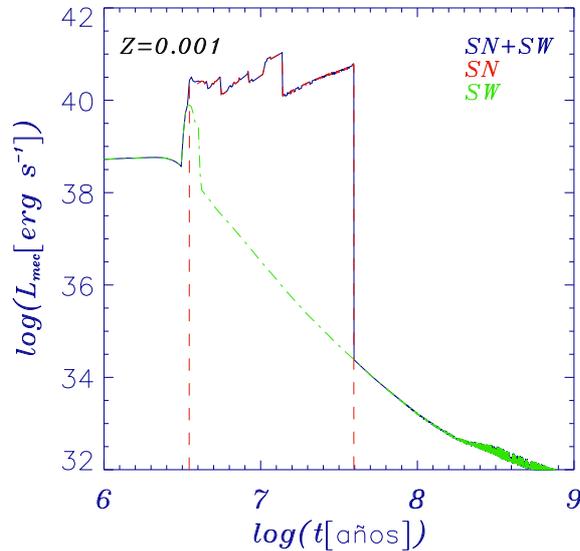


Figura 5.1: Energía mecánica depositada por un brote de formación estelar de  $10^6 M_{\odot}$ , en un evento de formación instantánea, con una IMF de Salpeter ( $\alpha = 2.35$ ,  $1 \leq M/M_{\odot} \leq 100$ ), a través de: línea verde, los vientos estelares (SW); línea roja, las SNs Tipo II y línea azul, suma de ambas contribuciones (Figura 113, Leitherer *et al.* 1999).

kiloparsecs de los núcleos de FE. Forman parte de los llamados “*Mecanismos de Retroalimentación de la FE*” (ver Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988, Franco *et al.* 1990 y Tenorio-Tagle *et al.* 2006).

### 5.1 Burbujas y superburbujas interestelares

El material procedente de los vientos de las estrellas más masivas y las explosiones de SN es depositado con una velocidad supersónica respecto a la velocidad del sonido del medio que las rodea. La cantidad de masa inyectada ( $M_{in}$ ) depende de la energía mecánica liberada por el conjunto de todas las estrellas y del tiempo que dure el evento, de forma que:

$$M_{in} = \frac{2Lt}{v_{\infty}^2} \quad (5.1)$$

donde  $v_{\infty}$  es la *velocidad terminal* del viento y  $L$  la energía mecánica ( $L = \frac{1}{2} \dot{M}_{in} v_{\infty}^2$ ). Dado que el gas expulsado se mueve supersónicamente, se genera una *onda de choque externa* que comprime y calienta el medio que va barriendo; la onda de choque externa se mueve delante del viento con una velocidad  $V_S = \frac{4}{3} v_{\infty}$ .

Conforme avanza la estructura la presión, temperatura y la densidad del viento decaerá con respecto al material que ha sido barrido por la onda de choque, produciéndose un gradiente de presión negativo en dirección contraria al avance de la onda de choque externa.

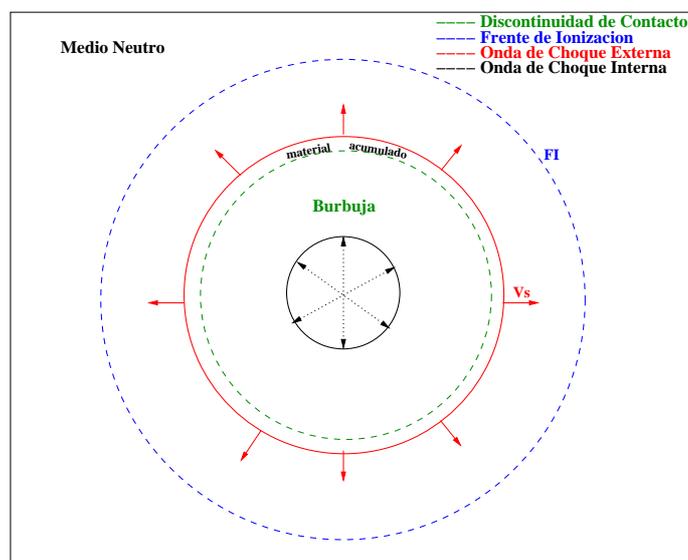


Figura 5.2: Estructura de una onda de choque donde se aprecian las distintas fases del medio como la región burbuja, el cascarón del medio interestelar chocado, frente de ionización y la región del viento libre. Todo el complejo está inmerso en un medio neutro.

Como consecuencia, se forma una segunda onda de choque (*onda de choque interna*), que frena y termaliza el viento estelar proveniente del conjunto de estrellas.

De esta forma tenemos dos medios de diferentes temperaturas y densidades, un *cascarón externo* donde se apila el medio interestelar chocado, y la región *burbuja* donde el viento es chocado y termalizado. Avanzan con igual velocidad gracias a la presión de empuje del viento ( $\rho v^2_\infty$ ), y no se mezclan, formando una superficie de discontinuidad que separa ambas regiones en la que la presión se mantiene constante ( $n_b k T_b = n_c k T_c$ )<sup>1</sup>. La estructura así formada evoluciona y avanza estructurando el medio. Durante el tiempo de vida de los fotones ionizantes, la estructura que se genera estará ionizada. El frente de ionización (FI) producido por la fotoionización del gas neutro se encuentra delante del complejo formado por la onda de choque externa, ocupando un volumen que vendrá dado por el radio de Strömgren (ver *Figura 5.2*).

## 5.2 Detección de las estructuras de bajo brillo

La reestructuración del MI ha sido estudiada con detalle en diversas clases de objetos en los que la FE es intensa como en Regiones HII Gigantes<sup>2</sup> (ver Chu y Kennicutt 1994, Sabalishck et al. 1995, Muñoz-Tuñón et al. 1996, Melnick et al. 1999 y Tenorio-Tagle et al. 2006) y en galaxias enanas (Meurer et al. 1992, Hunter et al. 1993, Martin 1998, Telles et al. 2001, Tenorio-Tagle et al. 2006) cuyo objetivo era revelar la configuración y

<sup>1</sup> $b$  =Burbuja.  $c$  =Cascarón (Zona comprendida entre la discontinuidad de contacto y la onda de choque externa).

<sup>2</sup>GHIIRs, de su acrónimo del inglés **G**iant **H II** **R**egions

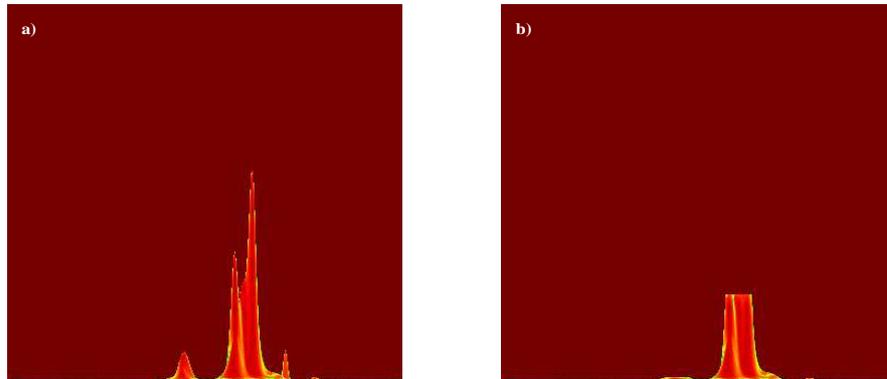


Figura 5.3: Perfiles de brillo de la galaxia Mrk 600 obtenidos a partir de la imagen  $H\alpha$ : a) antes de aplicar las máscaras. b) Una vez aplicadas las máscaras.

la dinámica de las estructuras tipo burbuja, cascarón y/o en mayor escala de supervientos galácticos. En el *Capítulo 3* nos hemos centrado en la identificación y caracterización de los brotes de formación estelar de cada una de las galaxias de la muestra. En este apartado, nos centraremos en la búsqueda de estructuras del gas ionizado interbrote, con el objetivo de ver si el gas se corresponde con alguna de las estructuras mencionadas anteriormente. Para ello no sólo inspeccionaremos el gas interbrote de las regiones que se encuentran en el interior de la isofota que delimita a las galaxias (que podrían dar lugar a burbujas y/o regiones de vientos chocados), sino también el gas de bajo brillo que circunda el cuerpo principal de los objetos y que se encuentra cercano, e inclusive por debajo, del umbral establecido para realizar la detección de los núcleos de formación estelar. Las posibles estructuras encontradas a estos niveles tan bajos, podrían estar asociadas a burbujas, superburbujas o supervientos galácticos. El método de búsqueda ha sido el siguiente:

1. Usamos las imágenes  $H\alpha$  utilizadas para determinar e identificar los brotes de formación estelar de cada galaxia (ver *Capítulo 3*). Como buscamos emisión fuera de los brotes, sustituimos cada brote por el valor de la isofota límite que los engloba y que define el tamaño de cada región. Para ello aplicamos sobre cada imagen  $H\alpha$  dos máscaras de los brotes de FE. La primera en la que asignamos el valor 0 al interior delimitado por la isofota de cada región y 1 al resto de la imagen, con la que eliminamos los brotes de la imagen original. Y la segunda, en la que cada región es sustituida por el valor de la isofota que las define y el resto 0. Las dos imágenes resultantes, al ser sumadas nos dan la imagen de  $H\alpha$  con los brotes seccionados a la altura definida por la isofota límite (aquella a partir de la cual FOCAS define a cada región, ver *Capítulo 2*) de cada uno de ellos (ver *Figura 5.3*).
2. En cada imagen se eliminó la emisión procedente de los residuos estelares resultantes del proceso de reducción en la obtención de la imagen  $H\alpha$  neta, para que la señal que buscamos a bajo brillo no se vea contaminada ni afectada por la presencia espuria de estos residuos. Llamaremos en adelante a las imágenes  $H\alpha$ , con los brotes enmascarados, *imágenes outbursts*.

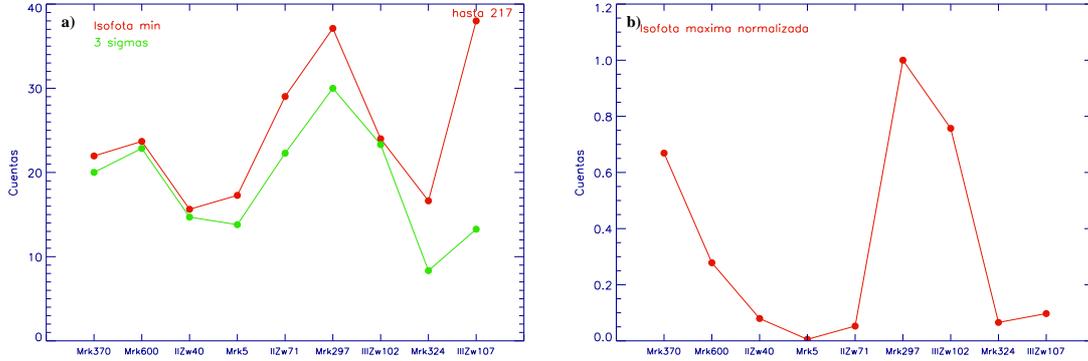


Figura 5.4: *a)* Valor mínimo de la isofota límite junto al valor  $3\sigma_{sky}$  de cada objeto. *b)* Valor máximo de la isofota límite normalizada al valor máximo de la isofota límite de Mrk 297.

- Para la búsqueda de estructuras de bajo brillo hicimos un estudio preliminar sobre las imágenes outbursts para definir los umbrales de detección entre los que buscar las posibles estructuras. También intentamos buscar un criterio objetivo que nos permita comparar los resultados en las imágenes de las galaxias de la muestra. Comparamos los valores del umbral de detección usado para identificar los brotes,  $3\sigma_{sky}$  con los dados por el valor mínimo isofotal de las regiones detectadas en cada galaxia (ver Figura 5.4a). Esto nos da una idea de la eficacia de FOCAS para detectar y definir los brotes en aquellos casos en que estén lo suficientemente aislados, con los parámetros de búsqueda iniciales usados (ver *Capítulo 3*). Para aquellos casos en los que los valores isofotales eran muy cercanos al valor de  $3\sigma_{sky}$ , las estructuras de bajo brillo o ya están incluidas dentro de la detección global de la emisión de cada objeto, o se encuentran a umbrales más bajos. De manera que en estos casos, exploramos la búsqueda de emisión entre los umbrales  $1-3\sigma_{sky}$ , siempre teniendo en cuenta la aparición de ruido al llegar a estos límites en torno al objeto. Para la búsqueda de estructuras interbrote a mayores rangos de intensidad, tuvimos en cuenta el rango comprendido entre  $3\sigma$  y el valor máximo de la isofota límite (aquella de define a la región) de cada objeto (Figura 5.4b)
- Comparación de la imagen  $H\alpha$  con la imagen de continuo, para descartar la posibilidad de que la señal de bajo brillo detectada procediera de residuos contiguos al objeto (debidos al proceso de reducción) y difíciles de sustraer en el paso 2.
- Para buscar las posibles estructuras presentes a nivel interbrote, localizadas en el interior del cuerpo principal de cada objeto, fuimos escalando cada imagen con un rango de intensidades comprendido entre  $(1-3)\sigma_{sky}$  y el valor de la isofota límite máxima de los brotes, esto es, la de mayor valor en intensidad.

Para poder contrastar las posibles estructuras identificadas, recurrimos a las imágenes obtenidas con SCORPIO, ya que si éstas aparecen en las imágenes tomadas con otro telescopio, será una prueba irrefutable acerca de la veracidad de esta señal de bajo brillo. Además, de las imágenes de SCORPIO, podremos obtener los perfiles de la línea de emisión  $H\alpha$

asociada a cada una de las estructuras de bajo brillo, lo que nos permitirá ver si hay algún tipo de asimetría y/o desdoblamiento en las líneas, típico de la cinemática del gas vinculado con posibles cascarones, burbujas, etc.

A continuación exponemos los resultados para todas las galaxias de la muestra (ordenadas según ascensión recta, ver *Tabla 1, columna 1*) para las que presentamos la serie de *Figuras 5.5-5.13*. En cada set de figuras representamos: a) las imágenes *outbursts* a distintos niveles de intensidad (ver rangos e intervalos de intensidad en el pie de figura) en las que hemos superpuesto, mediante flechas y arcos, las posibles estructuras localizadas para cada objeto. En los casos más complejos hemos superpuesto los números de los brotes de formación estelar (según los ID asignados para cada caso en los catálogos H $\alpha$ , ver *Tablas 3.1–3.15*) con el objetivo de poder establecer un posible vínculo entre las estructuras de bajo brillo y los brotes progenitores de las mismas. b) Las imágenes H $\alpha$  de SCORPIO en las que intentamos confirmar y ratificar la existencia de tales estructuras.

### 5.2.1 Mrk 370

Esta galaxia *Concadenada* presenta, a niveles de baja intensidad, una configuración de filamentos perpendiculares a la región nuclear de la galaxia (ver *Figura 5.5a y 5.5b*), donde se concentran los brotes más luminosos y más masivos (ver *Capítulos 3–4, Figura 3.6, Tablas 3.1 y 4.2*). Así como varias conexiones de gas ionizado con forma arqueada, al norte (**a4**), al este (**a1**), y al sur uniendo los brotes 6-11 (**a2** y **a3** respectivamente). Explorando un rango de intensidades mayor, de (1–10)  $\sigma_{sky}$  (ver *Figura 5.5b*), se aprecia otra serie de estructuras, como dos arcos (**a5** y **a6**) ligados a la región nuclear (formada principalmente por los brotes 1, 2, 3, 4 y 9) y que se cierran sobre ésta, junto a una condensación ionizada que aparece definida junto a estos. Aunque lo más llamativo son las dos nuevas estructuras que aparecen bajo los arcos: 1) la columna que emerge de la región nuclear (**f8**) y se abre camino hacia el exterior de la galaxia, apreciándose un descenso en la intensidad de la emisión del gas; 2) un arco (**f7**) en la que destacan tres pequeñas condensaciones de gas alineadas y cuyo conjunto tiene su origen en el complejo de brotes 16-19-20. Ambas estructuras presentan tamaños cercanos al kiloparsec.

Los perfiles de emisión propios de cada estructura se pueden apreciar en la *Figura 5.5b–c*, en los que se aprecia la alta dispersión de velocidades junto con la pérdida de simetría.

### 5.2.2 Mrk 600

Este objeto es uno de los casos más claros en el que se detectan diversas estructuras, no sólo de muy bajo brillo, sino también en zonas más luminosas. En la *Figura 5.6a*, se representa a Mrk 600 con una señal comprendida entre (1–20)  $\sigma_{sky}$ . Aunque exploramos otros umbrales, este intervalo es el óptimo, ya que aparecen todas las estructuras, las de bajo y alto brillo, identificadas en la galaxia. Destacan alrededor del cuerpo principal de la galaxia, la presencia de varias “chimeneas” o estructuras filamentosas que emanan del mismo, junto con la presencia de un puente de gas ionizado que une la región nuclear con el brote número 3. En la *Figura 5.6a* también podemos ver, al norte del cuerpo principal, dos filamentosos (f1 y f2) que forman entre sí un ángulo proyectado de  $\sim 73^\circ$ , conformando

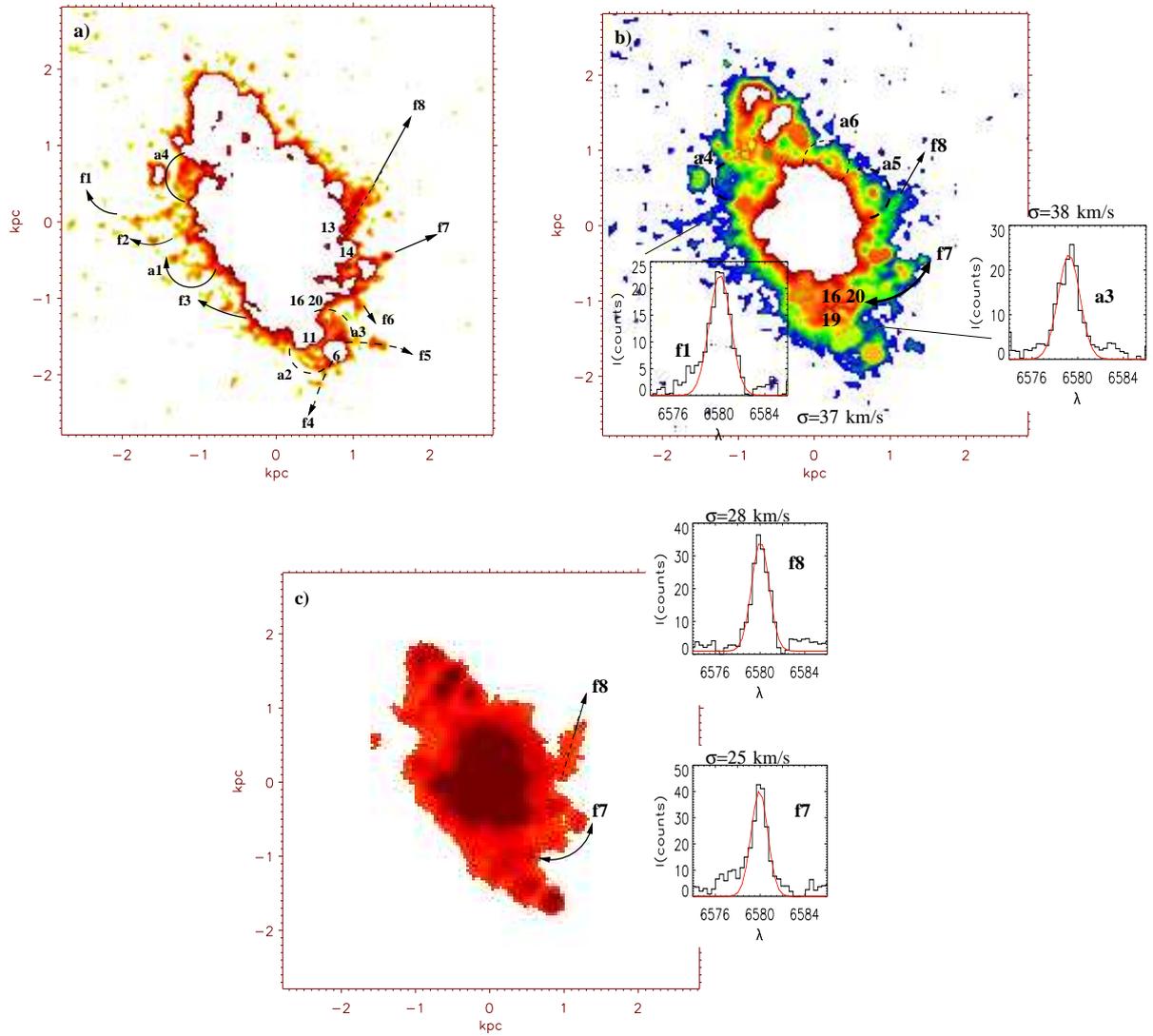


Figura 5.5: Estructuras de Mrk 370. *a*) Imagen H $\alpha$  en el rango  $(1-3) \sigma_{sky}$  y estructuras identificadas en la galaxia. *b*) Imagen H $\alpha$  en el rango  $(1-10) \sigma_{sky}$  y estructuras. *c*) Imagen H $\alpha$  tomada con SCORPIO. El N está hacia arriba y el E hacia la izda. Los números superpuestos hacen referencia al ID de cada brote. Sobre algunas imágenes se destaca el perfil de emisión de algunas estructuras, sacadas de las observaciones con FP. Las líneas indican la zona de donde se extrajo cada perfil, el cual se tomó de un área de 1 pixel.

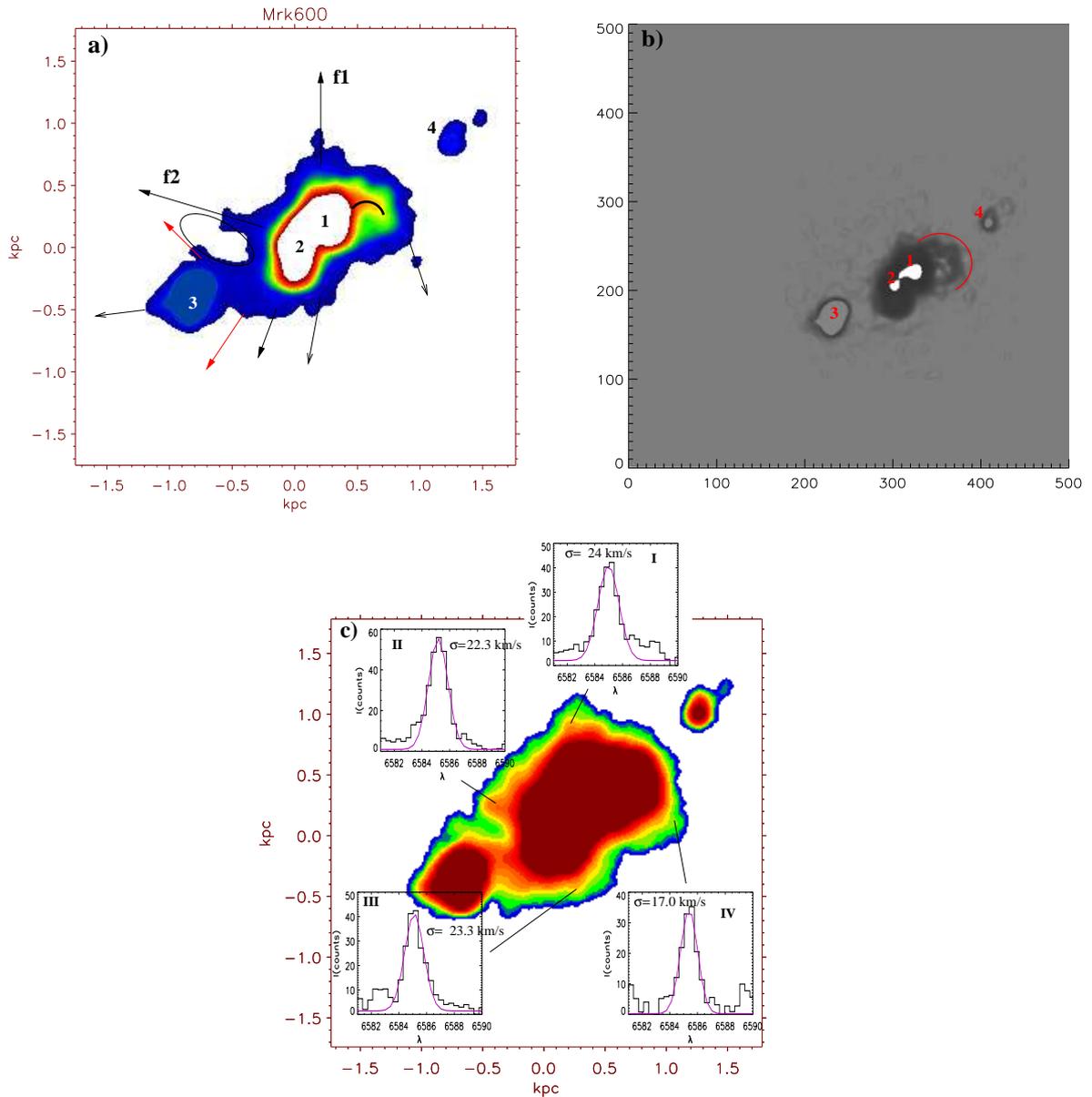


Figura 5.6: Estructuras de bajo y alto brillo en Mrk 600. *a)* Imagen H $\alpha$  en el rango  $(1-20) \sigma_{sky}$  y estructuras identificadas. *b)* Representación del arco de bajo brillo que engloba a la estructura de alto brillo que emana del brote número 1. *c)* Imagen H $\alpha$  de SCORPIO en la que son apreciables las mismas estructuras de bajo brillo, junto con los perfiles de emisión característicos de algunos filamentos. Los números superpuestos hacen referencia al ID de cada brote.

una apariencia cónica respecto al centro de la galaxia. En el sur tenemos otros tres. De la *Figura 5.6a*, también destacamos una estructura de alto brillo que proviene del brote número 1 (arco de color negro), que a su vez se encuentra rodeada por una envoltura de bajo brillo que engloba a ésta última (ver *Figura 5.6b*).

Entre el brote número 3 y el cuerpo principal de la galaxia (en el puente de unión de gas ionizado), se aprecian dos filamentos, representados con flechas rojas, que forman entre sí un ángulo proyectado de  $\sim 98^\circ$ . Del brote 3, también se aprecia la protuberancia que parte del E del mismo. Por último, comentar la presencia de una estructura ionizada al NO del brote 4, el más débil de todos.

En la *Figura 5.6c*, se representa el mapa de intensidades en  $H\alpha$  obtenida con SCORPIO. Vemos que todas las estructuras de bajo brillo que hemos comentado en el párrafo anterior están presentes en dicha imagen. Superpuestas a la imagen, se encuentran las líneas de emisión de cada una de las estructuras, ajustadas con un perfil gaussiano simple. Es notorio el grado de asimetría que presentan respecto al perfil gaussiano, así como el ensanchamiento de la base de las líneas. En los filamentos norte (**f1** y **f2**), podemos ver cómo la asimetría cambia de derecha a izquierda respecto al centro de la línea de los perfiles.

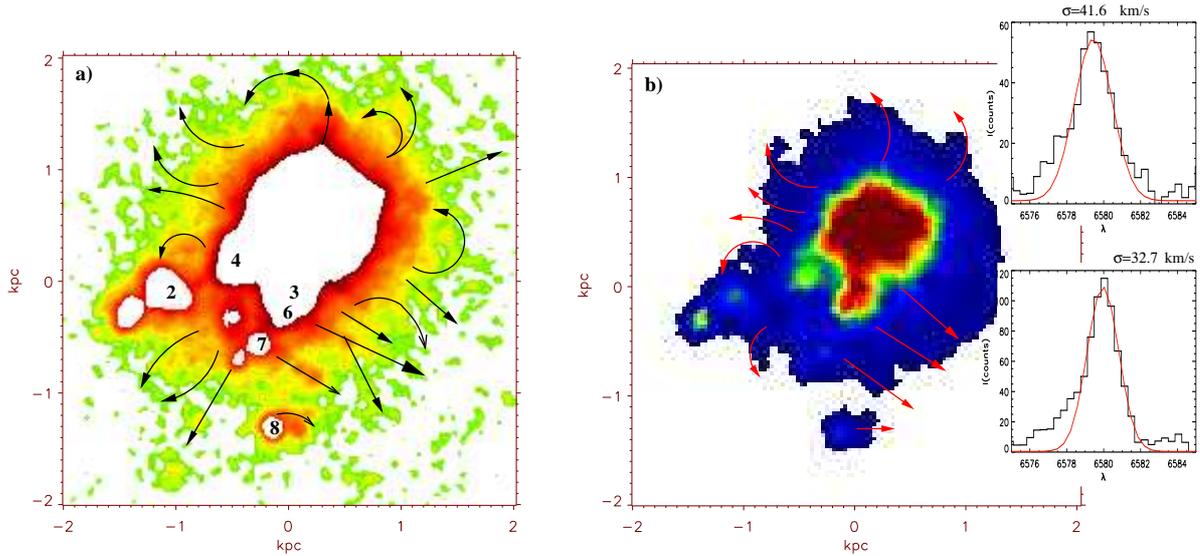


Figura 5.7: Estructuras de II Zw 40. *a)* Imagen  $H\alpha$  en el rango  $(3-10) \sigma_{sky}$  y estructuras identificadas. Los números superpuestos hacen referencia al ID de cada brote. *b)* Imagen  $H\alpha$  tomada con SCORPIO junto a algunos perfiles de emisión de las estructuras.

### 5.2.3 II Zw 40

El gas ionizado que rodea el cuerpo principal de esta galaxia *Cometaria* es rica en estructuras filamentosas que emergen de forma perpendicular a éste o formando un complejo aparente de arcos, que en algunos casos, tienden a cerrarse, como se aprecia en la *Figura 5.7a*, donde está representado el gas ionizado interbrote comprendido en el intervalo de  $(3-10) \sigma_{sky}$  y las posibles estructuras visibles en dicho rango. Además, algunas de estas estructuras aparecen

en la emisión del gas de mayor intensidad. Así podríamos destacar: *i*) el gas emergente del brote n<sup>o</sup> 8 (ver *Figura 5.7a*) del que parten dos estructuras gaseosas en dirección O del brote. *ii*) una columna de gas ionizado que se origina directamente desde el brote n<sup>o</sup> 7 y *iii*) de iguales características al anterior, otra columna de gas ionizado que parte de los brotes 3-6. y que conforme llega a niveles de más bajo brillo, parece dividirse en dos ramas que forman un ángulo proyectado de 40° entre sí. Las estructuras citadas hasta el momento están presentes también en la imagen H $\alpha$  de SCORPIO, como se aprecia en la *Figura 5.7b*. El resto de estructuras que emergen por encima de este conjunto, están asociadas al brote principal, el más grande y luminoso de todos los detectados en dicha galaxia (ver *Tablas 3.5*). Así podemos ver al NO y al N de la galaxia, ya en la cabeza del “cometa”, una serie de arcos que parecen cerrarse hacia el cuerpo principal de la galaxia. Al NE del brote 1, podemos apreciar otro sistema de arcos del cual uno de ellos es más que destacable en la imagen H $\alpha$  de SCORPIO. Por último tenemos un arco de gas ionizado cerrado y que vincula a los brotes 2-4 y cuya presencia es notoria en la imagen H $\alpha$  de SCORPIO. En la *Figura 5.7b*, podemos ver algunos perfiles de emisión característicos de toda la maraña de filamentos, con perfiles complejos y asimetrías en la base con  $\sigma > 32 \text{ km s}^{-1}$ .

#### 5.2.4 Mrk 5

En el caso de esta galaxia *Cometaria*, el intervalo de intensidad óptimo para localizar la presencia de gas ionizado interbrote es de (1–3)  $\sigma_{sky}$ . En la *Figura 5.8a* representamos la emisión del gas en el intervalo anteriormente citado del que vemos claramente un puente de gas ionizado que une los dos brotes catalogados (ver *Capítulo 3, Tabla 3.7*), así como dos posibles estructuras vinculadas al brote 1 en dirección O y SO. El núcleo de este brote es bastante irregular y como se discutirá en el *Capítulo 6*, éste parece mostrar ciertas estructuras que están englobadas dentro de la isofota que delimita al mismo, debido a los criterios y parámetros de entrada determinantes a la hora de identificar los diversos brotes de FE en cada objeto con el paquete FOCAS. Las estructuras del núcleo las podemos ver en la imagen H $\alpha$  de la galaxia de la *Figura 5.8c* que presenta una línea superpuesta en la que se ha extraído el perfil que representamos en la *Figura 5.8d* (que comentaremos con más detalle en el *Capítulo 6*). Lo importante de esta figura es que nos muestra que la irregularidad presentada por la parte central del brote, va en la dirección de las estructuras de bajo brillo que se aprecian en la *Figura 5.8a*. Ambas forman entre sí un ángulo proyectado de 59°.

#### 5.2.5 II Zw 71

Explorando rangos de baja y más alta intensidad, de (1–3)  $\sigma_{sky}$  y (1–10)  $\sigma_{sky}$  respectivamente, vemos que esta galaxia *Concadenada* es rica en estructuras que no han sido catalogadas como parte de los brotes de FE detectados e identificados en II Zw 71 (ver *Figura 5.9*). A niveles de (1–3)  $\sigma_{sky}$  se aprecian algunos filamentos ionizados perpendiculares al cuerpo principal de la galaxia así como estructuras arqueadas que llegan a cerrarse como en el caso del arco **a1** al NE de la galaxia. En el caso del rango (1–10)  $\sigma_{sky}$  podemos apreciar más definidas las anteriores estructuras junto a otras que aparecen a mayor intensidad. Así podemos ver las columnas de gas ionizado **f1** y **f2** que emergen del brote n<sup>o</sup> 1 (el más luminoso y segundo más masivo de la galaxia, ver *Tablas 3.9 y 4.6*) y que se extienden

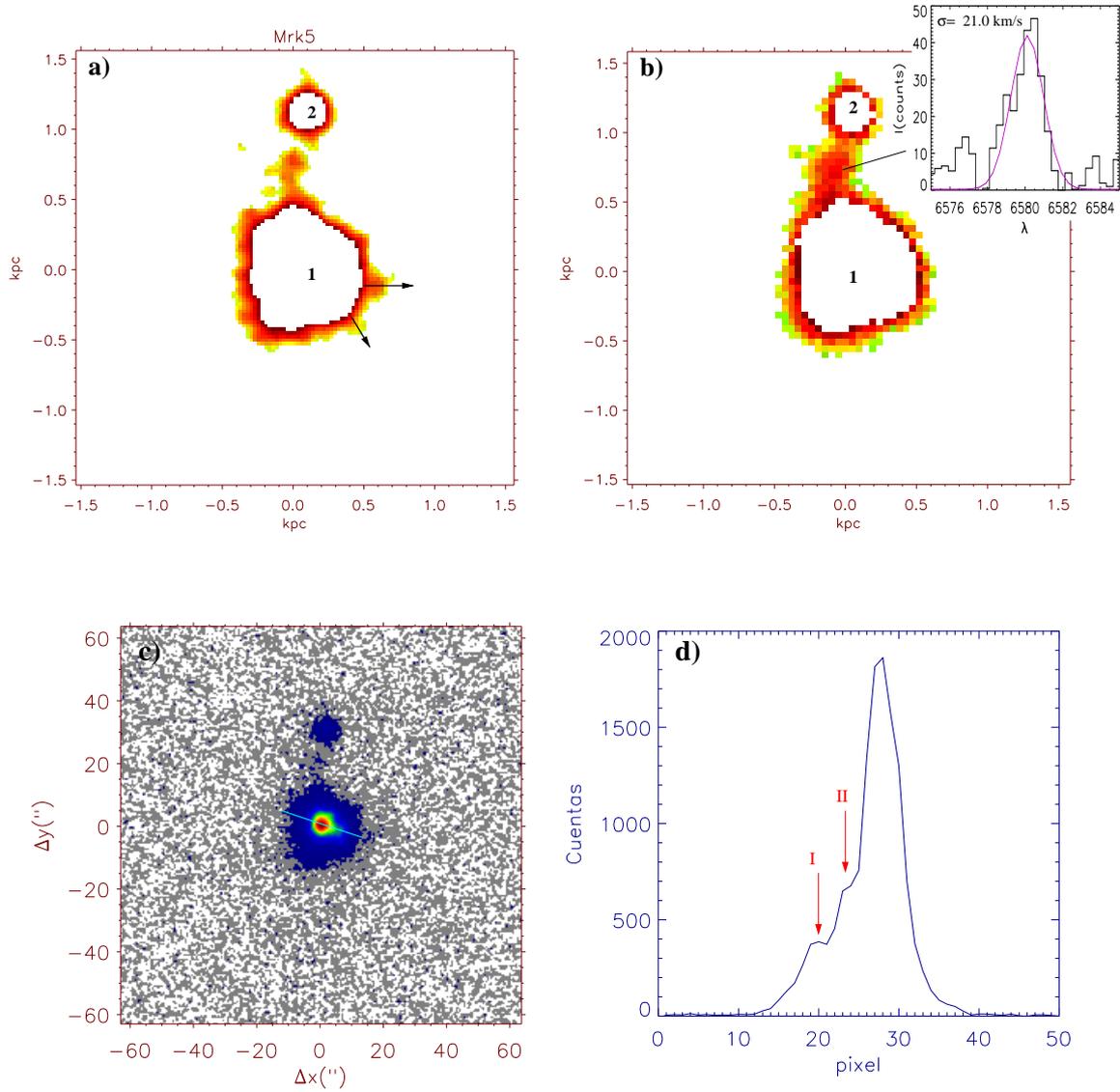


Figura 5.8: Estructuras de bajo brillo de Mrk 5. *a)* Imagen H $\alpha$  en el rango  $(1-3) \sigma_{sky}$  y estructuras identificadas. *b)* Imagen de SCORPIO en la que es apreciable la presencia del puente de gas entre los brotes, junto con un perfil de emisión característico del mismo. *c)* Imagen H $\alpha$  y dirección y sección de la que se obtuvo el perfil de intensidad de la derecha.

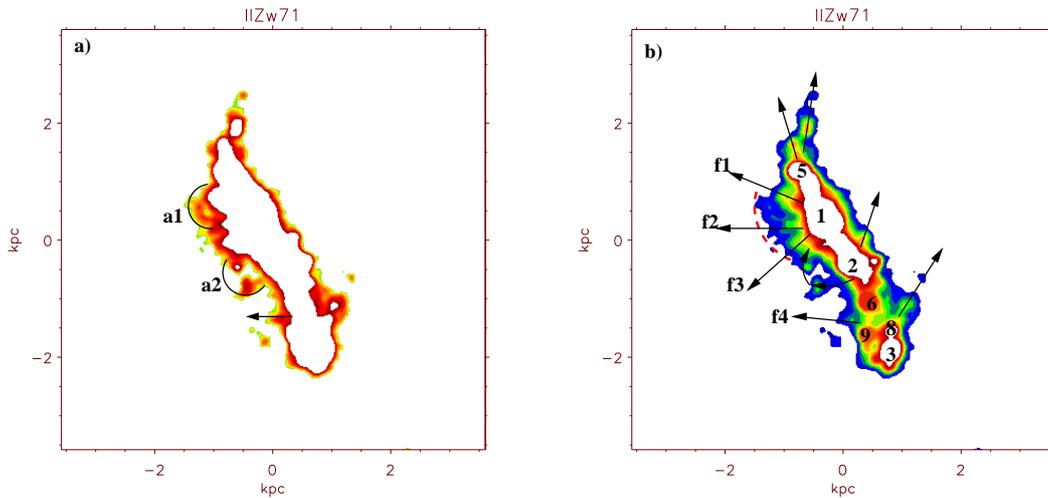


Figura 5.9: Estructuras de II Zw 71. *a)* Imagen  $H\alpha$  en el rango  $(1-3) \sigma_{sky}$ , junto con la localización de algunas estructuras en la imagen. *b)* en el rango  $(1-10) \sigma_{sky}$  y estructuras.

hasta acabar en la estructura arqueada **a1** (ver *Figura 5.9*). Del brote 1 también parte el filamento **f3** y junto a éste tenemos el posible puente **a2** que parece conecta el brote 1 y 2, los dos brotes centrales y más masivos. Seguidamente le sigue otro filamento que se origina entre los brotes 6 y 9. En sentido S-O-N de la galaxia, también tenemos varios filamentos, como el que parte directamente del brote 8. Al oeste del brote 2 tenemos otro, y por último las dos ramificaciones que se ven al N de la galaxia y que se extienden del brote 5 hacia afuera. Tienen una apariencia grumosa, o de pequeñas regiones donde el gas se encuentra más concentrado que en un filamento. Podrían ser regiones por debajo de los umbrales de detección de FOCAS (recordemos que el hecho de no cumplir el criterio del “seeing” era determinante para incluir o no a una región ionizada como brote). Desafortunadamente no disponemos de espectroscopía Fabry-Perót como en el resto de las galaxias para hacer un estudio del perfil de emisión de las estructuras, aunque hay que decir, que las mismas carecen de contrapartida óptica en el continuo en  $H\alpha$ .

### 5.2.6 Mrk 297

Esta galaxia *Extendida* aún siendo la segunda más lejana (a 65.1 Mpc) de la muestra, nos revela la firma de un medio interestelar estructurado en diversos filamentos de bajo brillo, como podemos ver en la *Figura 5.10a* en el que se representa el gas ionizado comprendido entre  $(1-3) \sigma_{sky}$ . Aunque en este objeto predomina el medio interestelar ionizado de más alta intensidad ( $\geq 10 \sigma_{sky}$ ) que rodea a la distribución tan compleja de los brotes de FE de Mrk 297, como se puede ver en la *Figura 5.10c*. El sistema de filamentos detectados parece estar vinculado con diversos brotes catalogados (ver *Figura 5.10a*), así al N de la galaxia tenemos dos posibles trazas de gas, una en dirección NE y otra hacia el NO (**f1** y **f2**). Éste último filamento está alineado con los brotes 17 y 20. El siguiente conjunto de fi-

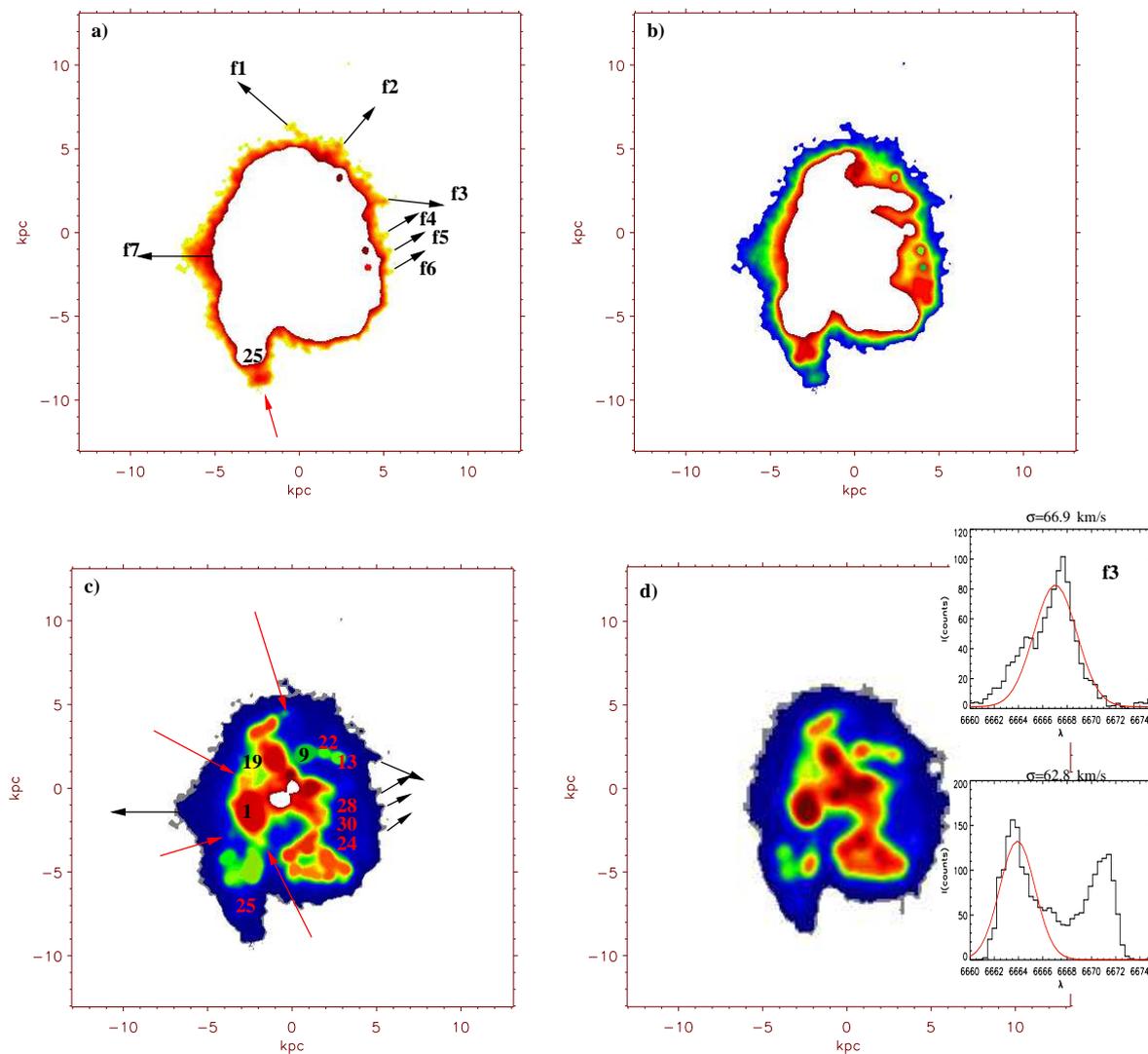


Figura 5.10: Estructuras de Mrk 297. *a)* Imagen H $\alpha$  en el rango  $(1-3) \sigma_{sky}$ . *b)* En el rango  $(1-10) \sigma_{sky}$ . *c)* En el rango  $(1-100) \sigma_{sky}$ . *d)* Imagen H $\alpha$  tomada con SCORPIO.

lamentos se encuentra al O de la galaxia, donde tenemos primeramente uno (**f3**), que proviene de la alineación de brotes formados por las regiones 9, 22 y 13 (ver mapas en *Capítulo 3, Figura 3.11*). Los tres restantes (**f4**, **f5**, **f6**) también están asociados a los brotes 28, 30 y 24 respectivamente (ver *Figura 5.10c*). Como podemos apreciar de la imagen H $\alpha$  tomada con SCORPIO, estos filamentos están presentes también en estas imágenes (ver *Figura 5.10d*). Tras el conjunto de filamentos, y al S de la galaxia, tenemos bajo el brote 25 una condensación de gas que no se extiende como un filamento, parece confinada bajo

el brote. Éste se aprecia muy bien en la *Figura 5.10a-b* y también en la imagen de SCORPIO *Figura 5.10d*. Precisamente desde esta zona emerge la columna de gas de H I que se extiende hacia el sur (ver *Figura 5.11*). Al E de la galaxia tenemos la que parece la última estructura de gas ionizada que parte del cuerpo principal de la galaxia. Parece estar vinculada con el brote n $^{\circ}$  1, que resulta ser el más grande, luminoso y masivo de todos (ver *Capítulos 3–4, Tablas 3.11 y 4.7*). En la imagen de SCORPIO parece estar presente aunque no tan definido como en las imágenes de ALFOCS. Por último hay que destacar las diversas “regiones” que aparecen a mayor intensidad, sobre todo entorno al brote n $^{\circ}$  1, como podemos ver en la *Figura 5.10c* a través de las diversas flechas de color rojo, así como la que aparece junto al brote 20 al norte de la galaxia. Nuevamente, se pueden tratar de brotes débiles que no cumplen el criterio de selección establecido a la hora de parametrizar y caracterizar las regiones de FE.

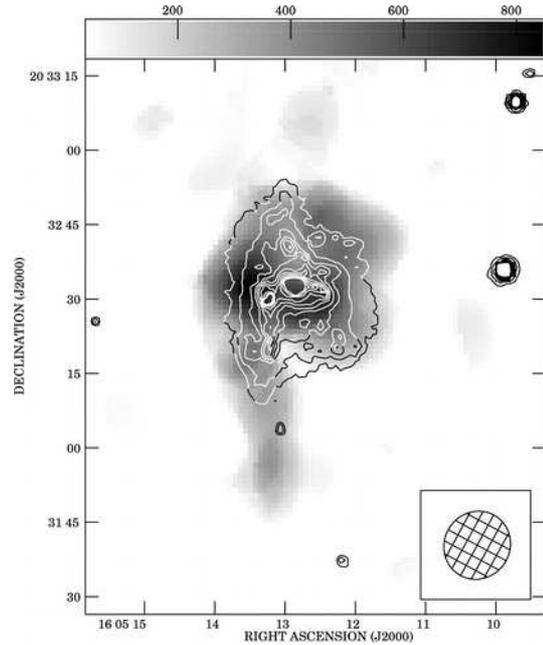


Figura 5.11: Mapa de isocontornos en el óptico de SLOAN de la galaxia Mrk 297, superpuesto a un mapa de H I. Imagen extraída de Garland *et al.* 2007.

De los perfiles de la estructura del gas, podemos ver la altísima asimetría que éstos presentan, siendo de particular interés, el doblete de línea presente en la región interbrote al S de la galaxia (lo veremos con más detalle en *Capítulo 6*).

### 5.2.7 III Zw 102

Esta galaxia *Extendida* que presenta una compleja distribución de brotes de formación estelar, manifiesta la presencia de un medio interestelar estructurado alrededor del cuerpo principal y que se extiende hasta alcanzar distancias de  $\sim 1$  kpc. Como vemos en las *Figuras 5.12a*, la presencia del medio interestelar es más importante en la zona E y SE (**a1**) de la galaxia y vemos como se diluye desde las regiones nucleares hacia el exterior de la galaxia disminuyendo en intensidad. Como se aprecia en la *Figura 5.12* en general, este complejo ionizado, **a1**, se extiende a lo largo de 3 kpc desde el E hasta el SE de la galaxia (ver arco *Figura 5.12a*). En la zona NO (**a2**) también tenemos una extensión de gas que se diluye hacia el exterior desde las regiones nucleares, aunque no es tan extensa radialmente como

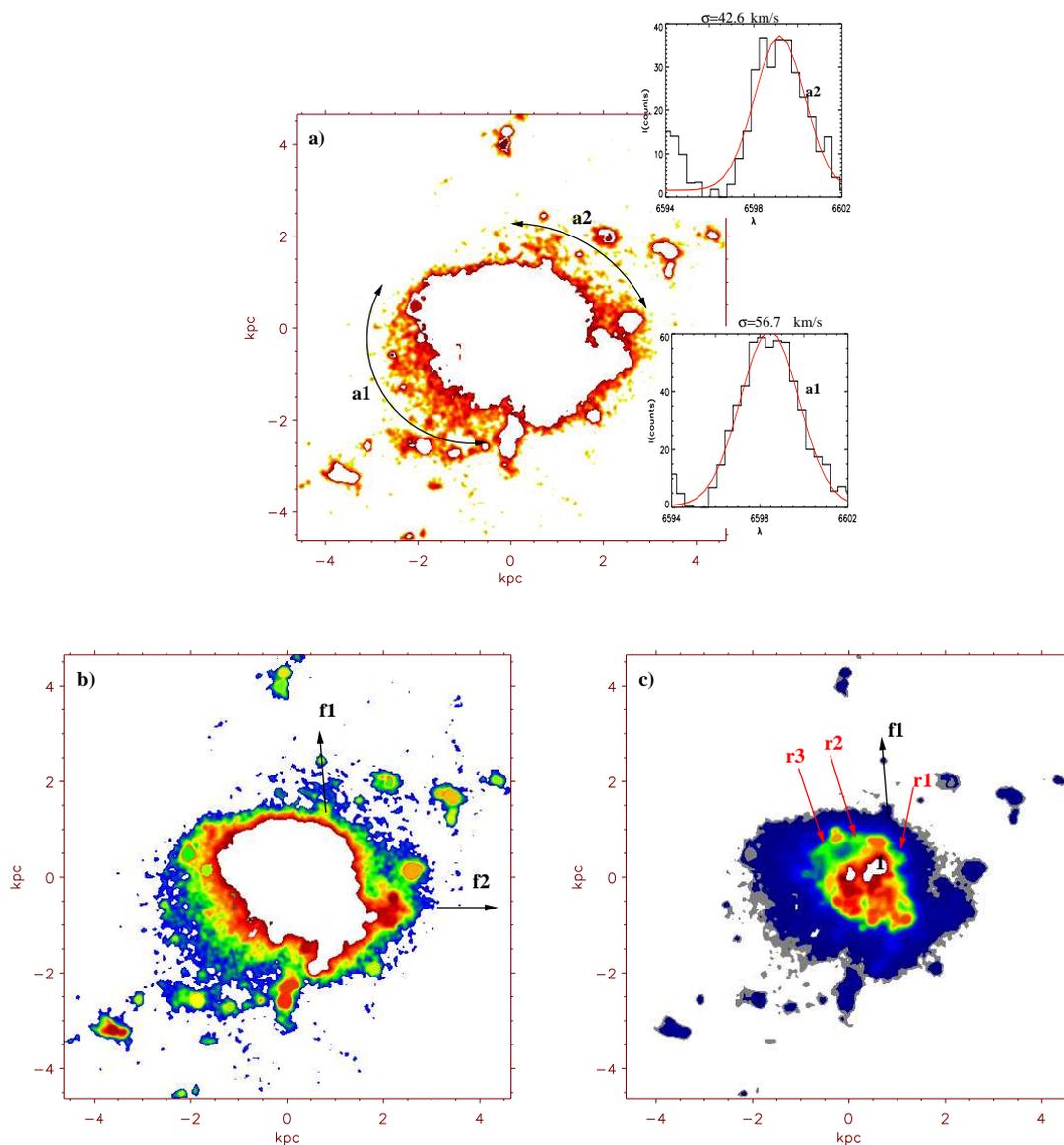


Figura 5.12: Estructuras de III Zw 102. *a)* Imagen H $\alpha$  en el rango  $(1-3) \sigma_{sky}$ , junto con perfiles de emisión característicos de las estructuras. *b)* En el rango  $(1-10) \sigma_{sky}$ . *c)* En el rango  $(1-250) \sigma_{sky}$ .

la anterior. Vemos que ambas estructuras son irregulares y dan lugar a un conjunto rico de filamentos ionizados, destacando al N una “chimenea” de gas de alta intensidad (**f1**), que se origina en el brote n<sup>2</sup> 4 (ver *Figura 3.12*), del cual se esparce el gas a una distancia de  $\sim 1$  kpc con una menor intensidad. Y un segundo filamento que se extiende entre los brotes 26 y 44 hacia el exterior (**f2**). Como se puede apreciar en la *Figura 5.12b*, en general, todos los brotes externos al cuerpo principal de la galaxia, presentan extensiones filamentosas y/o estructuras ionizadas que se extienden y rodean a los brotes más allá del límite isofotal que define a cada uno de ellos.

Por último, debemos destacar las estructuras que aparecen en un rango de intervalo de intensidad mayor a los anteriores, de  $(1-250) \sigma_{sky}$ , ver *Figura 5.12c*. Destamos en este rango al O del brote 1 un filamento (**r1**) de varios cientos de pc que emana perpendicularmente al brote. Seguidamente, llama la atención los puentes **r2-r3** que unen lo que nosotros habíamos identificado en los catálogos como los brotes 11 y 34, con el cuerpo principal de la galaxia, (ver *Figura 3.12*). Destaca el hueco o vacío que hacen estos puentes entre las regiones 11 y 34 y el resto de la galaxia.

Los perfiles de emisión de las áreas que forman los complejos **a1-a2** muestran perfiles de doble pico, con una dispersión de velocidades  $\sigma > 42 \text{ km s}^{-1}$ .

### 5.2.8 Mrk 324

Esta galaxia *Nucleada* es la más pequeña de la muestra junto con Mrk 5 y presenta un medio interestelar muy estructurado presentando una diversidad de filamentos radiales que rodean al cuerpo principal del objeto visibles prácticamente a todos los niveles, ver *Figura 5.13*. En el rango de  $(3-10) \sigma_{sky}$  podemos ver como se empiezan a perfilar varios filamentos cuyo contraste destaca más cuando ampliamos el rango a  $(3-22) \sigma_{sky}$ , donde se aprecia como los filamentos emanan de la parte central de la galaxia hacia el exterior diluyéndose y disminuyendo la intensidad H $\alpha$ . Éste es el caso de los filamentos **f1-f2-f4**. Incluso podemos apreciar que el filamento **f3** parece dividirse en dos estructuras ionizadas paralelas en dirección NO. Al aumentar el intervalo de intensidad también apreciamos nuevas estructuras que en el intervalo por debajo de los  $10\sigma_{sky}$  no se apreciaban, como son los filamentos **f5-f6-f7**. Todo este conjunto de filamentos están potenciados en gran parte por el brote principal de Mrk 324, el brote 1, y la estructura que asemeja un brazo al norte del mismo y que identificamos como brote 2. Los brotes 3-4, ubicados en **f6** y **f1** respectivamente, parecen gas iluminado desde los brotes centrales, de forma que más que regiones, FOCAS ha detectado e identificado parte del gas ionizado localizado en estos filamentos como posibles regiones dado que han superado el criterio de identificación impuestos en los parámetros de búsqueda y detección de regiones.

Las imágenes de SCORPIO no tienen resolución espacial para resolver la estructura de este objeto, pero los perfiles de emisión de las partes más externas de la galaxia presentan asimetrías y perfiles de doble pico (se estudiará con detalle en el *Capítulo 6*).

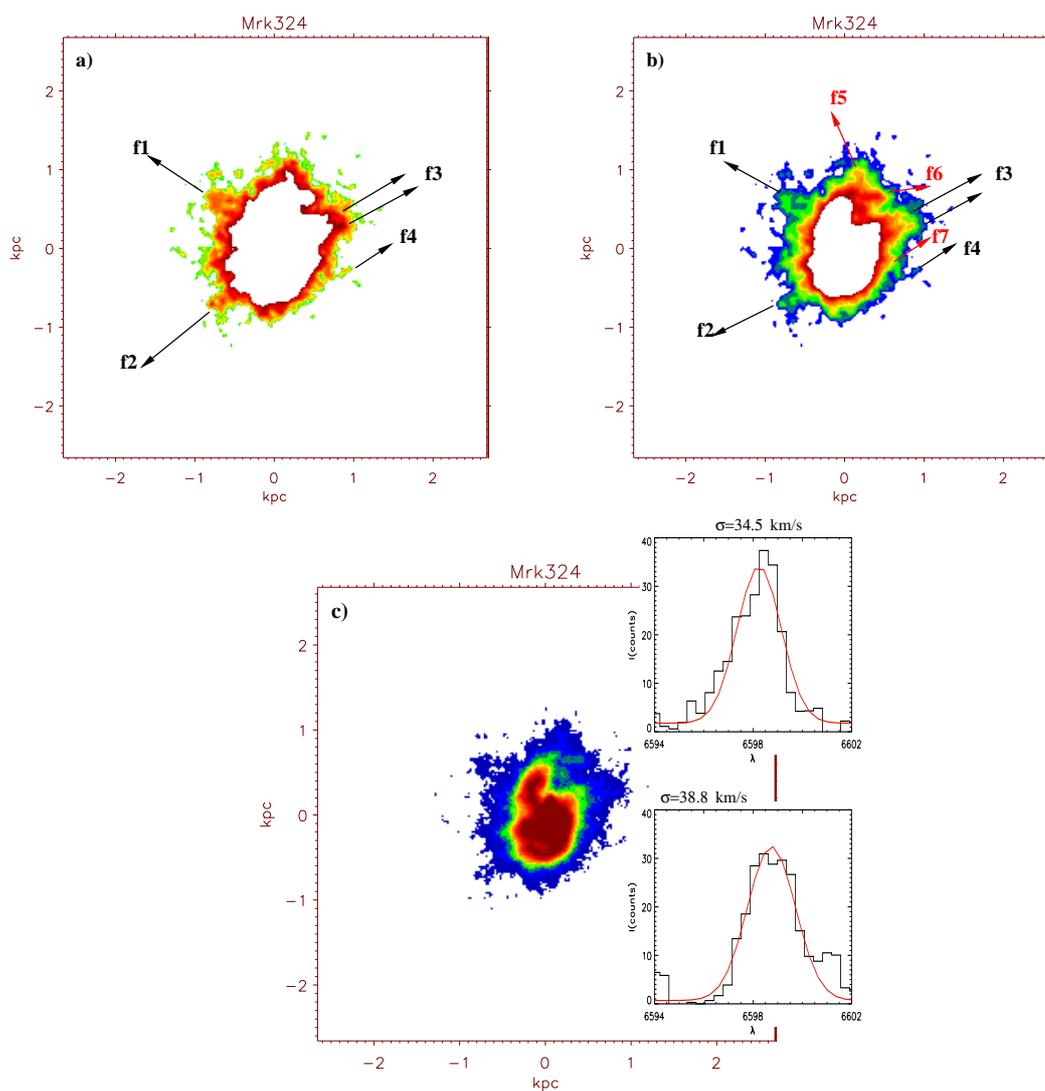


Figura 5.13: Estructuras de Mrk 324. *a)* Imagen H $\alpha$  en el rango  $(3-10) \sigma_{sky}$ . *b)* Imagen H $\alpha$  en el rango  $(3-22) \sigma_{sky}$ . *c)* Imagen H $\alpha$  en el rango  $(3-100) \sigma_{sky}$ , junto al perfil de emisión típico de las estructuras.

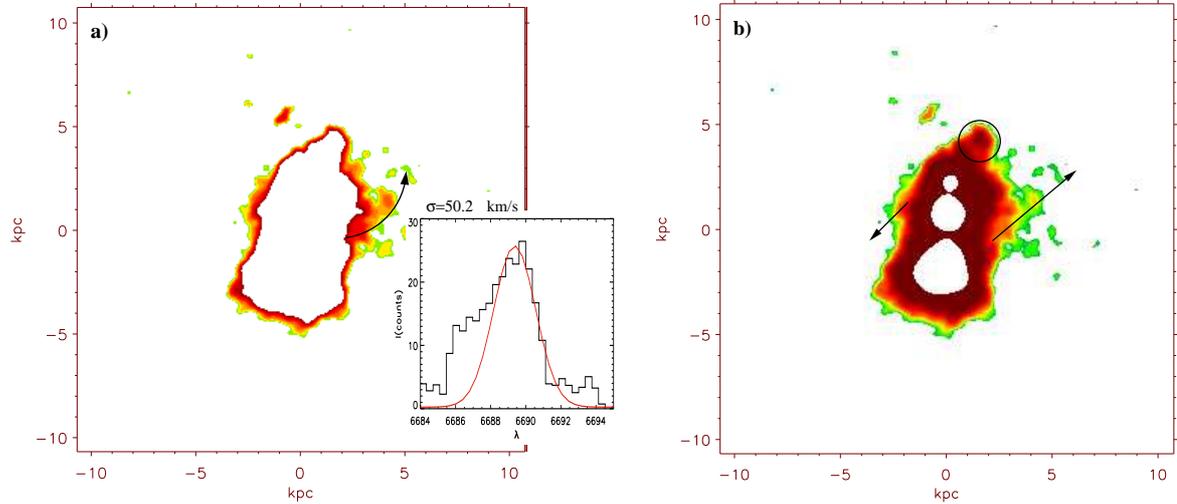


Figura 5.14: Estructuras de III Zw 107. *a*) Imagen H $\alpha$  en el rango (1–3)  $\sigma_{sky}$ , junto con la localización de algunas estructuras en la imagen y el perfil de emisión característico. *b*) Imagen H $\alpha$  en el rango (1–10)  $\sigma_{sky}$ .

### 5.2.9 III Zw 107

Esta galaxia del tipo morfológico de las *Concadenadas* no muestra esa maraña de filamentos irregulares que otros objetos de la muestra, tal vez porque la estructura del gas no se ha organizado en la misma forma que en otros objetos, o bien quizás estemos limitados por la resolución, ya que es el objeto más lejano de todas las galaxias de la muestra. Si hacemos un estudio a diversos rangos de intensidad, podemos apreciar el gas ionizado de alta intensidad rodeando los brotes de formación estelar como en otros casos (*Figura 5.14b*) y el gas a baja intensidad (1–3  $\sigma_{sky}$ ) en los límites y bordeando el cuerpo principal de la galaxia (*Figura 5.14a*). Aún así, detectamos dos posibles columnas de gas ionizado paralelas y en direcciones contrarias (ver *Figura 5.14b*). La primera y más destacable de ellas se encuentra al O de la galaxia y se extiende en dirección NO. Se localiza entre los brotes 1 y 2, formando un ángulo de  $40.2^\circ$  con la horizontal y alcanza una extensión de  $\sim 2$  kpc. La segunda, mucho más visible a mayor intensidad, se encuentra al E de la galaxia entre los brotes 2 y 3 y sigue la dirección SE. Aunque más corta que la primera, se extiende hasta alcanzar aproximadamente un 1 kpc. Al N de la galaxia se aprecia lo que parece ser un grumo de gas ionizado (ver círculo sobre *Figura 5.14b*). Dada la proximidad de una estrella de campo justo al norte de la galaxia, se consideró la posibilidad de que tratáramos con un residuo estelar, aunque una inspección más detallada sobre la imagen de continuo así como la imagen H $\alpha$  de dicha galaxia descarta esta posibilidad, de manera que consideramos que la presencia de este grumo es real y no ha sido considerado como un posible brote de formación estelar ya que no cumple las condiciones de los parámetros iniciales de búsqueda regiones de FOCAS (ver *Capítulo 3, apartado 3.1*). Desafortunadamente, las dos estructuras paralelas

fuera de los brotes de FE identificados en III Zw 107, no tienen una contrapartida en la imagen  $H\alpha$  de SCORPIO, bien porque no sean reales, bien porque el umbral de III Zw 107 en la imagen de SCORPIO no es lo suficientemente profunda como para detectar dichas estructuras. El gas que engloba a los brotes, presenta perfiles de emisión muy complejos (ver *Figura 5.14a* y estudio realizado en el *Capítulo 6*).

### 5.2.10 Número de estructuras

Galaxia	Estructuras			
	Abiertas	Tamaños(pc)	Cerradas	Radios(pc)
Mrk 370	8	300–1000	6	200–400
Mrk 600	8	100–400	1	200
II Zw 40	12	300–1000	4	300–600
Mrk 5	3	150–1000	...	...
II Zw 71	8	375–750	2	375–625
Mrk 297	12	1000–2000	...	...
III Zw 102	2	330–1500	2	330–670
Mrk 324	7	400–600	...	...
III Zw 107	2	1000–2000	...	...

Tabla 5.1: Tabla resumen con el número de estructuras encontradas en cada galaxia y rango de tamaños.

En la *Tabla 5.1*, resumimos el número de estructuras, y los rangos típicos de tamaños, detectadas en cada imagen outburst. Las estructuras las hemos dividido en abiertas (para englobar a las configuraciones ionizadas de tipo filamento) y en cerradas (para aquellas estructuras de tipo “loop”). De la tabla, llama la atención las escalas de dichas estructuras, que superan los cientos de parsecs, estando presentes en la gran mayoría de objetos, filamentos superiores a 1 kpc. En un trabajo futuro, nos planteamos el estudio de este tipo de estructuras con imágenes de fotometría profunda complementada con espectroscopía 3D.

En la *Figura 5.15* se han representado el número de brotes identificados en cada galaxia, junto con el número de estructuras total encontradas en cada una de ellas, con la idea de explorar la existencia o no de alguna correlación entre los mismos. A raíz de la figura, parece claro que la galaxias con más número de brotes ( $\geq 10$ ), contienen un mayor número de estructuras, siendo la excepción III Zw 102. En el caso de esta galaxia, podemos ver que todo el cuerpo principal de la misma está inmerso en una nube de gas ionizado, ver *Figura 5.12*, que probablemente esté estructurada, pero la resolución final no nos permite resolver y definir bien cómo es esa estructura.

Dentro de cada clase morfológica, también podemos apreciar en la *Figura 5.15*, que por regla general, las galaxias con más brotes, contienen un mayor número de estructuras.

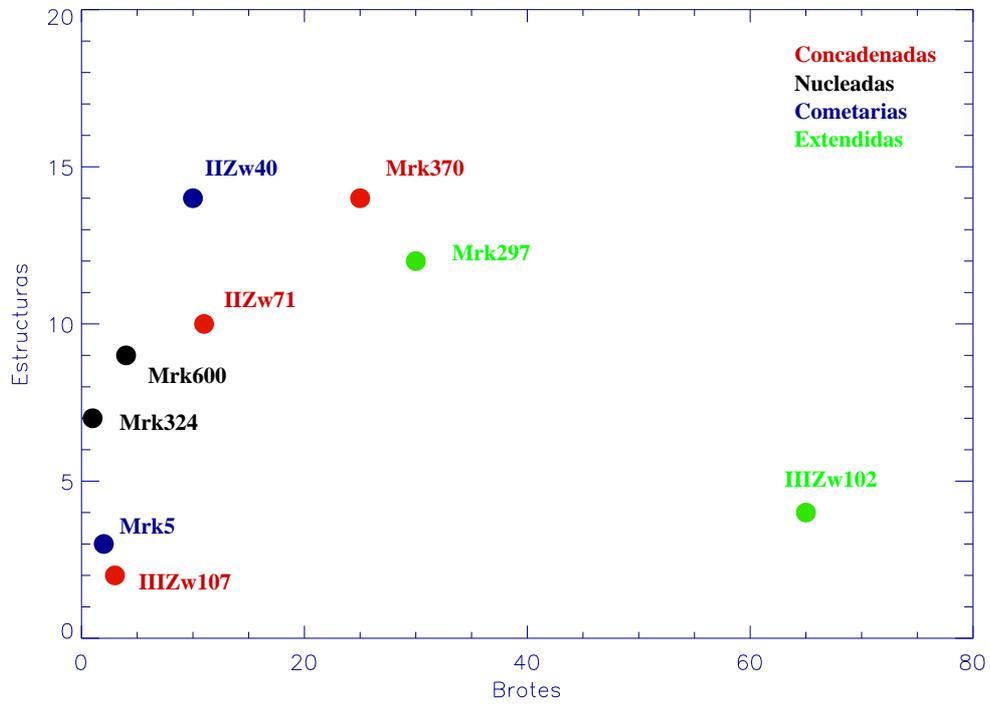


Figura 5.15: Número de brotes de cada galaxia frente al número de estructuras localizadas en cada una de ellas.

# 6

---

## Análisis de la Espectroscopía 3D: Diagramas de Diagnóstico.

En este capítulo presentamos los resultados de la espectroscopía 3D (mediante interferometría Fabry-Perót) de 8 de los 9 objetos de la muestra de galaxias BCGs, en la cuales se ha mapeado la línea de emisión  $H\alpha$  con buena resolución espectral ( $0.7 \text{ \AA} \approx 32 \text{ km s}^{-1}$ ). A partir del análisis, basado en el ajuste de un único perfil gaussiano a la línea de emisión en cada píxel, realizamos una serie de diagramas de diagnóstico que nos permiten identificar los brotes de formación estelar en galaxias lejanas. Los catálogos fotométricos, de mayor resolución espacial, nos sirven como calibradores de esta técnica de los diagramas, que extrapolándola a objetos mucho más lejanos nos pueden servir para inferir la actividad de formación estelar si los muestreamos con una buena resolución espectral.

La gran ventaja de la espectroscopía 3D es que es una técnica que nos permite obtener simultáneamente espectroscopía e imagen de una misma área. Pero mapear un objeto extenso mediante este procedimiento puede ser de muy difícil análisis, dado el gran número de espectros que se pueden originar, en nuestro caso la no despreciable cantidad de 22500. Una técnica muy útil y sencilla, aplicable a todo el volumen de datos, resulta de realizar un ajuste gaussiano al perfil de cada una de las líneas de emisión (ver Muñoz-Tuñón et al 1995, 1996). Esto nos permite obtener tres parámetros que caracterizan a cada gaussiana ajustada a cada línea: la dispersión de velocidades ( $\sigma$ ), la intensidad en el pico de la gaussiana ajustada ( $I_{peak}$ ) y su longitud de onda central ( $\lambda_c$ ). Los perfiles gaussianos conservan el flujo de la línea ajustada, lo que los hace especialmente eficientes para identificar asimetrías y estructuras de doble pico en los perfiles de las líneas, ya que de tener una línea de estas características, en su intento de conservar el flujo, el perfil gaussiano resultante mostraría una  $\sigma$  mayor que la obtenida para un perfil ideal.

## 6.1 Contexto histórico

En los años 70, Smith y Weedman (1970a) detectaron que las regiones HII gigantes presentaban ensanchamientos en sus líneas de emisión (con  $\sigma \sim 13\text{--}25 \text{ km s}^{-1}$ ) mayores que en las regiones HII de la Galaxia ( $\sigma \sim 5.4 \text{ km s}^{-1}$  en la Nebulosa de Orión, Smith y Weedman 1970b). Esto implica, que el gas se mueve supersónicamente ( $v_{gas} > 10 \text{ km s}^{-1}$ ) en el medio. Aunque se han propuesto varios modelos para explicar este comportamiento cinemático, hoy por hoy, aún sigue abierta la cuestión acerca del mecanismo que hace que el gas se mueva supersónicamente.

Los primeros estudios realizados al respecto, sugerían que el ensanchamiento supersónico era producido por la energía depositada por los vientos de las estrellas WR (Smith y Weedman 1972), y los remanentes de supernova (Skillman y Balick 1984).

Por otro lado, Melnick (1977) y Terlevich y Melnick (1981), encuentran que el tamaño y la luminosidad de las regiones HII gigantes, estaban correlacionadas con su dispersión de velocidades ( $R \propto \sigma^2$  y  $L \propto \sigma^4$ ). Esto les llevó a proponer un modelo en el cual la gravedad era la causante del movimiento supersónico del gas, debido a la similitud de las relaciones paramétricas encontradas, con la de los sistemas en equilibrio dinámico como las galaxias elípticas, los cúmulos globulares y los bulbos de las galaxias espirales. Sugirieron que en las regiones HII gigantes el gas ionizado se mueve por la influencia del potencial gravitatorio del supercúmulo y como consecuencia, la dispersión de velocidades es una medida directa de la masa del mismo  $\sigma = \sqrt{GM/R}$ . Este modelo, no obstante, presenta un problema asociado a la hidrodinámica del gas. Las nubes moviéndose supersónicamente acaban chocando entre sí, enfriándose y acumulándose en el centro del pozo de potencial.

Posteriormente, y para resolver el inconveniente anterior, Tenorio-Tagle et al. (1993), introducen el llamado Cometary Stirring Model (CSM). En él proponen que el conjunto de estrellas de baja masa de pre-secuencia principal (formadas en el reciente evento de FE), se mueven en el campo gravitatorio (supersónicamente, si la masa del cúmulo es suficientemente grande), con una velocidad de dispersión  $\sigma_{star}$ . El viento de estas estrellas, aumenta su sección eficaz y en movimiento supersónico, produce una serie de ondas de choque (“bow shocks”) dentro de la nube, transfiriendo la energía al gas de forma que  $\sigma_{gas} \sim \sigma_{star} = \sqrt{GM/R}$  (ver *Figura 6.1*).

Otro escenario completamente distinto fue propuesto por Chu y Kennicutt (1994), en el que proponían que la componente dominante en el perfil supersónico de las líneas de emisión, estaba originado por una superposición individual de “shells” no resueltas. De manera que en su modelo, el mecanismo físico que producía en el ensanchamiento supersónico, estaba vinculado con los vientos de estelares de las asociaciones OB y las supernovas.

Con el propósito de estudiar el origen del ensanchamiento supersónico, Muñoz-Tuñón et al. (1996) desarrollaron un estudio con el espectrógrafo Fabry-Perót TAURUS de las regiones HII gigantes NGC 604 y NGC 588 de la galaxia M33. En los cubos de datos obtenidos, la línea de emisión  $H\alpha$  fue ajustada mediante un perfil gaussiano píxel a píxel, del que pudieron obtener para cada punto de las regiones, la dispersión de velocidades y las intensidades en el pico de la línea. Con estos parámetros elaboraron un diagrama ( $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , ver *Figura 6.2*) en el que aparecían dos zonas bien diferenciadas: una banda horizontal, estrecha y extendida a todo el rango de intensidades posibles, centrada en una determinada  $\sigma$  de carácter supersónico, y por encima de ésta, una serie de bandas inclinadas

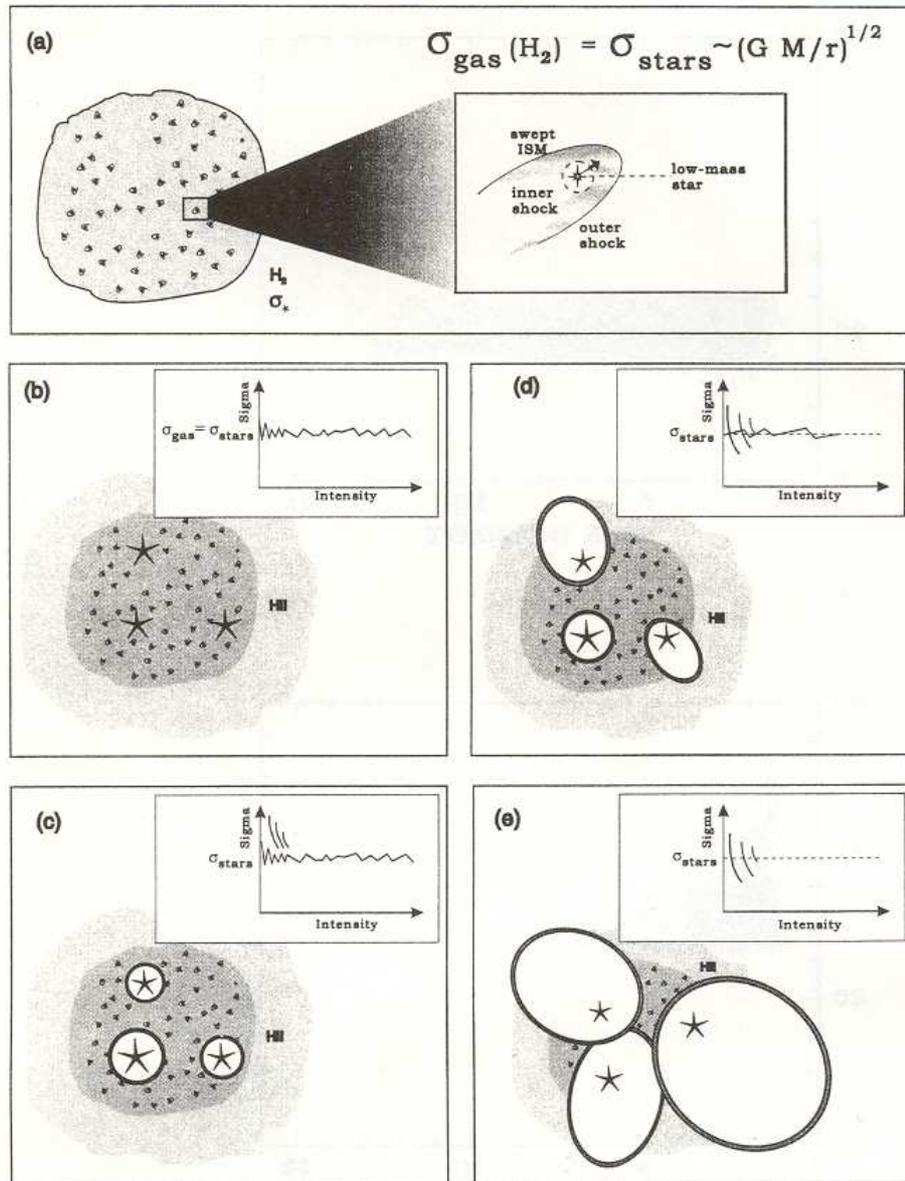


Figura 6.1: Evolución de una región de formación estelar gigante. **a)** Se crea un complejo de formación estelar a partir del colapso una nube molecular, formándose las estrellas de baja masa. Dado el movimiento supersónico de las estrellas dentro del complejo, se generan ondas de choque que forman estructuras cometarias que transfieren la estructura cinemática estelar al gas, evitando que la nube siga colapsando. **b)** Se forman las estrellas masivas (símbolos estrellas grandes) que fotoionizan el gas dando lugar a una región HII gigante. **c)-d)-e)** Muestran los efectos progresivos de la interacción de las estrellas gigantes con el medio interestelar circundante, mediante la energía mecánica depositada por las mismas, formando burbujas y cascarones que al exceder las dimensiones de la nube, se romperán dispersando el gas de la nube (Muñoz-Tuñón et al. 1996).

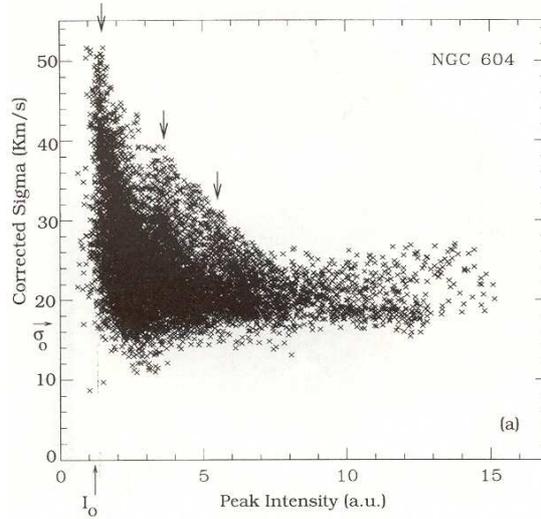


Figura 6.2: Diagrama  $\sigma$  vs  $I$  (Muñoz-Tuñón *et al.* 1996).

asociadas con puntos de menor intensidad pero con un mayor rango de dispersión de velocidades. La banda horizontal es el resultado del ajuste a líneas de emisión que presentan un auténtico perfil gaussiano, y que proceden del área donde se concentran las estrellas que componen el/los cúmulos estelares de la región de formación estelar (objeto de estudio), encargadas de ionizar el medio (ver Muñoz-Tuñón 1994, Sabalick *et al.* 1995, Muñoz-Tuñón *et al.* 1996 para el caso de RHIIG y Telles *et al.* 2001 para el caso de *Galaxias* HII). Mientras que las bandas inclinadas son el resultado del ajuste a líneas que presentan un alto grado de asimetría así como perfiles de doble pico, y que se corresponden con el conjunto de cascarones y filamentos irregulares ionizados, resultantes de la interacción de las estrellas con el MI circundante.

En la *Figura 6.3* podemos ver el esquema de cómo se vería una burbuja homogénea de radio  $R$  y anchura  $\Delta R$  en uno de estos diagramas. En la *Figura 6.3a* se señalan los puntos por donde pasa la rendija, el centro y los bordes interior y exterior. Si ajustamos la línea de emisión resultante en cada punto mediante un perfil gaussiano, obtendremos que la dispersión de velocidad será mayor en las partes centrales e irá disminuyendo hacia los bordes de la burbuja, mientras que la intensidad máxima corresponderá al borde interior y la mínima al borde exterior, pues  $I_{center} = 2\Delta R\beta n_{shell}^2$  e  $I_{inner} = 2l\beta n_{shell}^2$ , con  $l = \sqrt{2R\Delta R - \Delta R^2}$ . Si este diagrama lo representamos para todos los puntos de una región HII gigante como NGC 604 el resultado es el que podemos ver en la *Figura 6.2*, en la que se pueden apreciar una serie de bandas inclinadas que parten de una banda horizontal. El comportamiento del diagrama en su conjunto se puede dilucidar en la *Figura 6.1a*, en la que vemos un brote de formación estelar recién formado y en el que los vientos de las estrellas masivas no han comenzado a formarse. Si esto es observado con una rendija, veríamos el cúmulo distribuido a lo largo de un rango de intensidades, por la diversidad de estrellas que lo componen, pero todo el conjunto presentaría prácticamente la misma dispersión de velocidades, esto es, el perfil de la línea no varía. Es lo que se dio a conocer como *Núcleo*

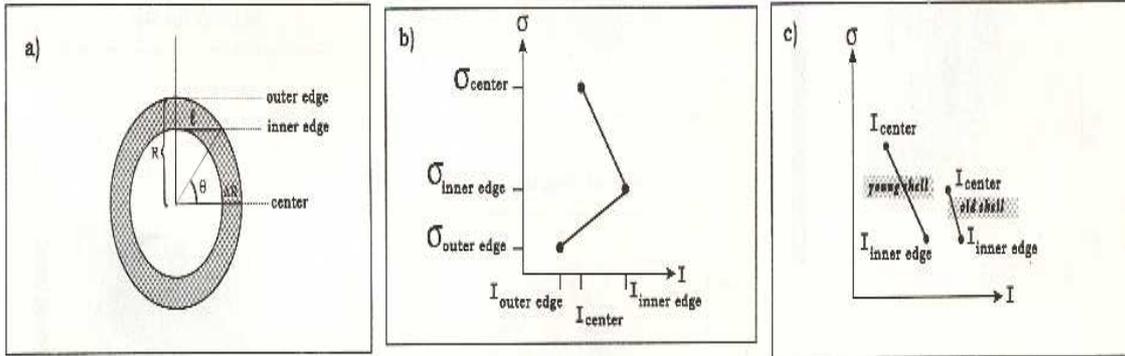


Figura 6.3: Diagrama  $\sigma$  vs  $I$  de una burbuja de radio  $R$  y anchura  $\Delta R$  (Muñoz-Tuñón et al. 1996)

*Cinemático* (ver Muñoz-Tuñón 1994). Ahora bien, en el momento en que comienzan a formarse vientos intensos, que dan lugar a posteriori a ondas de choque, cuyo fin es el de generar una burbuja, aparecen las bandas inclinadas en los diagramas (Figura 6.1c).

## 6.2 Diagramas de Diagnóstico: $\sigma$ vs $I_{peak}$ , $\sigma$ vs $\lambda_c$ y $\lambda_c$ vs $I_{peak}$

En este trabajo hemos extendido el estudio del diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  a una muestra de galaxias BCGs con un rango en distancias comprendido entre 9.69 y 78.09 Mpc desarrollando dos nuevos diagramas de diagnóstico:  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ , cuya aportación innovadora reside en la capacidad de los mismos para revelar la presencia de brotes de formación estelar (tanto los más masivos como los menos) en objetos lejanos donde la resolución espacial nos limite resolverlos en las imágenes.

Para calibrar los diagramas, y realizar un análisis interpretativo correcto del funcionamiento de los mismos, usamos como referencia los catálogos fotométricos en  $H\alpha$  (obtenidos con mayor resolución espacial) para asegurarnos que los brotes que identificamos con estos diagramas, se corresponden con los brotes fotométricos (como se puede ver con toda claridad, en el apartado 6.2.3 en la descripción detallada de los diagramas para la galaxia III Zw 102).

### 6.2.1 Mrk 324

Como ya hemos visto en el *Capítulo 4*, apartado 4.2, Mrk 324 es una galaxia de la clase morfológica del tipo *Nucleadas*, y que representa el ejemplo más sencillo para presentar los diagramas, por su similitud con una RHIIG. Esto es, un único núcleo de formación estelar. La Figura 6.4, primera fila, muestra los diagramas  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ ,  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  de esta galaxia junto con la imagen  $H\alpha$ , del telescopio NOT 2.5m, usada para la elaboración de los catálogos del *Capítulo 3* (de mayor resolución espacial que las imágenes obtenidas con SCORPIO). Podemos ver que la afinidad entre el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  de este objeto con el de las RHIIGs (ver Figura 6.2) es total, evidenciando una estructura en forma de banda inclinada superpuesta a una banda horizontal en torno a una  $\sigma$  supersónica de  $\sim 23$  km s $^{-1}$ . Esto pone de manifiesto que aún siendo las RHIIGs y las galaxias BCGs distintos objetos,

el mecanismo de FE debe de ser el mismo.

Si seleccionamos los puntos correspondientes a la banda horizontal (*Figura 6.4, 2ª fila*, puntos en amarillo) podemos ver que éstos aparecen como una concentración de puntos en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  (como cabría esperar para todas aquellas partes de una misma región), y como otra banda horizontal a lo largo de todo el rango de intensidades posible en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ , centrada en torno a una longitud de onda constante ( $\approx 6598.2$  Å). Como podemos apreciar en la *Figura 6.4, 2ª fila, último panel*, donde representamos el mapa H $\alpha$  de intensidades de pico de los puntos seleccionados en los diagramas, éstos se corresponden con el brote de formación estelar central, que ya en apartados anteriores habíamos identificado con una masa de  $\sim 4 \times 10^5 M_{\odot}$  (ver *Tabla 4.9*).

Los perfiles de las líneas de emisión que caracterizan dicho brote, superpuestos en el mapa de intensidades, son perfectamente gaussianos.

Si seleccionamos los puntos de la estructura triangular (aquellos de baja intensidad, *Figura 6.4, 3ª fila*), vemos que éstos se distribuyen de forma muy dispersa a lo largo de todo el intervalo de longitudes de onda de los diagramas  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  y a todo el rango de  $\sigma$  a ambos lados de la velocidad sistémica de la galaxia. Este conjunto de puntos, como vemos en su mapa de intensidades, forman parte de una estructura anillada y que engloba al brote central masivo. Es notorio cómo sus líneas de emisión se desvían del comportamiento gaussiano, siendo más anchas que las del brote principal, presentando asimetrías en la base así como perfiles de doble pico.

### 6.2.2 Mrk 370

En este caso, aplicamos los diagramas a un ejemplo más complicado, aquel en el que la galaxia presenta varios brotes de formación estelar a lo largo del cuerpo principal (ver *Tabla 3.1*), que como se verá de su análisis, esto dará mayor fuerza y significado a la introducción de los nuevos diagramas de diagnóstico ( $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ ). Siguiendo el mismo esquema que en el apartado anterior, presentamos en la *Figura 6.5* los diagramas correspondientes para Mrk 370, así como las diversas zonas y mapeos realizados sobre los perfiles del objeto (puntos amarillos). La primera característica importante y sobresaliente es la semejanza del diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  con el encontrado en el caso anterior para un sólo brote de formación estelar.

Si nos centramos en la banda horizontal (*Figura 6.5, 2ª fila*), lo que aparentemente podría estar asociado a un brote de formación estelar, tal y como se manifiesta en el caso de Mrk 324, o los casos estudiados de NGC 604 y NGC 588 por Muñoz-Tuñón et al. (1996), vemos que en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  se descompone en diversos brotes de formación estelar, al menos tres, que aún a pesar de tener una  $\sigma$  similar (lo que los camufla en el diagrama anterior) presentan una longitud de onda central distinta (que podemos diferenciar gracias a la espectroscopía 3D). El más brillante localizado a  $\lambda 6580.1$  Å, es coincidente con la velocidad sistémica de Mrk 370. El resto se encuentran entorno a  $6579.4$  Å y  $6579.8$  Å. En el diagrama siguiente ( $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ ), son más obvios, los dos brotes más brillantes, ya que presentan un gran rango de intensidades, pero claramente diferenciados por su longitud de onda central.

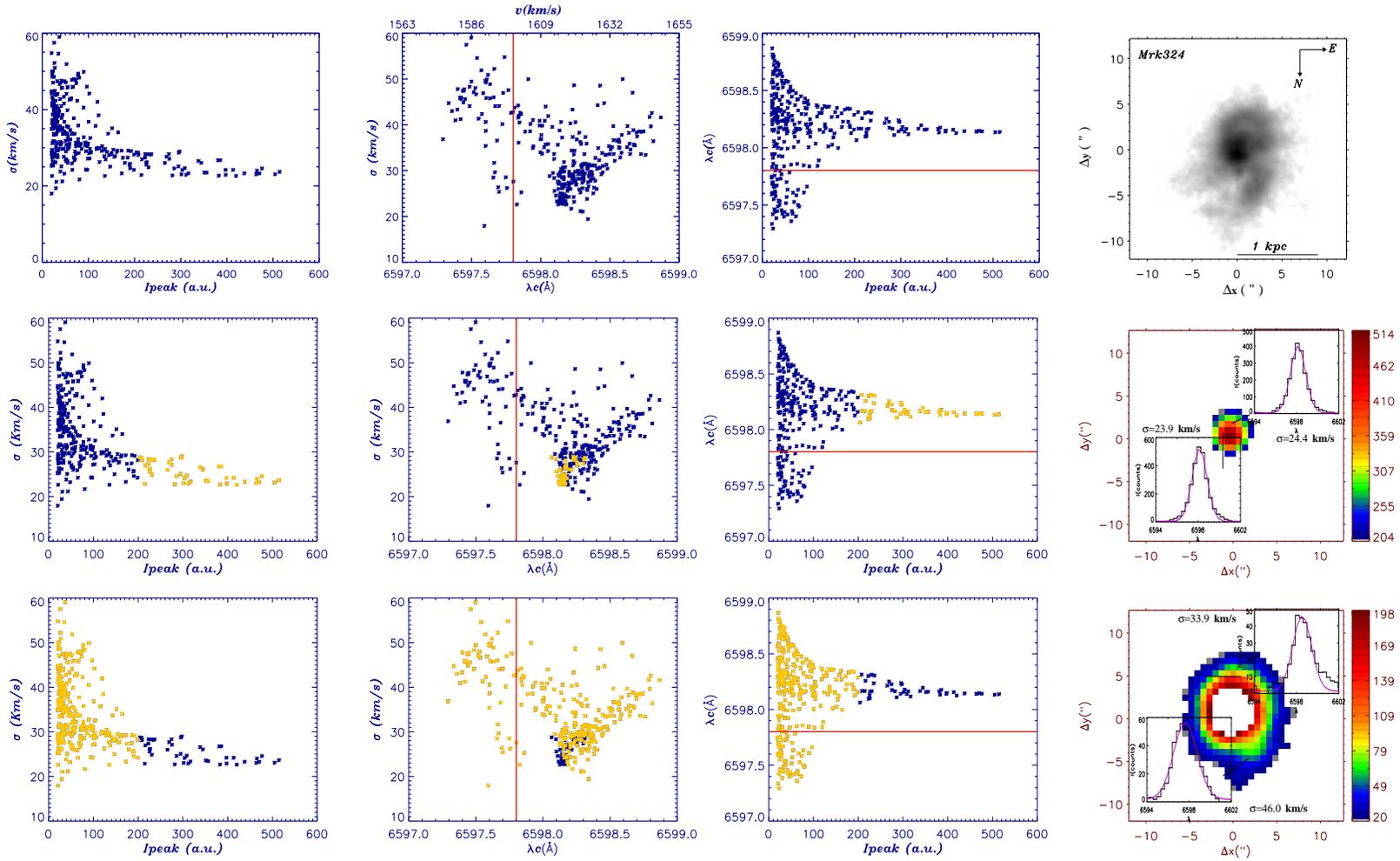
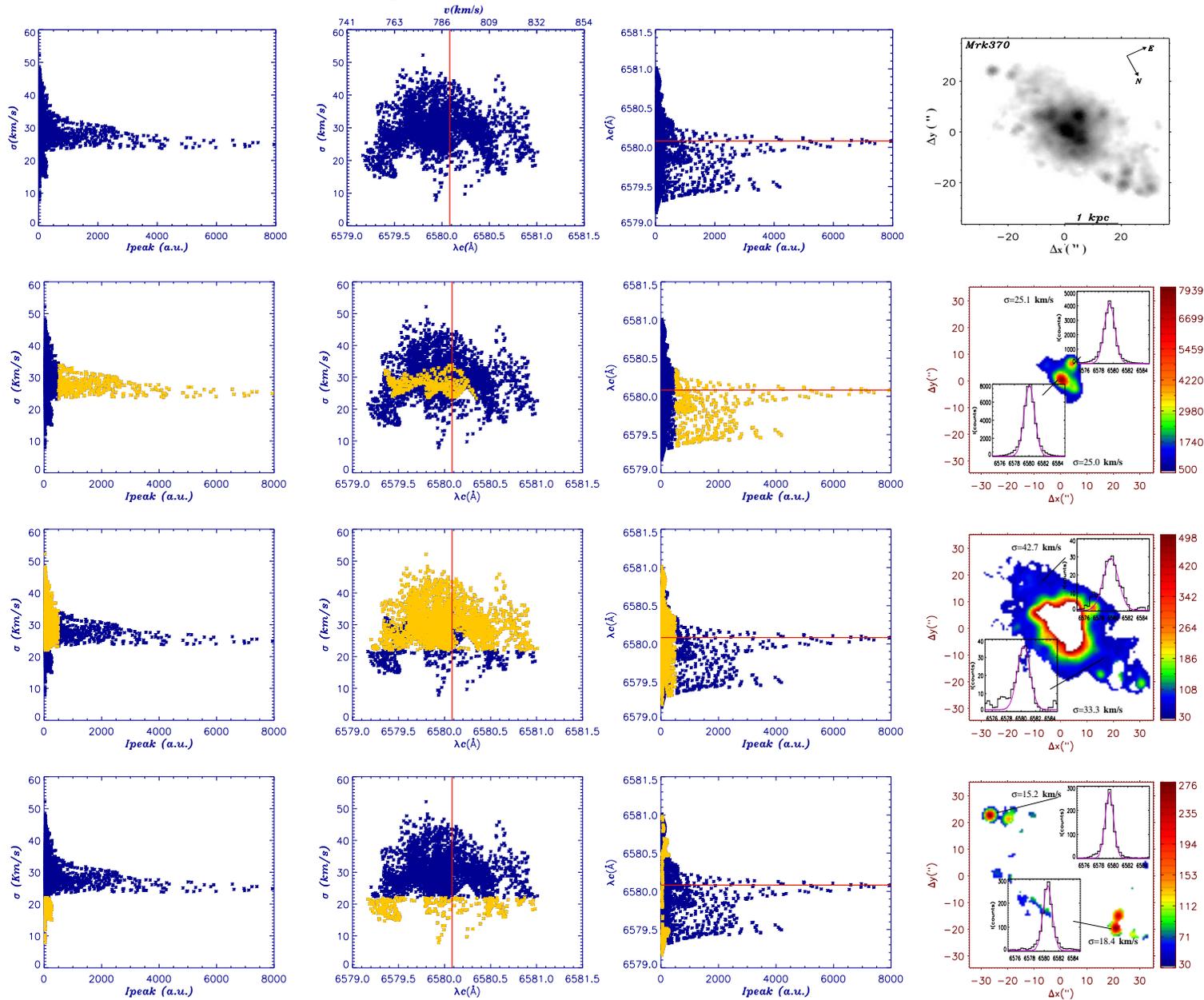


Figura 6.4: Mrk 324. La *primera fila* muestra los tres diagramas:  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ ,  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  respectivamente junto con la imagen H $\alpha$  usada para elaborar los catálogos de mayor resolución espacial. En el resto de las filas, seleccionamos en amarillo aquellos puntos de estudio, pertenecientes o bien a la *banda horizontal* o a la *banda triangular* y que son representados al final de cada fila en el mapa de Intensidades de Pico. Junto a los mapas se añaden los perfiles de línea típicos de cada zona y su ajuste gaussiano. La línea roja que hay superpuesta en cada diagrama, representa la *velocidad sistémica* de la galaxia.

Figura 6.5: Mrk 370. Idem al caso de la Figura 6.4.



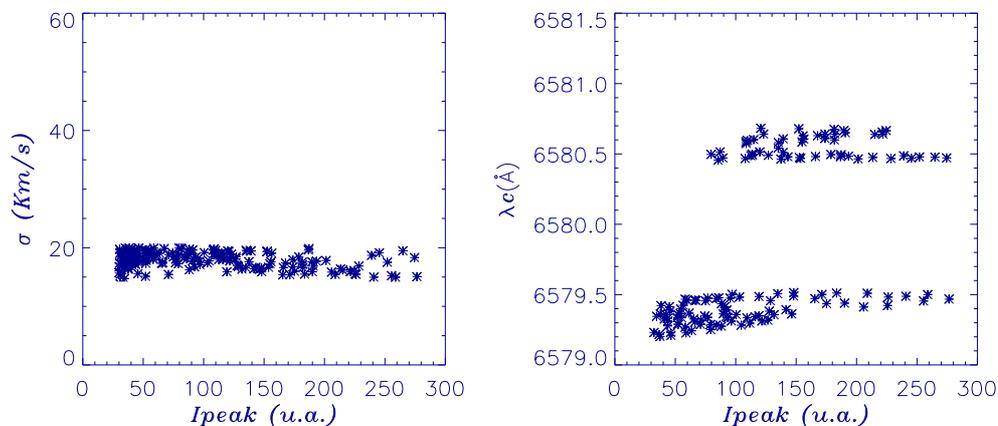


Figura 6.6: Zoom de la región localizada a  $\sigma \leq 21 \text{ km s}^{-1}$ .

El mapa de intensidades de esta banda horizontal (último diagrama, fila 2<sup>a</sup>) nos revela que todos los puntos seleccionados se corresponden con la región nuclear de la galaxia, que comparando con la *Figura 3.6* y la *Tabla 3.1*, vemos claramente identificados los brotes 1, 2 y 4, los más masivos ( $\sim 10^5 M_{\odot}$ ) y de forma no aparente en los diagramas, los brotes 3 y 9 ( $\sim 10^4 M_{\odot}$ ). Estos 5 brotes son los más masivos de la galaxia Mrk 370 (ver *Tabla 4.2*). Pero lo realmente importante es que de habernos centrado sólo en el diagrama  $\sigma - I_{peak}$ , no habríamos sido capaces de discernir la existencia de otros brotes, cuya presencia es manifiesta en el resto de los diagramas y que gracias a nuestros catálogos, previamente elaborados con imágenes de mayor resolución espacial, hemos sido capaces de contrastar e identificar los brotes más masivos de la región nuclear de la galaxia. Por lo que los catálogos anteriores, nos sirven como calibradores de esta técnica de los diagramas, que extrapolándola a objetos mucho más lejanos nos pueden servir para inferir la actividad de formación estelar si los muestreamos con una buena resolución espectral. Nuevamente, podemos apreciar que los puntos de la banda horizontal presentan perfiles de emisión típicamente gaussianos.

En la *Figura 6.5*, 3<sup>a</sup> fila, mapeamos aquellos puntos pertenecientes a la banda inclinada y de baja intensidad. Como se aprecia en el resto de los diagramas, al igual que ocurriera en el caso de Mrk 324, éstos aparecen distribuidos en  $\lambda$  a un lado y a otro de la velocidad sistémica del objeto y tienen su origen en la estructura gaseosa que bordea tanto a la región nuclear así como a los brotes que se encuentran localizados a lo largo del eje principal de la galaxia (a  $\sim 2 \text{ kpc}$ ), y cuyas líneas de emisión presentan tanto ensanchamientos como asimetrías en los perfiles (ver último diagrama, 3<sup>a</sup> fila).

Centrándonos en la *Figura 6.5*, 4<sup>a</sup> fila, analizamos los puntos que se encuentran por debajo de  $\sigma \leq 21 \text{ km s}^{-1}$ . Este conjunto de puntos, dado el contraste de intensidades con la banda principal, aparentan estar apiñados. Aunque si nos limitamos al rango de intensidades de esos puntos, vemos que también tienen la forma de una banda horizontal entorno a una  $\sigma$  más baja que la de la banda principal (ver *Figura 6.6*). Como ocurre con la región nuclear, esta banda aparece descompuesta en diversas concentraciones de puntos en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  (ver *Figura 6.5*, última fila) asociadas a los brotes de formación estelar más alejados del cuerpo principal de la galaxia. Como se aprecia en la *Figura 6.6*,

en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ , se diferencian 4 brotes en forma de bandas horizontales con una longitud de onda muy determinada. Estos 4 brotes, que aparecen en el mapa de intensidades, no se manifiestan en el primer diagrama ( $\sigma$  vs  $I_{peak}$ ), ya que al tener la misma dispersión de velocidades, se distribuyen a lo largo del diagrama en una única banda horizontal (ver *Figura 6.6*). Los brotes que se corresponden con los ya identificados en los catálogos (*Tabla 3.1*, *Figura 3.6*, brotes al norte 6-11 y al sur 5-10) presentan un claro perfil que carece de algún tipo de asimetría y/o estructura de doble pico. Esto es, también son perfiles gaussianos.

### 6.2.3 III Zw 102

Esta galaxia perteneciente al grupo morfológico de las BCGs *Extendidas*, y es la que presenta un mayor número de brotes de formación estelar de toda la muestra de estudio (ver *Capítulo 3*, *Tabla 3.13*). En la *Figura 6.7*, *1ª fila* representamos los diagramas correspondientes a dicho objeto junto a la imagen  $H\alpha$ , del telescopio NOT 2.5 m. Realizamos el mismo barrido de puntos sin dejar ninguno fuera del análisis. De nuevo, del diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  es destacable una gran banda horizontal que acota inferiormente a dos estructuras triangulares. Una primera, similar a las que hemos discutido en los casos anteriores (de Mrk 324 y Mrk 370), esto es, una banda inclinada con un rango de dispersión de velocidades supersónicas superior al de la banda horizontal y vinculada con los puntos de baja intensidad, y una segunda, que a diferencia de las anteriores, está asociada a puntos de alta intensidad. Como ocurriera en el caso de Mrk 370, también es distinguible la presencia de un conjunto de puntos que destacan por debajo de la banda horizontal. El diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  muestra una apariencia similar con el de los casos ya descritos, donde se aprecia una nube de puntos distribuidos a todo el rango de longitudes de onda y con una  $\sigma$  muy dispersa, junto a una serie de “grumos” que revelan la presencia de varios brotes de formación estelar y un conjunto de ramificaciones verticales, centradas a longitudes de onda muy concretas a las que llamaremos “*estalactitas*”, que destacan por debajo de todo el conjunto de puntos que conforman el diagrama. Nuevamente, en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  se distingue la presencia de distintos cúmulos estelares en forma de estructuras picudas distribuidas a lo largo de todo el rango de intensidades posibles y centradas en longitudes de onda muy determinadas.

Restringiendo el análisis a la banda horizontal (*Figura 6.7*, *2ª fila*), vemos del mapa de intensidades de pico correspondiente, que los puntos pertenecientes a la banda horizontal seleccionada, provienen de la región nuclear de la galaxia, como ocurre en los casos ya expuestos anteriormente. A través del catálogo elaborado en el *Capítulo 3*, vemos que ésta está compuesta por varios brotes de formación estelar de masas comprendidas entre  $10^5 - 10^6 M_{\odot}$ , los cuales no son apreciables en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , pero que sin embargo, aparecen (al menos 4) en los diagramas siguientes en forma de agrupaciones de puntos a ciertas longitudes de onda ( $\lambda_c=6596.7 \text{ \AA}$ ,  $6597.25 \text{ \AA}$ ,  $6598 \text{ \AA}$  y  $6600 \text{ \AA}$ ) en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ , y como diversas bandas horizontales a diferentes intensidades en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ . Los puntos que forman parte de esta región nuclear presentan un perfil característicamente gaussiano (ver *último diagrama*, *fila 2ª*).

En el estudio de las bandas inclinadas vemos que en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ , (*Figura 6.7*, *3ª fila*, *panel 2*) éstas se distribuyen a lo largo de todo el intervalo de longitudes de onda, y por encima de la  $\sigma$  que delimita la banda horizontal. En dicho diagrama no son distinguibles,

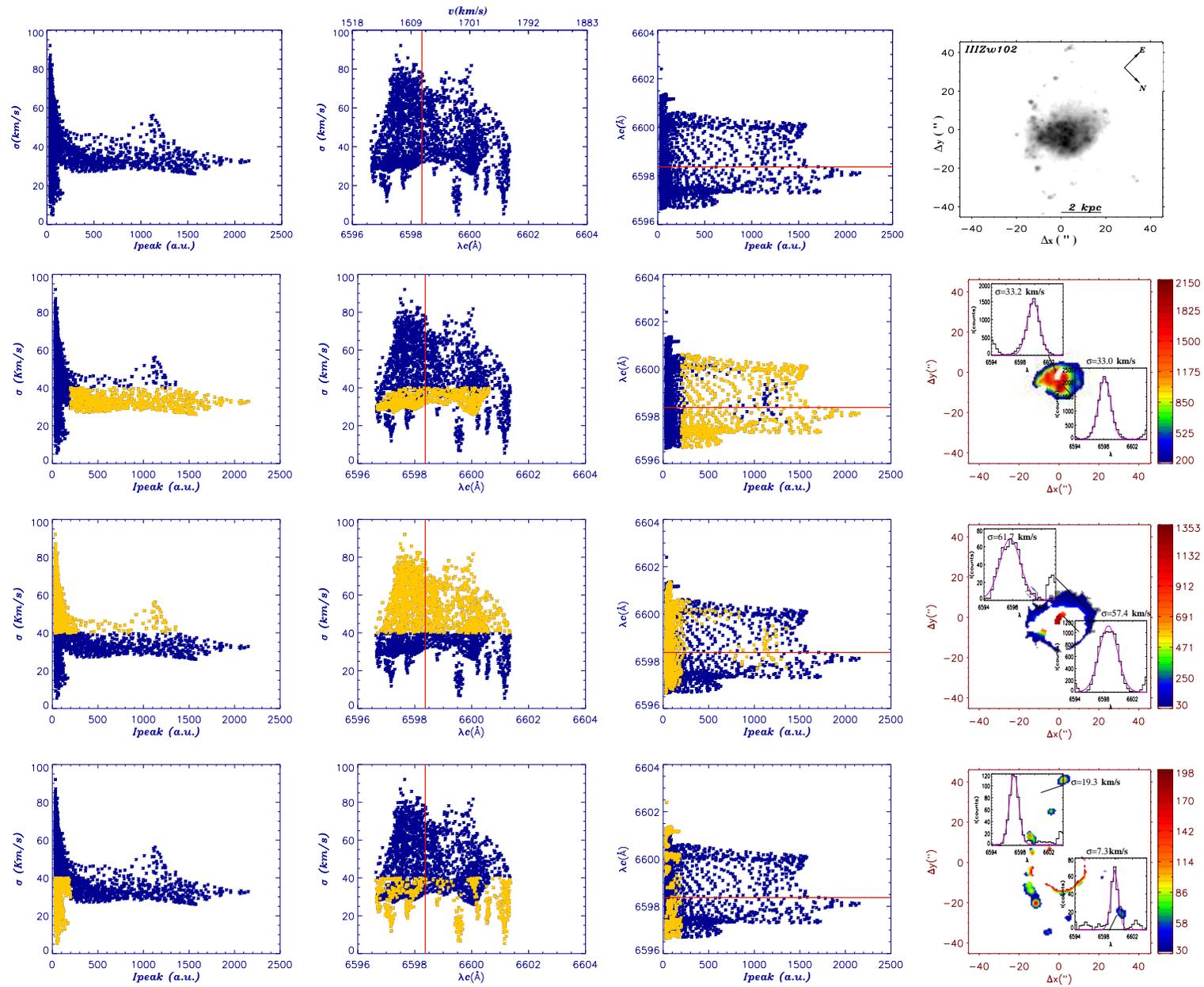


Figura 6.7: IIZw102. Idem al caso de la Figura 6.4.

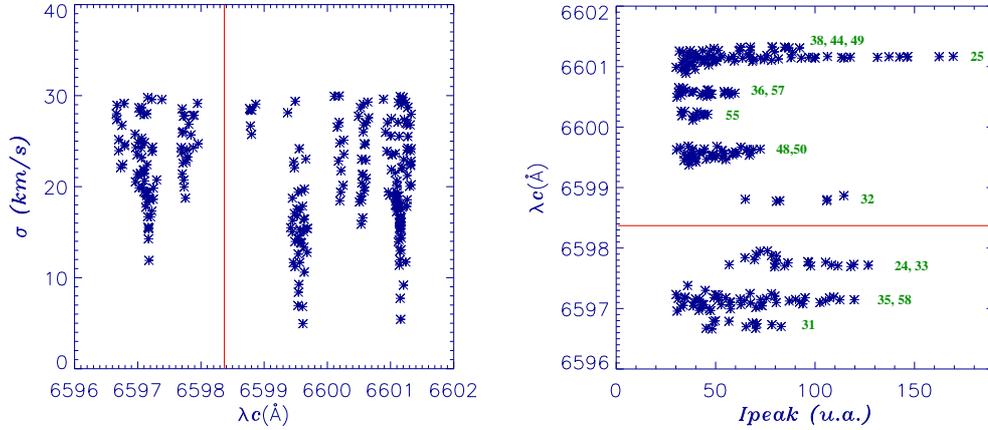


Figura 6.8: Zoom de estalactitas en los diagramas  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  respectivamente. Los números en verde hacen referencia al ID asignado a cada brote en los catálogos fotométricos. Ver Tablas 3.13–3.14.

pero al introducir el parámetro que las diferencia (la intensidad de pico) en el siguiente diagrama, éstas son claramente sobresalientes y diferenciables. El mapa de intensidades, nos localiza a la primera banda inclinada (la de baja intensidad) en una estructura que rodea a toda la región nuclear y que es más extensa en la dirección Este de la galaxia. Mientras que la estructura triangular comprendida en el rango de intensidades  $I_{peak}=1100-1400$  u.a., se encuentra localizada en el interior de la región nuclear, y entorno a la velocidad sistémica de la galaxia. Ambas estructuras evidencian un marcado ensanchamiento con respecto a los perfiles gaussianos del núcleo, dando lugar incluso a líneas con un cierto perfil “*top hat*”, como se da en el caso de la banda de mayor intensidad (ver perfiles de emisión superpuestos al mapa de intensidades, Figura 6.7, 3<sup>a</sup> fila, último panel).

Finalmente, los puntos de baja intensidad localizados bajo la banda horizontal del diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  (Figura 6.7, última fila), provienen de los brotes que forman los brazos que emanan del cuerpo principal de la galaxia (ver mapa de intensidad). Estas regiones aparecen bien diferenciadas y delimitadas en torno a diversas longitudes de onda formando el conjunto de “*estalactitas*” del diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ . En la Tabla 6.1, columna 1, se muestran los brotes asociados con cada estalactita siguiendo la numeración del catálogo de III Zw 102 (ver Tabla 3.13), la longitud de onda a la que aparece en el diagrama y la masa total de los brotes que la forman (obtenida a partir de la Tabla 4.8). Dado que las “*estalactitas*” están asociadas a puntos de baja intensidad, éstas se aprecian como un conjunto de agrupaciones de puntos en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  (ver Figura 6.7, última fila) que difícilmente podemos diferenciar si usamos todo el rango de intensidades del diagrama. Si nos restringimos al intervalo de intensidades de las “*estalactitas*” (ver Figura 6.8), podemos ver claramente cada brote, bien diferenciado del resto, formando una banda horizontal muy marcada (panel derecho) y centrada en la longitud de onda correspondiente a la Tabla 6.1. El uso de los diagramas es extremadamente útil cuando existe una buena resolución espectral, ya que aún teniendo una resolución espacial pobre, somos capaces de obtener información acerca de la actividad de la formación estelar en un objeto.

ID	$\lambda_c(\text{\AA})$	M( $10^4 M_\odot$ )
31	6596.73	2.2
35,58	6597.18	0.7
24,33	6597.72	7.3
32	6598.98	2.1
38,44,49	6601.30	2.8
25	6601.15	4.5
36,57	6600.58	1.4
55	6600.25	0.5
48,50	6599.56	1.0

Tabla 6.1: Asociación de brotes con las estalactitas. La columna 1, representa el número de identificación asignado a cada brote en los catálogos fotométricos. Ver *Tablas 3.13–3.14*.

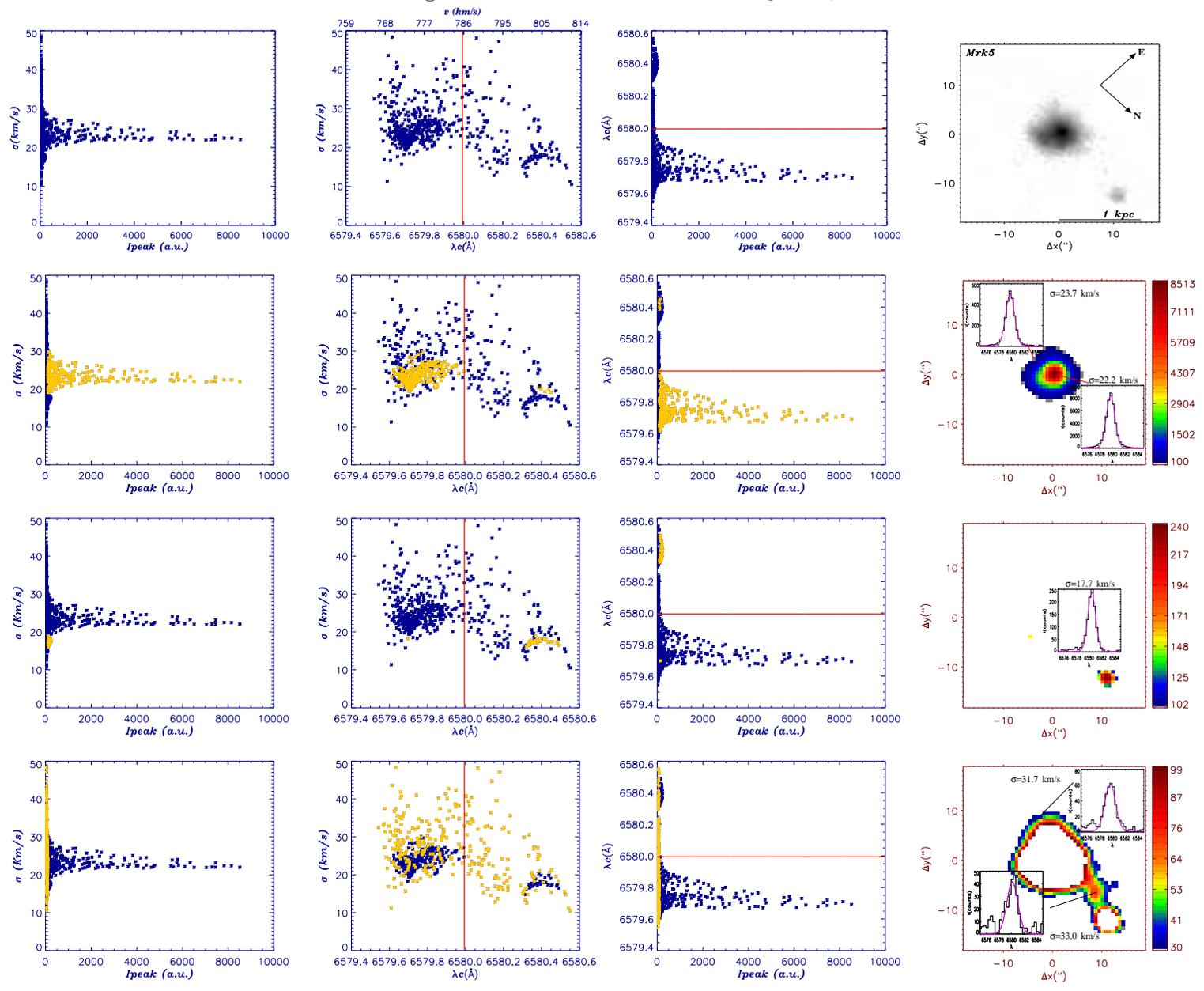
Los tres casos expuesto en los subapartados anteriores nos han servido para introducir los diagramas de diagnóstico, así como el análisis realizado mediante los mismos para galaxias de diversas morfologías, distancias y número de brotes. En los siguientes subapartados extenderemos el estudio al resto de las galaxias de la muestra.

#### 6.2.4 Mrk 5

Mrk 5 es una galaxia en la cual identificamos 2 brotes de formación estelar (ver *Capítulo 4, Tabla 3.7*) y forma parte de la clase morfológica de las *Cometarias*. Estos dos brotes de formación estelar son claramente apreciables en los diagramas. En la *Figura 6.9, 1ª fila*, aparecen representados los tres diagramas junto con la imagen  $H\alpha$  tomada con el telescopio PO 1.5 m. En el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  se distinguen dos brotes de formación estelar. Uno, que como veremos más adelante, está asociado a la gran banda horizontal centrada en  $\sim 22 \text{ km s}^{-1}$  que, por el gran rango de intensidades que presenta, hace que el segundo (de más baja intensidad) aparezca como un conjunto de puntos agrupados entorno a  $\sim 17.5 \text{ km s}^{-1}$ . En el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  también son distinguibles, apreciándose dos conjuntos de puntos. Uno marcadamente destacable en torno a  $\lambda_c \sim 6579.7 \text{ \AA}$  y otro un tanto más disperso en torno a  $\lambda_c \sim 6580.4 \text{ \AA}$ , localizándose ambos entorno a la velocidad sistémica de la galaxia, medida a partir de mapas de H I. Finalmente, donde realmente es notable la presencia de dos brotes de formación estelar es en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ .

Seleccionando los puntos de la gran banda horizontal (*Figura 6.9, 2ª fila*) vemos, a partir del mapa de intensidades, que provienen del brote más masivo de la galaxia (brote 1, ver *Figura 3.9* y *Tabla 4.5*) de  $3.1 \cdot 10^5 M_\odot$ . En el mapa de isocontornos de la galaxia (*Figura 3.9*), es notable una pequeña prominencia que emana de la parte central del brote en dirección SO, visible también en la imagen  $H\alpha$  mostrada en la *Figura 6.9, 1ª fila*. La presencia de la misma se puede ver muy clara en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ . Vemos que todos los puntos que vienen del brote central forman un conjunto con dos picos bien diferenciados,

Figura 6.9: Mrk 5. Idem al caso de la Figura 6.4.



el correspondiente a la parte más central del brote en torno a  $\sim \lambda_c=6579.7 \text{ \AA}$  y que claramente domina la banda horizontal tanto en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  como en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ . Y el de la zona prominente a  $\sim \lambda_c=6579.85 \text{ \AA}$ . Para constatar la veracidad de si realmente el brote central posee algún tipo de estructura realizamos un perfil del brote en la imagen  $H\alpha$  de PO 1.5m (de mayor resolución espacial que las obtenidas con SCORPIO y las usadas para elaborar los catálogos) a lo largo de la línea representada en la *Figura 6.10*. Como se aprecia en el perfil, destaca la presencia de dos picos adyacentes al pico central de emisión. Estas 2 estructuras no aparecen en los catálogos, ya que están fuera de los criterios usados para la detección de los brotes. Recordemos que las imágenes fueron filtradas por una gaussina del tamaño del “seeing”, lo que probablemente haga que estas nuevas estructuras estén englobadas dentro de lo que definimos como brote 1 en el catálogo (ver *Tabla 3.7*). Sin embargo, con la técnica de los diagramas, hemos sido capaces de discernir al menos, la presencia de uno de los picos adyacentes al brote, en este caso, el pico nº 1, que al encontrarse a mayor distancia del pico central, se resuelve espectralmente. Superpuestos al mapa de intensidades de pico podemos ver los perfiles marcadamente gaussianos del brote principal de Mrk 5.

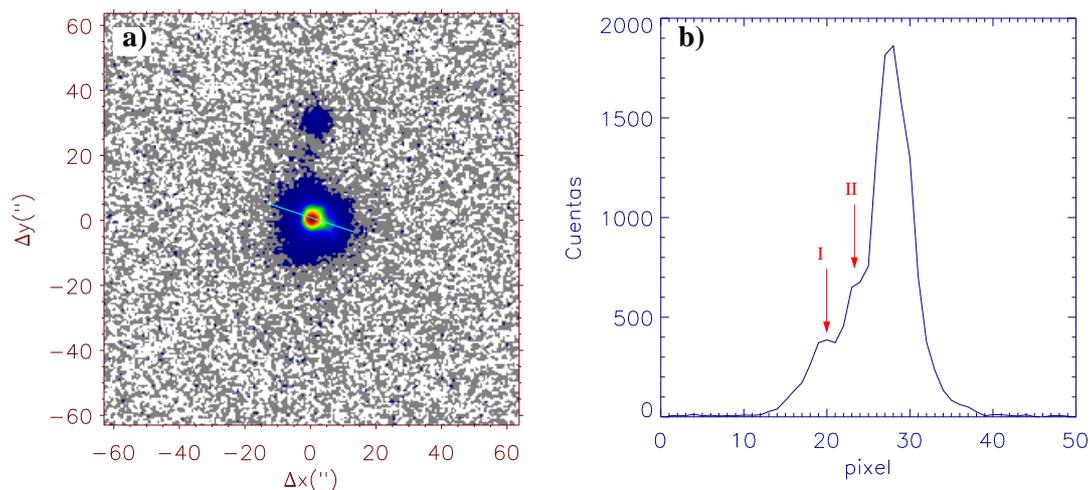


Figura 6.10: Imagen  $H\alpha$  de Mrk 5 del telescopio PO 1.5m en la que hay superpuesta una línea indicativa de dónde se tomó el perfil de emisión del brote representado a la dcha. El N está hacia arriba y el E a la izda.

Centrándonos en los puntos de menor intensidad (*Figura 6.9*, 3ª fila), agrupados en torno a  $\sim 17.5 \text{ km s}^{-1}$ , pertenecen al segundo brote de Mrk 5, menos masivo de  $\sim 1.1 \cdot 10^4 M_{\odot}$  (ver *Tabla 4.5*). Dada la gran intensidad del brote principal es difícil ver la forma que este segundo brote presenta en los diagramas, pero si hacemos un zoom (ver *Figura 6.11*) y representamos sólo los puntos pertenecientes a este brote, vemos que dichos puntos se distribuyen también según una banda horizontal en los diagramas  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  como cabría esperar, y que se agrupan en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ . Los perfiles de emisión

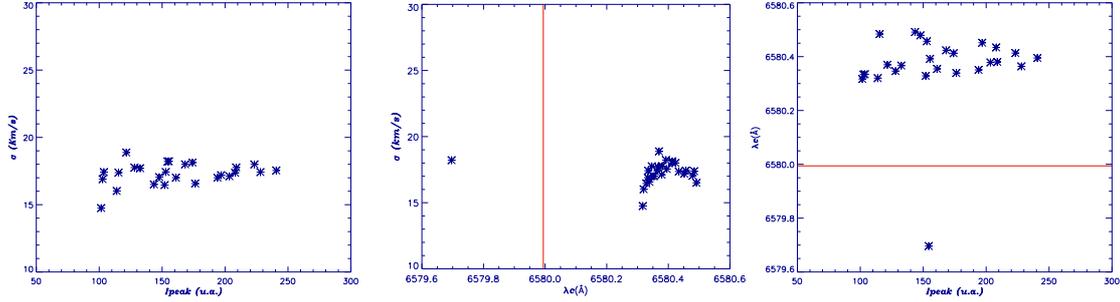


Figura 6.11: Zoom de los puntos seleccionados en la *Figura 6.9*, 3ª fila.

de los puntos provenientes de este brote son gaussianos, como se puede ver en el mapa de intensidades.

Los puntos de baja intensidad pero que se extienden a todo el rango de dispersión de velocidades posible (*Figura 6.9*, 4ª fila), al igual que el resto de casos discutidos, están asociados a los puntos que presentan asimetrías respecto al perfil de tipo gaussiano. Vemos que estos puntos, distribuidos a lo largo de todo el rango de longitudes de onda y de dispersión de velocidades del diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ , están asociados al puente ionizado que une los 2 brotes de la galaxia. Una estructura de bajo brillo que quedó revelada en el *Capítulo 5*.

### 6.2.5 III Zw 107

III Zw 107 es una galaxia del tipo morfológico de las *Concadenadas* y es la galaxia más lejana de la muestra. Se encuentra a una distancia de  $D=78.09$  Mpc, y podemos ver de la *Figura 6.12* que el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  sigue manteniendo la misma similitud que los encontrados por Muñoz-Tuñón *et al.* (1996) para las regiones H II gigantes extragalácticas a distancias  $D \leq 1$  Mpc, así como en el resto de los objetos estudiados aquí.

En la *Figura 6.12*, 1ª fila, representamos los diagramas junto con la imagen H $\alpha$  obtenida con el telescopio NOT 2.5 m. Del primer diagrama ( $\sigma$  vs  $I_{peak}$ ) es destacable los valores en la dispersión de velocidades. Podemos ver que la banda horizontal más prominente hace pico en torno a  $\sim 40$  km s $^{-1}$ , bastante mayor que en el resto de objetos estudiados.

En esta galaxia fueron catalogados 3 brotes de formación estelar (ver *Tabla 3.17*), distinguibles en los diagramas. Seleccionando los puntos de la banda horizontal dominante (*Figura 6.12*, 2ª fila), podemos ver que estos pertenecen a los brotes 1 y 2 de dicha galaxia, poseedores de una masa en estrellas de  $2.0 \cdot 10^7 M_{\odot}$  y  $1.4 \cdot 10^7 M_{\odot}$  respectivamente (ver *Tabla 4.10*). Aunque realmente podemos ver ligeramente en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  que el brote número 2 destaca en el intervalo  $\sigma = 39-40$  km s $^{-1}$  e  $I_{peak} = 1000 - 4000$  u.a. por debajo de la banda horizontal dominante que pertenece por completo al brote 1, como podemos ver en la *Figura 6.13*. Los perfiles de emisión tanto de uno como de otro, aún a pesar de ser más anchos que los perfiles de otros brotes mostrados en los casos anteriores, siguen siendo gaussianos, aunque notamos que el perfil está mal ajustado en las alas de cada línea de emisión.

La banda inclinada que presenta el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , *Figura 6.12*, 3ª fila está asociada

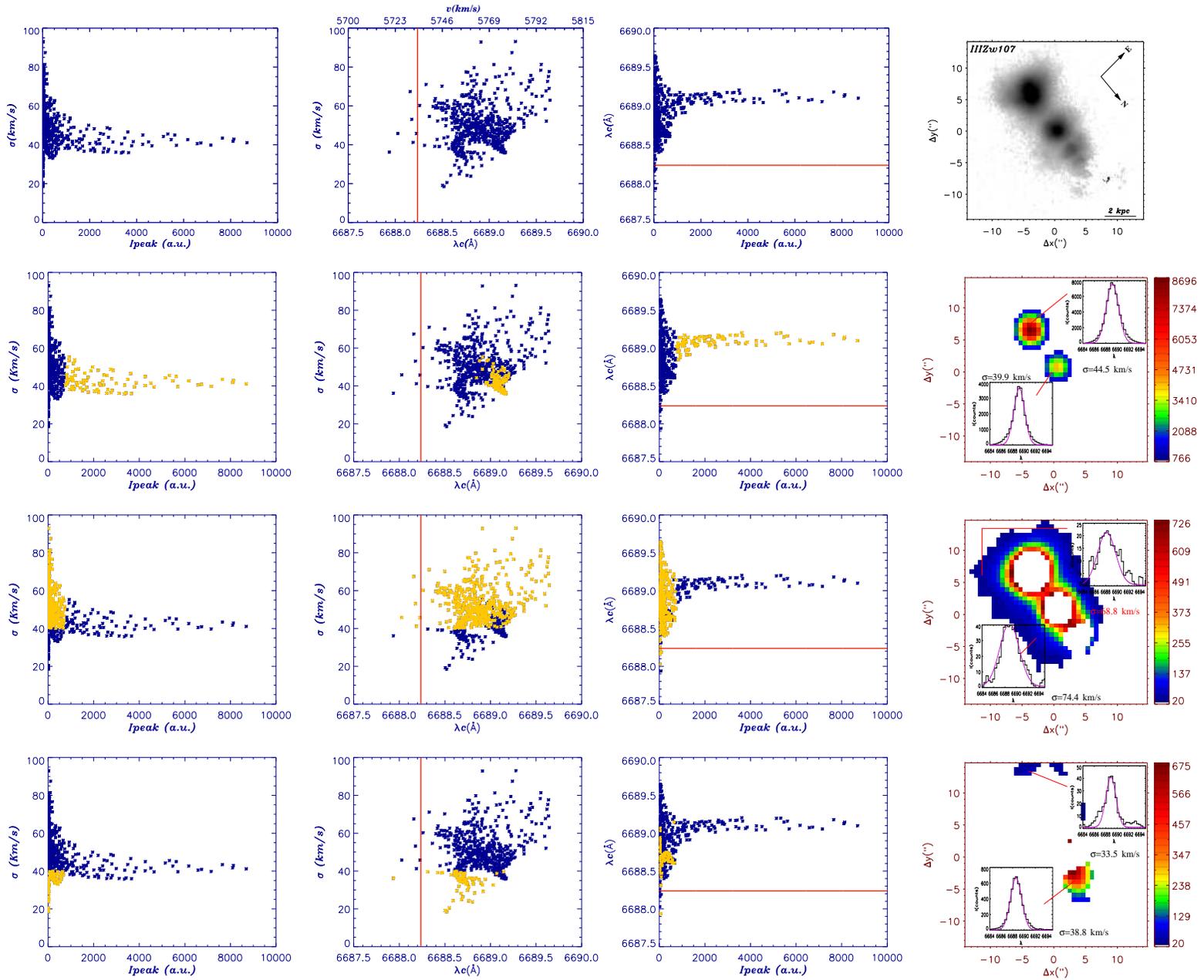


Figura 6.12: III Zw 107. Idem al caso de la Figura 6.4.

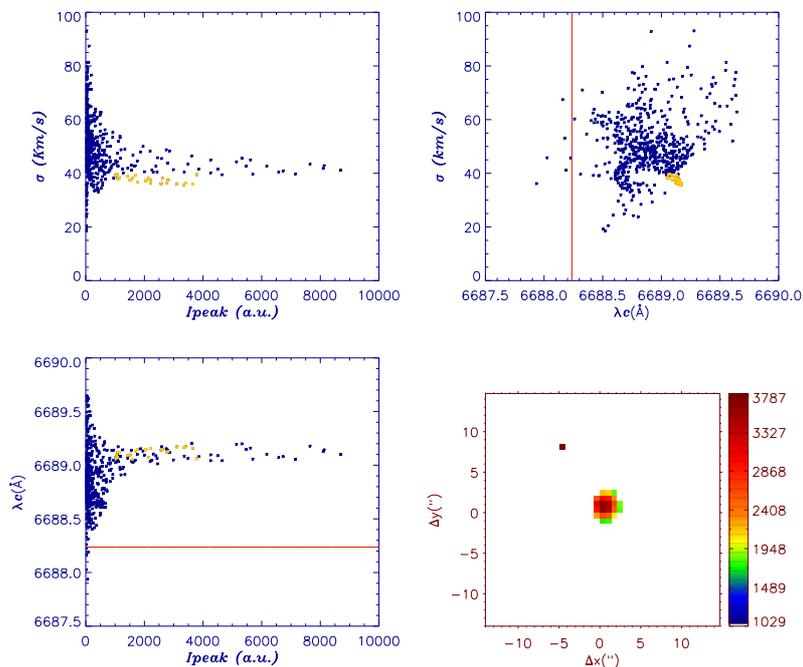


Figura 6.13: Selección de los puntos en los diversos diagramas pertenecientes al brote 2 de III Zw 107.

con el gas interbrote que rodea a los tres núcleos de formación estelar, como se aprecia en el mapa de intensidades correspondiente a dichos puntos, con perfiles de emisión marcadamente asimétricos.

Por último, seleccionando todos los puntos que quedan bajo la gran banda horizontal, (*Figura 6.12*, 4<sup>a</sup> fila) nos encontramos con el tercer brote de III Zw 107 que se encuentra en torno a  $\sigma \sim 40 \text{ km s}^{-1}$  también, pero en un rango menor de intensidades, junto a una serie puntos de baja intensidad y de menor dispersión de velocidades que el resto de puntos del diagrama, y que provienen del gas que rodea al brote 1 al N del mismo. En el mapa de intensidades se ve como el brote 3 posee perfiles de emisión gaussianos mientras que el resto de puntos posee perfiles marcadamente asimétricos. Vemos que aunque los puntos que componen el tercer brote, aparecen aglutinados en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , es un efecto del rango de intensidades tan grande que presenta el brote principal de la galaxia, ya que si hacemos un zoom de los puntos del tercer brote, vemos que éste también se representa como una banda horizontal (ver *Figura 6.14*).

Como podemos ver en la *Figura 6.12*, la velocidad sistémica de la galaxia no es coincidente con ninguno de los brotes de formación estelar de III Zw 107. Si definimos un nuevo centro cinemático a partir del núcleo dominante de la galaxia localizado a  $\sim \lambda_c = 6689.1 \text{ \AA}$  tenemos una  $V_{sist} \approx 5773 \text{ km s}^{-1}$ .

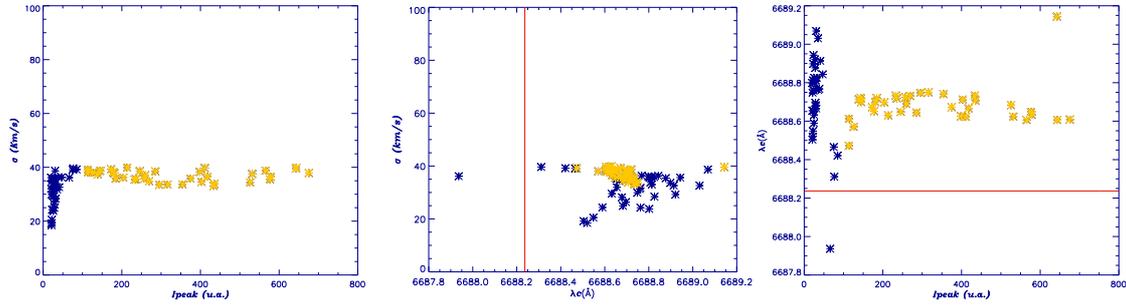


Figura 6.14: III Zw 107. Zoom del brote 3.

### 6.2.6 Mrk 600

Mrk 600 es una galaxia perteneciente al tipo morfológico de las *Nucleadas*. En la *Figura 6.15*, *1ª fila*, representamos los tres diagramas de diagnóstico de Mrk 600 junto con la imagen  $H\alpha$  del telescopio NOT 2.5m. Llama mucho la atención de los diagramas  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  las dos bandas horizontales de rango de intensidades similar y claramente diferenciadas al estar centradas tanto en  $\sigma$  como en  $\lambda_c$  distintas. De la *Figura 6.15*, *2ª fila*, podemos ver que ambas bandas provienen de la región nuclear de la galaxia, donde fueron identificados 2 brotes de formación estelar (brotes 1 y 2, ver *Tabla 3.3* y la *Imagen 3.7*). Haciendo un estudio separado de dicha región, ver *Figura 6.16*, podemos ver que la banda horizontal de mayor dispersión de velocidades, centrada en torno a  $\sigma \sim 25 \text{ km s}^{-1}$ , es la que representa al brote 1, y por tanto, al más masivo de la galaxia con  $44 \times 10^4 M_{\odot}$  en estrellas. Mientras que los puntos de la segunda banda horizontal, centrada en torno a  $\sigma \sim 17 \text{ km s}^{-1}$  son los correspondientes al brote 2, de una masa de  $4 \times 10^4 M_{\odot}$ .

Hasta ahora, todos los diagramas estudiados de el resto de galaxias, presentaban una gran banda horizontal asociada a las regiones nucleares de las galaxias y a los brotes más masivos, que destacaba de manera sobresaliente con respecto al resto de bandas asociadas a brotes menos masivos, siendo necesario un estudio restringido a intervalos de intensidad menor para poder apreciar la estructura en forma de banda horizontal de los mismos. Sin embargo, en el caso de Mrk 600 podemos ver claramente que la región nuclear no está asociada a una única banda, sino a dos, y de rango de intensidades muy similares. Esto es, hemos sido capaces de poder inferir los brotes menos masivos en la región nuclear, gracias a una serie de factores como son: el hecho de que los brotes estén lo suficientemente separados para ser resueltos, posean distinta dispersión de velocidades, y quizás lo más llamativo, que el brote 2 posea un rango de intensidad tan destacable.

Los perfiles de emisión de ambos brotes son simétricos pero vemos que el ajuste gaussiano tiene problemas para perfilar bien las alas de las líneas de emisión del brote 2.

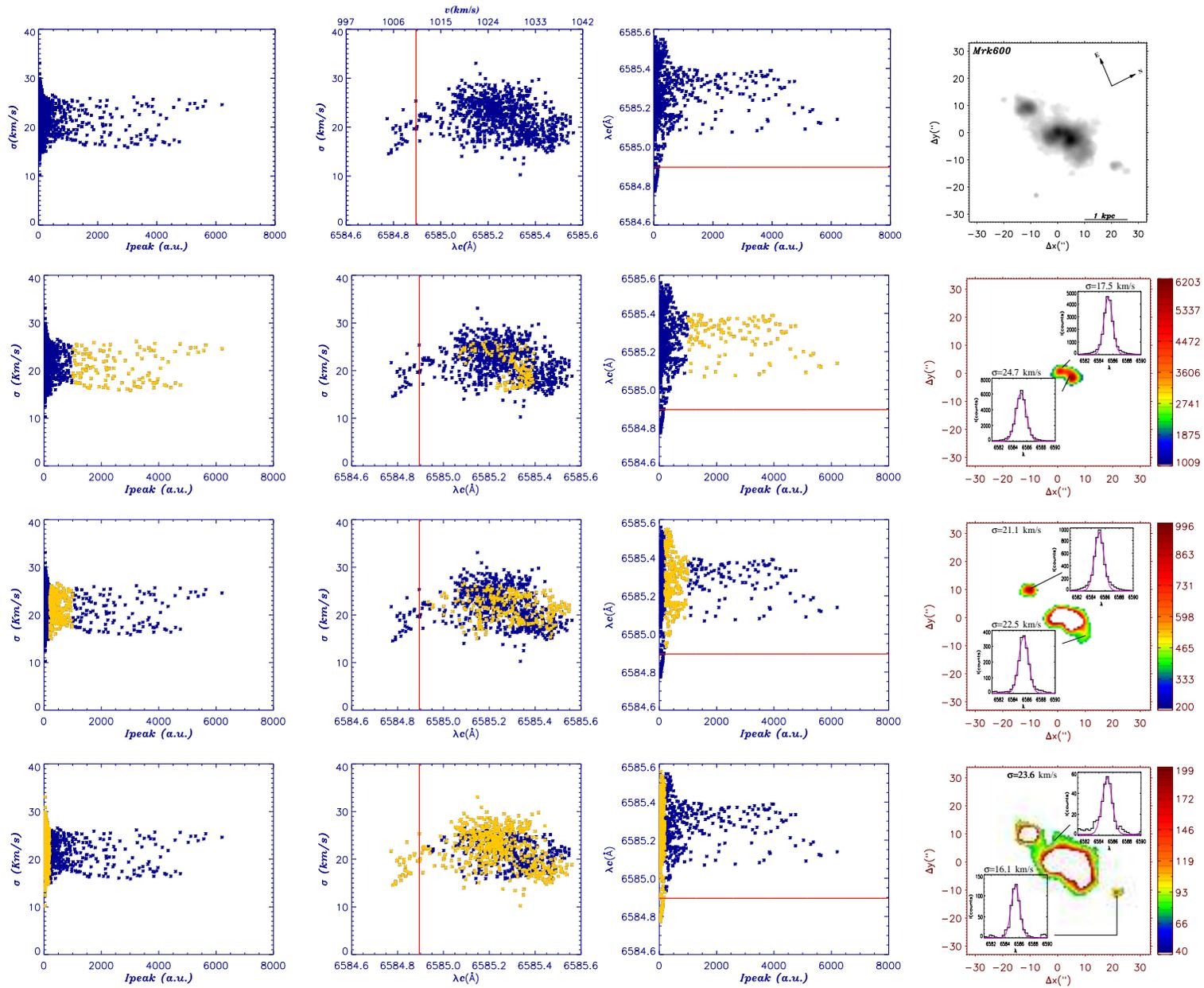


Figura 6.15: Mrk 600. Idem al caso de la Figura 6.4.

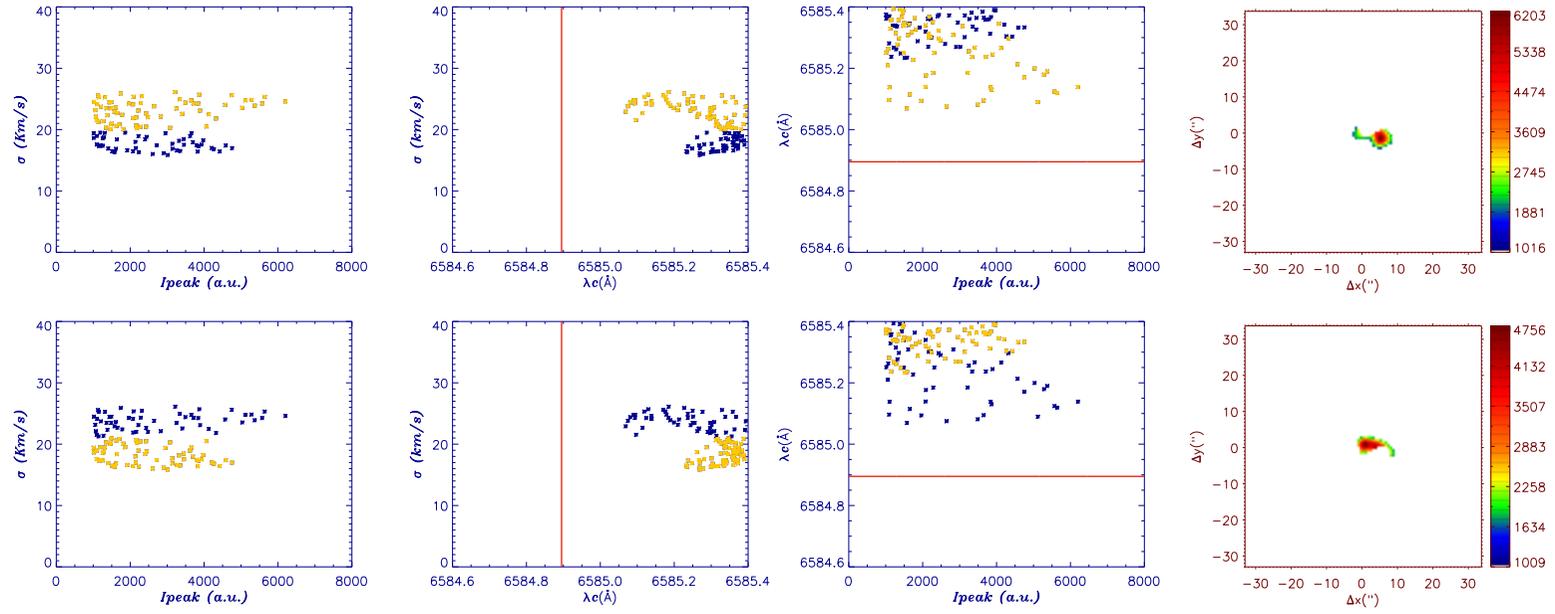


Figura 6.16: Mrk 600. Diagramas de la región nuclear, correspondiente a los Brotes 1 y 2 .

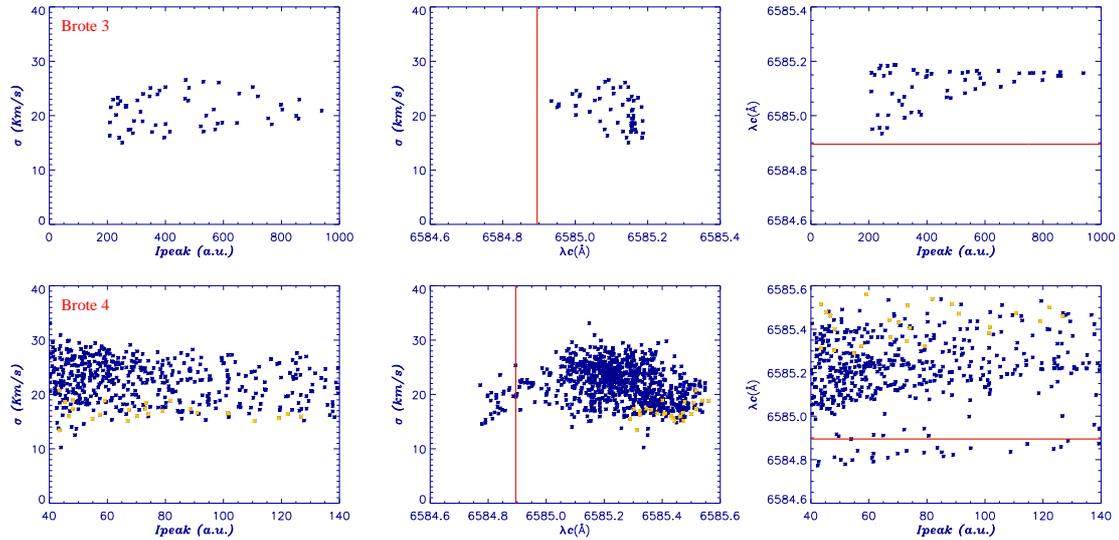


Figura 6.17: Mrk 600. Zoom de los diagramas correspondientes a los Brotes 3 y 4.

De la *Figura 6.15*, *3ª fila*, hemos seleccionado los puntos de intensidad intermedia, abarcando todo el rango de dispersión de velocidades que éstos presentan. El mapa de intensidades de pico nos muestra, que estos puntos seleccionados, provienen del brote n<sup>o</sup> 3 de la galaxia y de una estructura que engloba a la región nuclear de la galaxia y de la que emana una pequeña estructura en dirección NO. Como podemos ver de los diagramas, en este caso parece confuso derivar algún tipo de información de los mismos. En el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  los puntos aparecen distribuidos a lo largo del mismo. Ocurre por igual en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ , los puntos aparecen distribuidos a lo largo de un gran rango de longitudes de onda y dado el intervalo de intensidades tan grande que presentan los brotes de la región nuclear, no se aprecia ninguna estructura de tipo banda horizontal, etc. Aún así, del diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  parece discernirse un cierto y débil agrupamiento de los puntos en torno a  $\sim \lambda_c = 6585.15\text{\AA}$  y a  $\sim \lambda_c = 6585.50\text{\AA}$ . Aislando todos los puntos del brote 3, ver *Figura 6.17*, vemos que éstos se corresponde con la primera agrupación de puntos en torno a  $\sim \lambda_c = 6585.15\text{\AA}$  y que además se distribuyen en forma de banda horizontal en los diagramas  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  respectivamente. La segunda acumulación de puntos está asociada con la estructura citada anteriormente. Las líneas de emisión del brote 3 muestran perfiles cuasi-simétricos, aunque vemos que el perfil gaussiano subestima el valor de las alas de la líneas, como ocurriera con los brotes nucleares. Los perfiles que provienen de la estructura, presentan asimetrías en las alas como se puede ver en el mapa de intensidades de la *Figura 6.15*, *3ª fila*.

Por último, restan los puntos de baja intensidad, ver *Figura 6.15*, *4ª fila*. Los puntos seleccionados presentan todo el rango de valores de  $\sigma$  posibles. Vemos que éstos se distribuyen como una nube repartida en todo el intervalo de longitudes de onda y de dispersión de velocidades en los diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ . Los puntos provienen de una gran estructura ionizada (ver mapa de intensidades de la *Figura 6.15*, *4ª fila*) que engloba

a la región nuclear así como al brote 3, uniéndolo a éste último con el cuerpo principal de la galaxia mediante un puente de gas ionizado de baja intensidad. Las líneas de emisión de dicha estructura presentan claras evidencias de asimetrías en los perfiles. Por último, en el mapa de intensidades vemos que en todo este conjunto de puntos se encuentra camuflado el brote 4 del catálogo de Mrk 600 (*Tabla 3.3*). Un brote de 4 Maños y al que se le estimó una masa en estrellas de tan sólo  $200 M_{\odot}$  (ver *Tabla 4.3*). Si hacemos un zoom de los puntos procedentes del brote 4, ver *Figura 6.17*, vemos que estos se distribuyen en forma de banda horizontal de muy baja intensidad, respecto a los brotes nucleares, en ambos diagramas:  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  respectivamente. La línea de emisión de los puntos que conforman el brote 4 presenta una ligera asimetría en el ala izquierda del perfil de la misma.

Una característica apreciable de los perfiles de las líneas de emisión, que presentan los brotes de formación estelar de Mrk 600, es su carácter simétrico pero en el que el ajuste gaussiano tiene problemas para perfilar las alas de los mismos. Tal vez la dinámica de Mrk 600 nos está indicando que aún siendo sencillo el método de un ajuste de un único perfil a las líneas de emisión, y rico en cuanto a la información que nos aporta, quizás se hace necesario en algunos objetos la necesidad de realizar un ajuste multicomponente, en el cual se realice un ajuste gaussiano a las partes centrales más intensas y otro ajuste gaussiano a las partes de baja intensidad, esto es, a las alas, método que ya ha sido aplicado al caso de las regiones HII gigantes (ver Chu y Kennicutt 1994 y Rozas *et al.* 2006) y en el caso de la Galaxias HII (ver Telles *et al.* 2001). También es posible que sea necesario utilizar otro perfil de ajuste que no sea Gaussiano, como ya hicieron Arsenault y Roy (1986) en el que el 47% de las regiones HII gigantes estudiadas por ellos presentaban un perfil de Voigt (perfil resultante de la convolución de una Gaussiana y una Lorentziana).

### 6.2.7 II Zw 40

II Zw 40 es una galaxia perteneciente a la clase morfológica de las *BCDs Cometarias*. En la *Figura 6.18, 1ª fila*, presentamos los diagramas correspondientes a dicha galaxia junto con la imagen  $H\alpha$  del telescopio PO 1.5m. El diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  de esta galaxia es bastante singular. Destacan los valores de intensidad de pico que presentan los puntos de emisión de la galaxia, así como la  $\sigma$  a la cual se encuentra centrada la gran banda horizontal que domina el diagrama en torno a  $\sim 40 \text{ km s}^{-1}$ , valor similar a la  $\sigma$  de la banda horizontal principal de III Zw 107. Para valores de intensidades por debajo de  $1 \times 10^4$  u.a., hay un puente de puntos en los que decae el ensanchamiento de las líneas (esto es decae la dispersión de velocidades) y que une la banda horizontal con el resto de puntos en los que se aprecia de nuevo una banda inclinada asociada a puntos de baja intensidad pero de mayor  $\sigma$  incluso, que la banda horizontal, así como ciertos conjuntos de puntos en forma de picos que destacan por debajo de  $\sim \sigma = 27 \text{ km s}^{-1}$ . El diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  nos revela una nube densa de puntos a la izquierda de la velocidad sistémica de la galaxia y la presencia de varios brotes de formación estelar en forma de “estalactitas”, como en el caso de III Zw 102, por debajo de  $\sigma = 27 \text{ km s}^{-1}$ . Por último, el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  nos muestra la presencia de un brote muy intenso que se extiende a todo el intervalo de intensidades y desplazado a la izquierda de la velocidad sistémica de la galaxia, además de un conjunto de brotes de menor intensidad repartidos

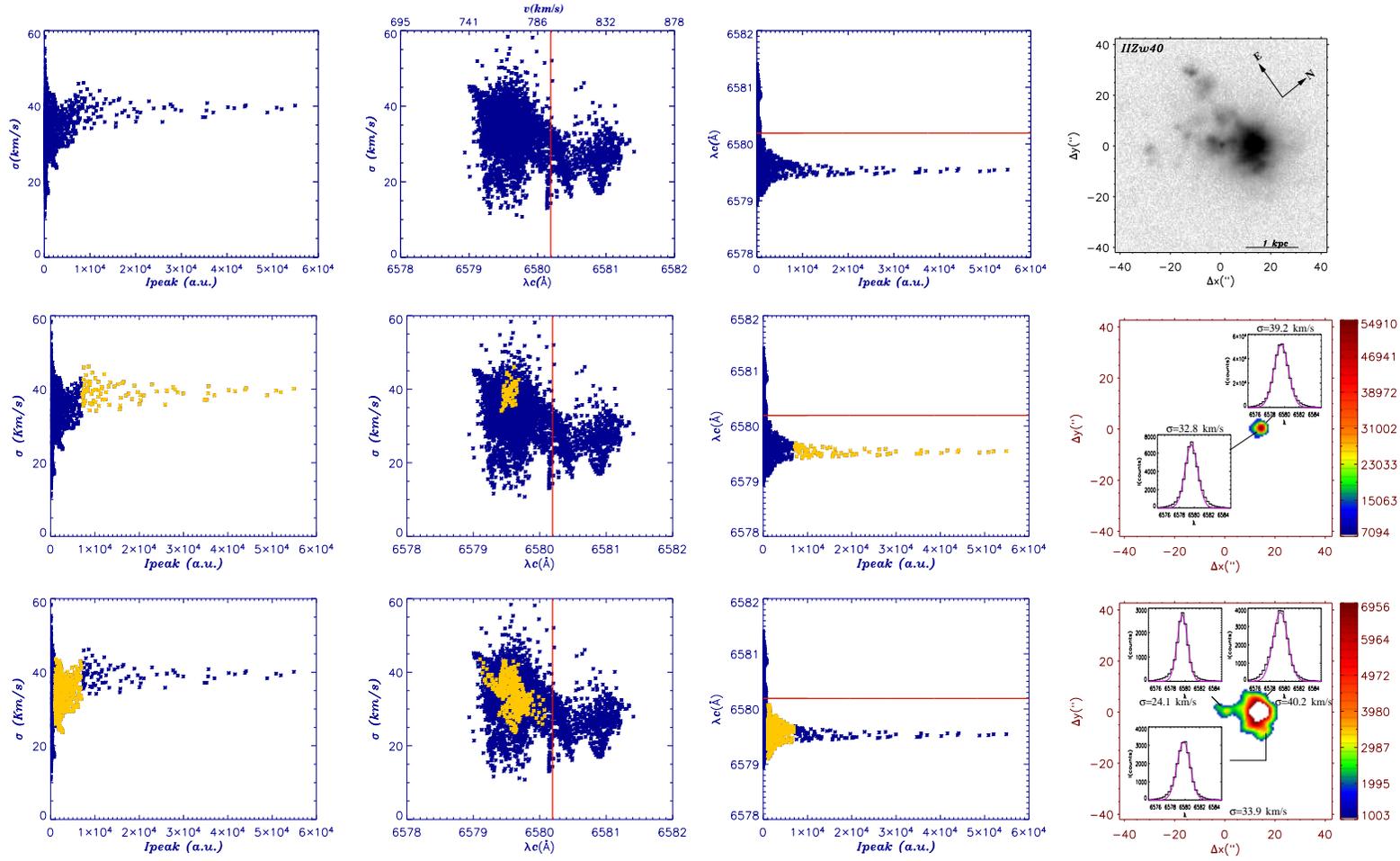


Figura 6.18: II Zw 40. Idem al caso de la Figura 6.4.

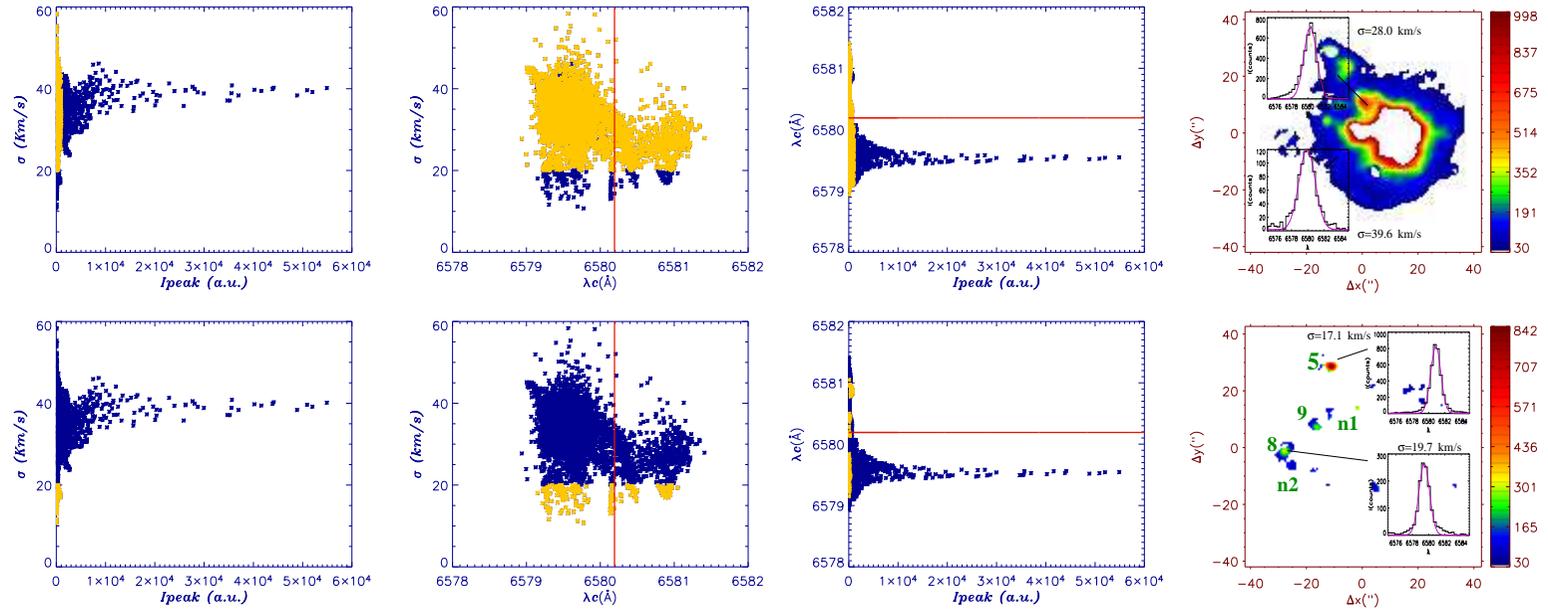


Figura 6.19: II Zw 40. Idem al caso de la *Figura 6.4*.

en el intervalo de longitudes de onda  $6582-6580\text{\AA}$ .

En la *Figura 6.18*, *2ª fila* seleccionamos los puntos que pertenecen a la gran banda horizontal que se extiende desde  $7 \times 10^3 - 5.5 \times 10^4$  u.a. Vemos de los diagramas  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$  que dicha banda está centrada en torno a  $\sim \sigma = 40 \text{ km s}^{-1}$  y  $\sim \lambda_c = 6579.5\text{\AA}$ . Todos estos puntos pertenecen al brote principal que identificamos en dicho objeto (ver catálogos del *Capítulo 4*, *Tablas 3.5* y *3.6*) como podemos apreciar del mapa de intensidades de pico correspondiente a dichos puntos. Los perfiles de las líneas de emisión, gaussianos, de dicha región son entre un 25 y un 37.5% más anchas que los perfiles de los brotes principales de otras galaxias, salvo a excepción de III Zw 107, en el que la banda principal está centrada a una  $\sigma$  similar. La velocidad sistémica de la galaxia ( $V_{HI}=795 \text{ km s}^{-1}$ ), obtenida a partir de HI (ver Thuan y Martin 1981) no es condicente con este brote tan intenso. Si redefinimos un nuevo valor para II Zw 40 en base a las medidas en  $H\alpha$ , tenemos una velocidad de  $V_{H\alpha} \sim 763 \text{ km s}^{-1}$ .

Seleccionando los puntos de intensidad intermedia (*Figura 6.18*, *3ª fila*), aquellos que conectan la banda principal con el resto de puntos de baja intensidad, vemos del mapa de intensidades que éstos provienen de una estructura que encierra al brote principal y de un brazo en cual fueron identificados los brotes 3 y 6 de dicho objeto en los catálogos (ver *Figura 3.8*). Fotométricamente, la estructura anillada junto con los puntos de emisión de la banda horizontal formaban parte de lo que nosotros habíamos identificado como brote 1, de hecho, los perfiles de esta estructura no difieren de los presentados por la banda horizontal, de hecho, del diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ , los puntos pertenecientes a esta zona provienen de la base de la gran banda horizontal, por lo que cabe plantearse que en realidad la estructura anillada no sea otra cosa sino la continuación del brote 1. El diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  nos indica que hay dos agrupaciones de puntos, una entorno a  $\lambda_c = 6579.4\text{\AA}$  y otra entorno a  $\lambda_c = 6579.6\text{\AA}$ . La primera está asociada con la estructura anillada y que está centrada también a la misma longitud de onda del brote central, y la segunda, proviene del brote 3, que aparecen como una pequeña protuberancia picuda alrededor de  $\sigma \sim 25 \text{ km s}^{-1}$  en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ . Haciendo un zoom de estos puntos (ver *Figura 6.20*), vemos que éstos se distribuyen en forma de banda horizontal tanto en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , como en el  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ .

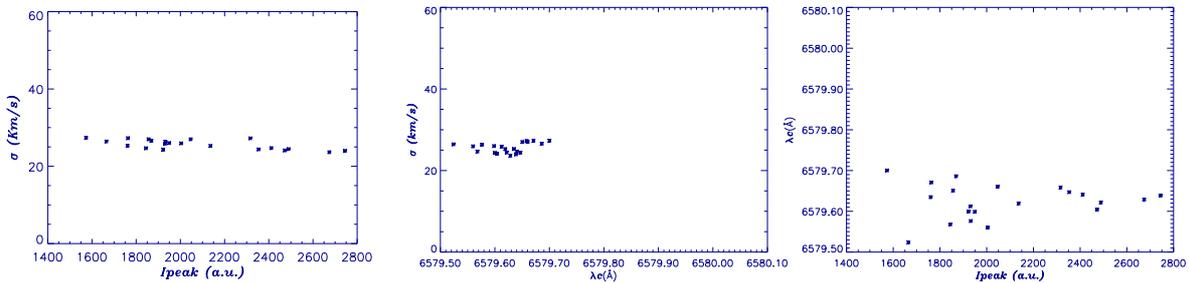


Figura 6.20: II Zw 40. Zoom de los diagramas correspondientes a los puntos que pertenecen a los brotes 3 y 6.

Los siguientes puntos objeto de estudio son los de baja intensidad. Como se ve en la *Figura 6.19*, *1ª fila*, no hemos seleccionado todo el intervalo de dispersión de velocidades

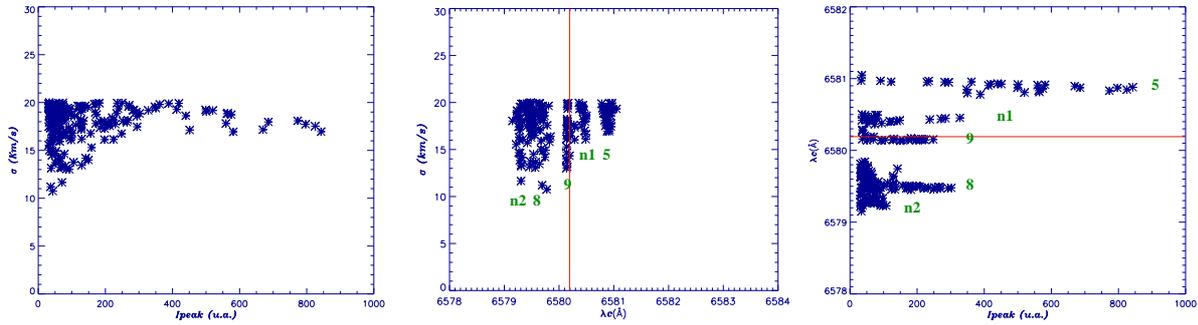


Figura 6.21: II Zw 40. Zoom de los diagramas correspondientes a las estalactitas.

para el estudio de la banda inclinada, sino que hemos realizado un corte y nos hemos quedado con los de mayor  $\sigma$ . Como ocurriera en los ejemplos anteriores, los puntos provienen de toda una estructura gaseosa que encierra a toda la galaxia, junto con algunos brotes de baja masa y de menor intensidad. Los puntos se distribuyen a todo el intervalo de longitudes de onda y desde el corte dado en dispersión de velocidades a todo el resto de valores de  $\sigma$ , en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ , e igualmente esparcidos a baja intensidad en el diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ . Los perfiles se desvían claramente del perfil gaussiano, presentando asimetrías a nivel de las alas de las líneas de emisión.

Por último, tenemos los puntos de baja intensidad de menor  $\sigma$  (ver *Figura 6.19*, 2ª fila). Estos puntos pertenecen a una serie de brotes, los más alejados del brote central de la galaxia, y que forman parte de los extremos de las colas de formación estelar de II Zw 40. De los tres diagramas, donde más destacan estos brotes es en el de  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ , donde aparecen como una serie de ramificaciones casi verticales a partir de  $\sigma \leq 20$  km s<sup>-1</sup>, sin embargo, si hacemos un zoom de todos estos puntos (ver *Figura 6.21*), vemos que nuevamente como en casos anteriores, el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  no nos da ninguna información acerca del número de brotes que se detectan, sin embargo a partir del resto somos capaces de inferir y discernir los brotes que claramente podemos ver en el mapa de intensidades de pico con los correspondientes números asignados en los catálogos (ver *Capítulo 3*, *Tablas 3.5* y *3.6* e *Imagen 3.8*). En el zoom de los diagramas (*Figura 6.21*), se ven bien diferenciados los brotes 5, 8 y 9 centrados en  $\lambda_c = 6580.9$  Å,  $\lambda_c = 6579.5$  Å y  $\lambda_c = 6580.2$  Å respectivamente, en los diagramas  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ . También hemos marcado tanto en el mapa de intensidades de pico (*Figura 6.19*, 2ª fila), como en los diagramas de la *Figura 6.21*, dos estructuras identificadas como *n1* y *n2*. En el caso de *n1*, parece ser restos de puntos de emisión del brote 10 que aparece claramente en los mapas de la fila superior. Mientras que *n2*, es una estructura vinculada con el brote 8 que además aparece de forma muy clara en los mapas de isocontornos de II Zw 40 (*Capítulo 4*, *Imagen 3.8*), aunque fotométricamente no ha sido incluido como brote en los catálogos, probablemente por no cumplir los criterios de búsqueda e identificación de regiones seguida por FOCAS. Los perfiles de emisión son hasta un 57% más estrechos que los que muestra el brote principal, además de no ajustar bien a las alas de las líneas de emisión.

### 6.2.8 Mrk 297

Mrk 297 es una galaxia perteneciente al tipo morfológico de las *Extendidas*. En la *Figura 6.22, 1ª fila* presentamos los diagramas correspondientes a dicho objeto junto con la imagen  $H\alpha$  de Mrk 297 obtenida con el telescopio NOT 2.5m. Como en el caso de III Zw 102 (del mismo tipo morfológico), Mrk 297 presenta una distribución de brotes de formación estelar localizados sobre el cuerpo principal de la galaxia. Los diagramas aún siendo tan complicados aparentemente respecto a los estudiados en los casos anteriores nos revelan indicios de la compleja historia de formación estelar de Mrk 297. El diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  ya nos revela la presencia de varios brotes importantes en Mrk 297, aunque nuevamente, de donde se deriva más información acerca de la presencia de los brotes de formación estelar es en el resto de los diagramas, los cuales se pueden ver claramente ramificados. Sin duda, llama la atención el ancho supersónico tan extremo presentan algunos puntos de emisión de esta galaxia. También es llamativa la distribución de puntos que presenta el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ . Como se aprecia de la figura, hay un vacío en torno a  $\sim \lambda_c = 6667.4 \text{ \AA}$  que separa a dos distribuciones de puntos unidas por un punte de gas ionizado que muestra un ancho supersónico de  $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ .

Hacer un estudio detallado de todas las bandas horizontales, y resto de estructuras que aparecen en Mrk 297 resulta complicado, por lo que siguiendo con la metodología de mapeo de puntos, hemos dividido el barrido en tres bloque importantes: 1ª) Seleccionando los puntos de la banda principal, que dado sus valores de  $\sigma$  la llamaremos *banda principal hipersónica*. 2ª) Seleccionando los puntos de las bandas situadas inferiormente a la banda hipersónica. 3ª) Y por último, los puntos de baja intensidad relacionados con las bandas inclinadas.

Los puntos relacionados con la zona de la banda hipersónica, *Figura 6.22, 2ª fila*, provienen de los tres brotes más brillantes que obtuvimos en los catálogos de Mrk 297 (ver *Capítulo 4, Tablas 3.11 y 3.12 y Figura 3.11*), cuyas masas son  $19 \times 10^6 M_\odot$ ,  $4.9 \times 10^6 M_\odot$  y  $11 \times 10^6 M_\odot$  respectivamente cuyos perfiles, claramente simétricos, muestran una dispersión de velocidades superior a los  $55 \text{ km s}^{-1}$ . Los tres brotes aparecen más claramente diferenciados en el diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ . La parte de banda inclinada que aparece en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$  representan al gas que rodea a los brotes.

La *Figura 6.22, 3ª fila*, nos muestra los puntos inferiores a la banda supersónica. Como podemos apreciar del diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , se aprecia al menos la presencia de dos bandas horizontales centradas en torno a  $\sim \sigma = 45 \text{ km s}^{-1}$  y  $\sim \sigma = 30 \text{ km s}^{-1}$ , pero vemos en el resto de diagramas cómo estas bandas se desdoblan mostrando la presencia del resto de brotes de Mrk 297. La banda horizontal más destacable de estos puntos, provienen del brote 4 del cual inferimos una masas en estrellas de  $6.4 \times 10^6 M_\odot$ , por los que nuevamente, los diagramas nos revelan la presencia de los brotes más masivos resartando sus bandas horizontales por encima del resto de brotes. Dicho brote presenta un perfil de emisión cuasi simétrico, presentando una ligera desviación en el ala izquierda de la línea de emisión. Lo realmente curioso es el desplazamiento de la línea  $H\alpha$  proveniente de esta región con respecto al resto de la galaxia.

Por último, quedan los puntos de baja intensidad (*Figura 6.22, 4ª fila*), los cuales nos revelan el resto de la galaxia. Como vemos del diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$  estos puntos no están asociados solamente al gas interbrote, se aprecia la presencia de varios brotes de formación

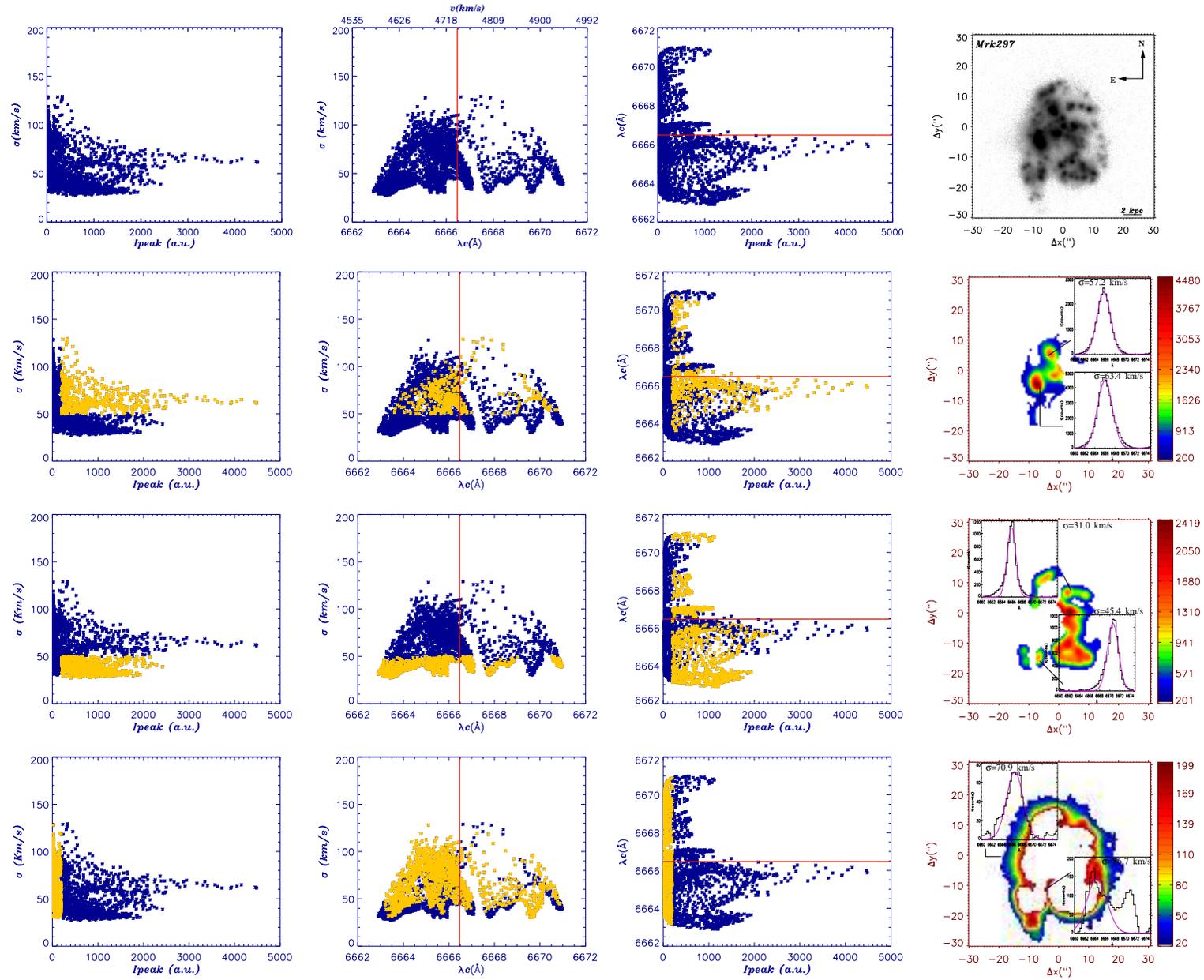


Figura 6.22: Mrk 297. Idem al caso de la Figura 6.4.

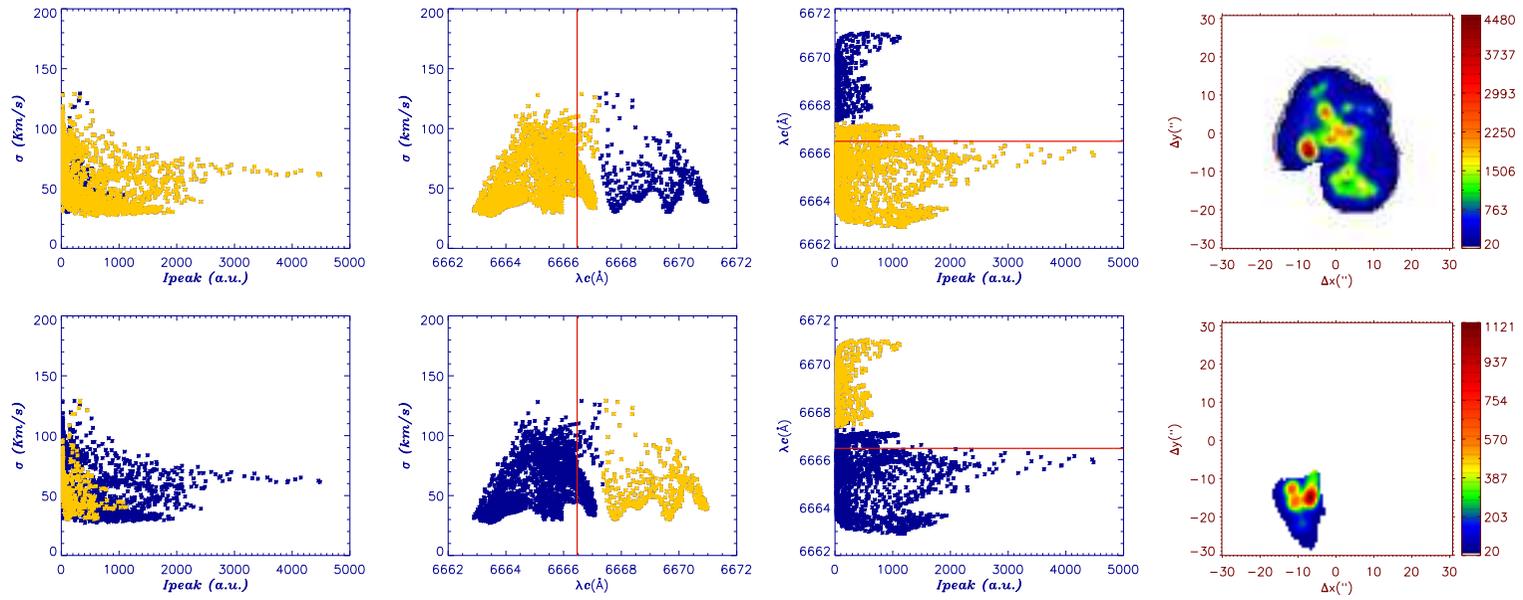


Figura 6.23: Mrk 297. Idem al caso de la *Figura 6.4*.

estelar más, en concreto los brotes 25, 26, 28 y 30 identificados en los catálogos. Los perfiles de emisión del gas interbrote presentan asimetrías muy claras aunque relamente importantes es el tipo de perfil que muestra el gas ionizado comprendido entre las zonas SE y SO de la galaxia, en los que se puede apreciar un perfil con un doble pico muy marcado y bien diferenciado, evidenciando la presencia quizás de un gas chocado con una cinemática muy compleja. Varios estudios realizados sobre esta galaxia, proponen que el origen de la misma se debe a la colisión de dos galaxias disco (Alloin y Dufloc 1979, Taniguchi *et al.* 1991), de hecho en los modelos de Alloin y Dufloc (1979), se propone una colisión de una galaxia en dirección SE con otra por la dirección NO. Esto parece corresponderse con la estructura cinemática de Mrk 297, pues precisamente la zona SE de la galaxia parece desacoplada de la NO como se puede ver en la *Figura 6.23*.

# 7

---

## Resultados y Discusión

Este capítulo se dividirá en tres bloques de discusión en base al estudio y resultados derivados en el presente trabajo, a saber: *i*) Caracterización de los brotes de formación estelar y de los cúmulos ionizantes; *ii*) Análisis de las estructuras de bajo brillo (outburst) y luz difusa y *iii*) Resultados del análisis de la espectroscopía 3D.

### 7.1 Caracterización de los brotes de FE y de los cúmulos ionizantes

En el *Capítulo 3* presentamos los catálogos fotométricos derivados de cada galaxia, a partir de un estudio multibanda, centrados en el estudio del censo de brotes de formación estelar encontrados en cada BCD (ver *Tablas 3.1–3.18* y *Figuras 3.6–3.14*). En este apartado, describiremos en primer lugar, los resultados de cada galaxia junto con otros detalles bibliográficos relevantes para el análisis.

#### 7.1.1 Descripción de los resultados para cada galaxia

##### **Mrk 370:**

Esta galaxia ya fue estudiada por Cairós et al (2002), haciendo un estudio fotométrico multifrecuencia y espectroscópico de sus regiones de FE, parametrizando valores como el flujo, luminosidad, anchura equivalente en H $\alpha$  y colores. En su trabajo, detectaron 16 brotes de FE. En este trabajo, aparte de haber identificado 9 regiones más de FE, hemos ampliado y obtenido información más completa que determina a cada brote, como los tamaños, la tasa de formación estelar, y algo muy relevante, por primera vez, hacemos un estudio del contenido de luz difusa. Como se muestra en la *Figura 3.6*, se identificaron 25 brotes de formación estelar localizados a lo largo de un eje de FE (característica particular de las BCDs Concadenadas) que cruza a la galaxia en dirección NO-SO. Las regiones más brillantes están ubicadas en el centro óptico de la galaxia, donde el brillo superficial llega a ser hasta 2 órdenes de magnitud más grande que el presentado por el resto de brotes identificados (ver *Tabla 3.1*). Los datos fueron corregidos de extinción interna, usando un coeficiente  $C(H\beta)=0.28$  (Cairós 2000, Cairós et al. 2002), que da lugar a un exceso de color  $E(B-V)=0.20$ .

**Mrk 600:**

Se identificaron 4 brotes de formación estelar (ver *Figura 3.7* y las *Tablas 3.3* y *3.4*) que presentan, a excepción del brote 4, luminosidades típicas de las regiones HII gigantes, con  $\log L(\text{H}\alpha) \geq 38.8 \text{ erg s}^{-1}$  (ver Fuentes-Masip et al. 2000, y referencias allí citadas). La galaxia está clasificada como una BCD Nucleada, aunque podemos apreciar que los brotes están alineados a lo largo de un eje que recuerda más a las galaxias concadenadas. Las dos regiones más brillantes se localizan en el centro óptico de la galaxia, y los otros dos, se emplazan al sureste y al noreste respectivamente. El brote más grande, el catalogado como número 3, presenta un radio similar al de las regiones NGC 604 en la galaxia M33 (con un diámetro de  $\sim 450 \text{ pc}$ , Israel y Van der Kruit 1974, Sandage y Tammann 1974) y 30 Doradus en la Gran Nube de Magallanes (LMC) (con  $D \sim 370 \text{ pc}$ , Kennicutt 1984). El brote 4 está al límite de detección; su brillo superficial es muy bajo y presenta una anchura equivalente en  $\text{H}\alpha$  muy elevada, el cual puede ser debido a la baja emisión de continuo existente en el mismo (casi carente). El resto, muestran valores de la anchura equivalente más acordes a lo esperado. La *Tabla 3.4* nos indica la presencia de un gradiente de color que parte del centro de la galaxia hacia el exterior, siendo el centro más rojo. Los datos fueron corregidos de extinción interna, usando un coeficiente  $C(\text{H}\beta)=0.20$  (Cairós 2000) que da lugar a un valor de  $E(\text{B}-\text{V})=0.14$ .

En Cairós (2000) se hace un estudio similar de esta galaxia, detectando 5 brotes de FE. En su trabajo, se considera a nuestro brote 1 dividido en 2. Hay que tener en cuenta, que en este trabajo, se filtraron las imágenes por el tamaño del “seeing”.

**II Zw 40:**

Su estructura morfológica recuerda a un cometa, con una concentración de formación estelar importante, desplazada del centro óptico de la galaxia y dos colas que parten de la misma, formadas por varias regiones HII. Esta apariencia morfológica, se cree que es el resultado de un proceso “merger” entre dos galaxias enanas (Baldwin et al. 1982; Brinks y Klein 1988). Se identificaron 10 brotes, como se muestra en la *Figura 3.8*, y sus propiedades fotométricas, se presentan en las *Tablas 3.5* y *3.6*. Destacamos el brote número 1, cuyo tamaño es similar a la región NGC 5471 en la galaxia espiral M101 (con un diámetro de 200-300 pc, ver Muñoz-Tuñón 1994 y casi 4 veces más luminoso que el complejo de 30 Doradus, ver Kennicutt 1984). Contiene el 80% del flujo  $\text{H}\alpha$  total emitido por la galaxia, y como se puede apreciar en la *Tabla 3.6*, existe un gradiente de color entre el brote central, y los brotes anexos 3 y 6, con el resto de regiones, que varía en  $\Delta(\text{B}-\text{V}) \sim 0.1 \text{ mag}$ , siendo más notorio en el resto de colores con  $\Delta\text{color} \approx 0.4-0.5 \text{ mag}$ . Por no disponer de la imagen de continuo en  $\text{H}\alpha$  y de observaciones en el filtro U, no fue posible derivar los valores de la anchura equivalente y del color U-B. Aunque se han detectado en sus espectros en el óptico, firmas características de una población WR (Conti 1991), y en el IR medio, es de las pocas BCDs que muestra características de emisión de Hidrocarburos Policíclicos Aromáticos (PAHs<sup>1</sup>), ver Wu Yanling et al. (2006). Los datos fueron corregidos de extinción interna, usando un coeficiente  $C(\text{H}\beta)=1.20$  (Guseva et al. 2000) que se traduce en un valor  $E(\text{B}-\text{V})=0.86$ . La galaxia contiene un bajo contenido de luz difusa.

<sup>1</sup>De su acrónimo del Inglés Polycyclic Aromatic Hydrocarbon

**Mrk 5:**

La galaxia presenta 2 regiones alineadas de norte a sur (ver *Figura 3.9*), ambas con tamaños que exceden los cientos de parsecs y que presentan un color  $U-B$  más azul que el obtenido para el resto de galaxias de la muestra (ver *Tablas 3.7*, y *3.8*). Como en el caso de II Zw 40 (la otra BCD Cometaria), ésta carece prácticamente de luz difusa. No disponemos de las imágenes de continuo  $H\alpha$  para poder derivar el valor de las anchuras equivalentes; no obstante, fueron obtenidas de la literatura (ver López-Sánchez 2006). Los datos fueron corregidos de extinción interna, usando un valor  $C(H\beta)=0.42$  (Izotov et al. 1998) dando un valor de  $E(B-V)=0.30$ .

**II Zw 71:**

Esta galaxia también ha sido catalogada como galaxia del tipo “Polar Ring” (Whitmore et al. 1990), que se caracterizan por ser sistemas con dos componentes cinemáticas separadas. La componente central, la galaxia anfitriona, que usualmente es una galaxia lenticular o una galaxia elíptica. La otra componente, sigue una órbita circumpolar entorno a la galaxia anfitriona, y está caracterizada por la presencia de estrellas, gas molecular y polvo dentro de otro anillo mayor compuesto de hidrógeno neutro.

Para esta galaxia, fueron detectados 11 brotes (ver *Figura 3.10* y *Tablas 3.9* y *3.10*). El proceso de formación estelar, tiene lugar formando una secuencia de brotes alineados que recuerda el perfil de una galaxia espiral de canto. Todos los brotes son de bajo brillo superficial, si los comparamos con las BCDs anteriores (exceptuando a Mrk 370), llegando a alcanzar valores de  $BS \sim 34 \text{ erg s}^{-1} \text{ pc}^{-2}$ , lo que probablemente está relacionado con el tamaño de las regiones. En torno a un 60% de los brotes, tienen un tamaño que excede los cien parsecs. Seis de las once regiones, presentan un valor de la anchura equivalente por debajo de los  $70 \text{ \AA}$ , llegando a alcanzar valores próximos a  $\sim 21 \text{ \AA}$ . Estas mismas regiones, son las que presentan los colores más rojos ( $U-B \sim -0.24$ ).

**Mrk 297:**

Parece ser el resultado de un proceso “merger” de dos galaxias disco (ver Alloin y Duflot 1979, Taniguchi et al. 1991, discusión en el *Apartado 6.2.8* y *Figura 6.23*), cuyos núcleos galácticos son identificados en los catálogos como las regiones 1 y 3. Del resultado del análisis en  $H\alpha$ , se detectaron 30 brotes de FE (ver *Figura 3.11*, y *Tablas 3.11*, *3.12*), que destacan no sólo por su tamaño, sino también por su luminosidad. La imagen  $H\alpha$  (*Figura 2.1* y *Figura 3.11*) muestra a todos los brotes distribuidos de manera irregular sobre el cuerpo principal de la galaxia, presentando varias estructuras concadenadas como la que parte de la región 1 en dirección SE, y la que se inicia desde el centro óptico (entorno al brote 7) hacia al SO, dejando un vacío entre ambas estructuras. También es notable el brazo que emana del brote 2 en dirección O, bordeando la galaxia por el exterior en dirección SO. Todas las regiones son mayores que 30 Doradus, con al menos 6 brotes que superan los 500 pc de radio, llegando a ser el más pequeño de  $\sim 200 \text{ pc}$ . El 87% de los brotes, tiene luminosidad  $L \geq \log L(H\alpha)=39.32 \text{ erg s}^{-1}$ , destacando la región 1 que supera en un orden de magnitud, el valor encontrado en otras regiones HII gigantes (ver Kennicutt 1984). La *Tabla 3.11*, columna 6, muestra que el rango de flujos en este objeto es grande. La anchura equivalente (columna 10) es baja, incluso para aquellas regiones que presentan un valor de flujo en  $H\alpha$  alto (como es el caso de los brotes 3 y 4). Esto es debido a la

alta emisión del continuo subyacente. Sin embargo, otras regiones, como la 26, 27 y 29, presentan valores altos en la  $EW(H\alpha)$ , aún a pesar de su baja emisión en  $H\alpha$ , aunque al contrario de las regiones comentadas anteriormente, éstas están localizadas en un área donde la emisión de continuo es casi despreciable, y por tanto la anchura equivalente se ve afectada por grandes errores. Heeschen et al.(1983) encontró que el brote 18, conocido como Mrk 297A, muestra características de variabilidad en radio, que pueden tener su origen, en una alta formación de eventos de supernova. Las observaciones en banda ancha para Mrk 297, sólo están disponibles en los filtros Johnson UBV. Las regiones, en su gran mayoría, muestran un color muy azul  $U-B \leq -0.60$ , lo que nos indica, la importancia que ha tenido en los últimos millones de años, el proceso de formación estelar en esta galaxia. Mrk 297, es una galaxia que presenta una  $M_B < -18$ , por lo que está fuera del rango de las galaxias enanas. No obstante, aquellos objetos cuya  $M_B < -18$  y presentan peculiaridades típicas de las BCDs, son los que forman el conjunto llamado LBCG (Large Blue Compact Galaxies, ver Cairós et al. 2001). Los datos fueron corregidos de extinción interna, usando un coeficiente  $C(H\beta)=0.41$  (Mazzarella y Boroson 1993), que se traduce en un exceso de color de  $E(B-V)=0.29$ .

### **III Zw 102:**

Es la galaxia de la muestra en la que más regiones se han catalogado, con un total de 65 (ver *Figura 3.12* y *Tablas 3.13, 3.14*). Dada la morfología que presenta esta galaxia, se cree que ésta pudiera tener su origen en un proceso de colisión, estando presente en los catálogos de Vorontsov-Vel'Yaminov et al. (1977), aunque desde 1981, se viene clasificando como una galaxia Blue Compact Galaxy, debido a la intensidad de las líneas de emisión detectadas en el gas ionizado (Thuan y Martin 1981). Como se puede apreciar en la *Figura 3.12*, dos colas de FE parten del cuerpo principal del objeto, una de ellas en dirección sureste, con una extensión de  $\sim 4.4$  kpc, y la otra, en dirección noroeste, llegando a alcanzar una longitud de  $\sim 4.2$  kpc. El tamaño de las regiones cubre un gran rango de valores que va desde un radio de  $\sim 36.93$  pc (la región detectada más pequeña) hasta alcanzar los cientos de pc. El 33% de los brotes son regiones HII gigantes ( $\log L(H\alpha) \geq 38.5$  erg s $^{-1}$ ), aunque existe una pequeña fracción que contiene valores relativamente bajos con  $\log L(H\alpha) \leq 37$  erg s $^{-1}$ . Los colores de esta galaxia son mucho más rojos que los encontrados en otros objetos de la muestra, como puede verse en la *Figura 7.1 izda*, en la que se representa el histograma de color  $U-B$  de III Zw 102, comparado con los de Mrk 370 y Mrk 297, galaxias que presentan colores más característicos de las BCDs. Los factores que pueden influir a este resultado pueden ser sin duda:

*i)* no corregir la fotometría de extinción interna de la propia BCD (no disponíamos de información espectroscópica acerca de su coeficiente  $C(H\beta)$ ). Sin duda, de gran importancia, teniendo en cuenta el tamaño de la galaxia.

*ii)* Los mapas de color de III Zw 102 muestran la presencia de grandes bandas de polvo (ver *Figura 7.1 dcha*). Además, un estudio reciente basados en datos de INTEGRAL sobre este objeto, muestra a partir de mapas de extinción, que la distribución del polvo no es homogénea (ver García-Lorenzo et al. 2008).

*iii)* La presencia influyente de una población vieja subyacente.

III Zw 102, presenta la fracción de luz difusa más alta ( $\sim 80\%$ ) de la muestra.

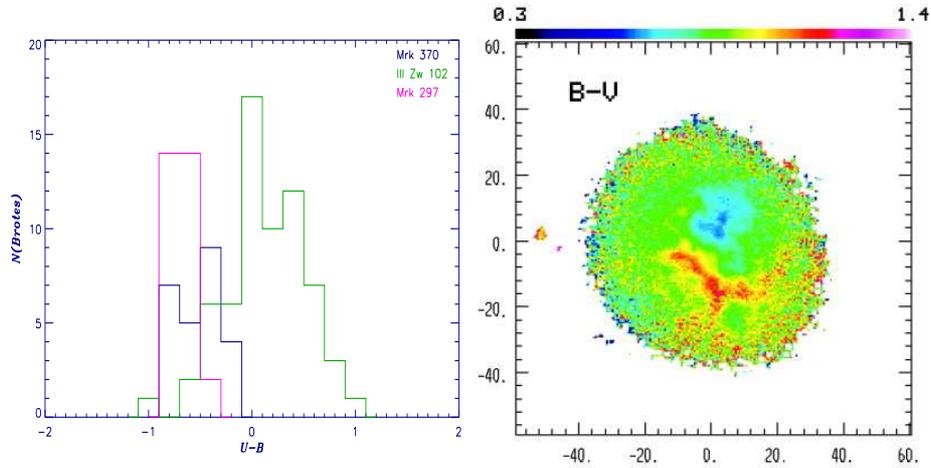


Figura 7.1: *izda*: Distribución de color U-B en las galaxias con más brotes identificados: Mrk 370, Mrk 297 y III Zw 102. *dcha*: Mapa de color de III Zw 102 extraído de Cairós et al. (2001b)

### Mrk 324:

Aunque se detectaron cuatro regiones en esta galaxia (ver *Figura 3.13* y *Tablas 3.15* y *it 3.16*), creemos que la misma está formada por un sólo brote de FE, el identificado como número 1. La razón es que dicho brote, contribuye en un  $\sim 95\%$  de la emisión del flujo total de la galaxia en  $H\alpha$ , mientras que el resto se encuentra cercano al límite de detección, pudiendo ser nubes ionizadas a una cierta distancia por el brote central, es decir por el conjunto de estrellas ionizantes que alberga el brote 1, descartando a éstas como brotes de FE. La *Figura 3.13* muestra la presencia de dos extensiones en forma de arco, que parten del cuerpo principal, en direcciones norte y sur, respectivamente, junto con una serie de filamentos radiales de bajo brillo superficial. La anchura equivalente en  $H\alpha$  es baja, debido a la contribución significativa de la emisión del continuo de la componente subyacente. Destacamos en esta galaxia, el color U-B, con valores  $U-B \leq -1.24$ , sin duda los colores más extremos de la muestra. Aplicamos un factor de corrección interna  $C(H\beta)=0.45$  (Mazzarella y Boroson 1993) que da lugar a un exceso de color  $E(B-V)=0.32$ .

### III Zw 107:

Esta galaxia, es una BCD Concatenada que presenta tres brotes de FE alineados de norte a sur (ver *Figura 3.14* y *Tablas 3.17* y *3.18*). Las regiones presentan isocontornos muy regulares (ver *Figura 3.14*) y concentrados, lo que nos indica que las regiones están bastante confinadas. Destacamos el gran tamaño de las tres regiones. Como se puede ver en la *Tabla 3.17*, el brote 1 supera 1 kpc en radio, con el segundo brote cercano a este valor. Como en el caso de la galaxia Mrk 297, la luminosidad de estas regiones es alta, con  $\log L(H\alpha) \geq 39.68$  erg  $s^{-1}$ , superando la más luminosa en un orden de magnitud a las regiones HII gigantes catalogadas en Kennicutt (1984) y Fuentes-Masip et al. (2000). La anchura equivalente, decrece en un orden de magnitud desde el brote 1 hacia el resto, debido a la alta emisión de continuo detectada en los dos últimos brotes. La galaxia no fue corregida de extinción interna.

### 7.1.2 Edades de los cúmulos estelares ionizantes

En el *Capítulo 3* tratamos de obtener la máxima información posible acerca de los distintos brotes de formación estelar detectados en cada galaxia, en base a un estudio multibanda. Esto nos permitió obtener varios parámetros (entre ellos, la anchura equivalente en  $H\alpha$  y el color  $U-B$ , ambos trazadores de la población estelar joven  $\leq 10$  Maños, ver Leitherer et al. 1999 y Cairós et al. 2002) a partir de los cuales datamos cada brote, y cuantificamos la masa en estrellas de los diversos cúmulos ionizantes que los conforman. Para obtener la masa y la edad de los cúmulos ionizantes comparamos los valores de ambos estimadores de población joven con las predicciones de los modelos de síntesis evolutiva STARBURST99, ver *Capítulo 3, Sección 4.1* y las *Tablas 4.2–4.9*.

Tras aplicar los modelos para el estudio de la formación estelar reciente de cada una de las galaxias, el primer resultado a destacar es que para todas las BCDs, el modelo que más se ajusta a los datos es el de un proceso de formación estelar instantánea con una FIM de Salpeter ( $\alpha = 2.35$ ) y un rango de masas de  $1 \leq M/M_{\odot} \leq 100$ .

Otro resultado importante, tras comparar indicadores es que, para un uso adecuado de los colores en banda ancha, es necesaria información bidimensional resuelta de la extinción. Además de un modelado adecuado de la galaxia subyacente. Esto será objeto de un trabajo futuro.

En la *Tabla 7.1*, presentamos la estadística realizada sobre la edad de los brotes de formación estelar de cada galaxia. Como se discutió en el *Capítulo 4*, los estimadores más apropiados para trazar la población joven son la  $EW(H\alpha)$  y el color  $U-B$ , aunque también se han usado en los modelos el resto de colores, que como veremos más adelante, nos proporcionan información adicional acerca del episodio de FE: así, en la *Tabla 7.1* presentamos en las columnas 2 a 7, la edad promedio  $\langle Edad \rangle$  y rango de edades  $\Delta Edad$  obtenidos para cada galaxia, con la  $EW(H\alpha)$  y los colores  $U-B$ ,  $B-V$ ,  $V-R$ ,  $V-I$  y  $U-I$ . También mostramos los valores de la metalicidad (parámetro necesario para el uso de los modelos) así como los coeficientes de extinción de cada objeto.

En la tabla también apreciamos que, se pudo derivar la edad de los brotes con la  $EW(H\alpha)$  y el color  $U-B$ , en todos los objetos de la muestra, exceptuando el caso de II Zw 40, para la que como ya se comentó, no disponemos de esa información.

EDADES PROMEDIO

Galaxia (1)	$E_{EW}$ (2)	$E_{UB}$ (3)	$E_{BV}$ (4)	$E_{VR}$ (5)	$E_{VI}$ (6)	$E_{UI}$ (7)	$Z/Z_{\odot}$ (8)	$C(H\beta)$ (9)
Mrk 370	$6.6 \pm 0.9$	$5.7 \pm 0.7$	$6.8 \pm 0.8$	$7.4 \pm 0.5$	$7.4 \pm 0.7$	$7.1 \pm 1.1$	0.4	0.28
Mrk 600	$5.4 \pm 4.0$	$4.7 \pm 0.9$	...	$3.7 \pm 1.7$	$5.3 \pm 0.9$	...	0.1	0.20
II Zw 40	...	...	...	$5.3 \pm 5.6$	$5.2 \pm 5.6$	...	0.2	0.09
Mrk 5	$6.4 \pm 2.8$	$5.7 \pm 1.7$	...	$6.8 \pm 2.3$	...	...	0.2	0.42
II Zw 71	$7.9 \pm 6.0$	$6.1 \pm 3.1$	...	...	...	...	0.2	...
Mrk 297	$5.8 \pm 0.5$	$5.3 \pm 0.3$	$6.8 \pm 0.3$	...	...	...	0.4	0.41
III Zw 102	$6.1 \pm 0.6$	...	...	$8.0 \pm 0.8$	...	...	0.4	...
Mrk 324	$4.4 \pm 0.0$	...	...	...	$3.6 \pm 0.0$	$3.2 \pm 0.0$	0.1	0.45
III Zw 107	$6.1 \pm 1.2$	$5.7 \pm 0.5$	...	...	$7.1 \pm 0.2$	$7.4 \pm 0.7$	0.4	...

Tabla 7.1: Edades promedio obtenidas con todos los estimadores para cada una de las galaxias, junto con el valor de metalicidad usado en los modelos y el coeficiente de extinción interna.

**Mrk 370:**

Para esta galaxia, hemos podido utilizar toda la batería de información proporcionada por los cinco filtros en banda ancha UBVRI y  $H\alpha$ . Como se puede ver en la *Tabla 7.1*, y en la *Tabla 4.2*, las edades obtenidas con la  $EW(H\alpha)$  y el color  $U-B$  son consistentes, presentando además una baja dispersión, menor de 1 Maño, lo que nos está indicando que el proceso de FE en esta galaxia es coetáneo, esto es, el evento de FE estelar tuvo que ser de una eficiencia tal, que los brotes se formaron a la vez. La coetaneidad está confirmada en los resultados que se muestran en la *Figura 7.2*, en la que representamos para cada brote, la edad obtenida con todos los estimadores. Vemos que el resto de colores presenta también dispersiones bajas, aunque se derivan edades promedio mayores. Como comentamos, la contaminación de líneas de emisión y la presencia de una población vieja subyacente, proporciona colores más rojos y por tanto una mayor edad promedio. Lo realmente significativo de la gráfica, es la estabilidad de los colores, lo que da fuerza a la premisa de que se trata de un proceso de FE coetáneo.

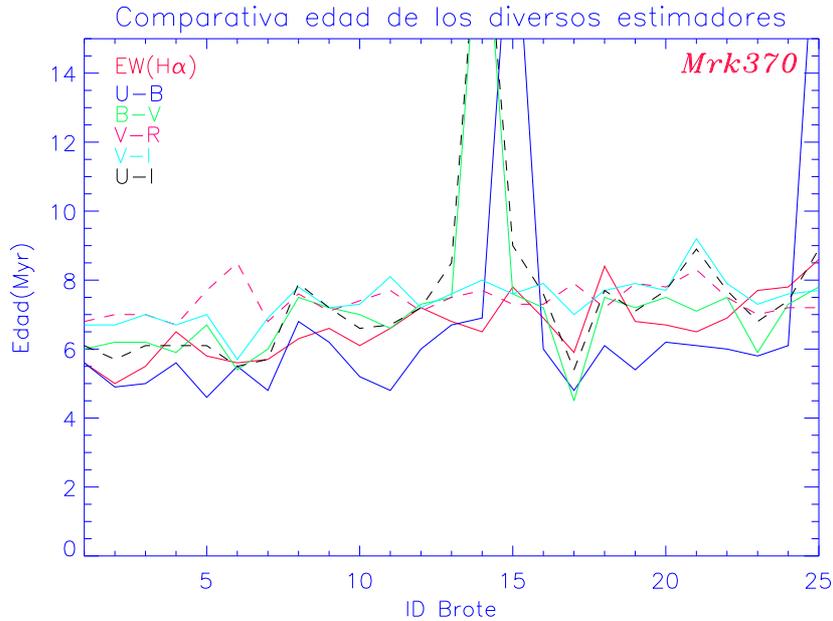


Figura 7.2: Distribución de las edades obtenidas para cada brote, a través de todos los estimadores posibles para Mrk 370.

En Cairós et al. (2002), se hace un estudio de la influencia de la componente estelar subyacente y la emisión nebular en los parámetros fotométricos ( $EW$ , y colores) que definen al starburst de Mrk 370, llegando a la conclusión de que la extinción interna y la componente subyacente afectan más a los colores, que la emisión nebular.

En la *Figura 7.3* representamos la  $EW(H\alpha)$  en escala logarítmica, frente al color  $U-B$ , comparando nuestros resultados con los de Cairós et al. (2002), y con las predicciones de los modelos usando una ley de FE instantánea, con una FIM de Salpeter ( $\alpha=2.35$  y  $M_{up}=100 M_{\odot}$ ) y una metalicidad  $z=0.008$  (lo usado para obtener el catálogo de edades de Mrk 370,

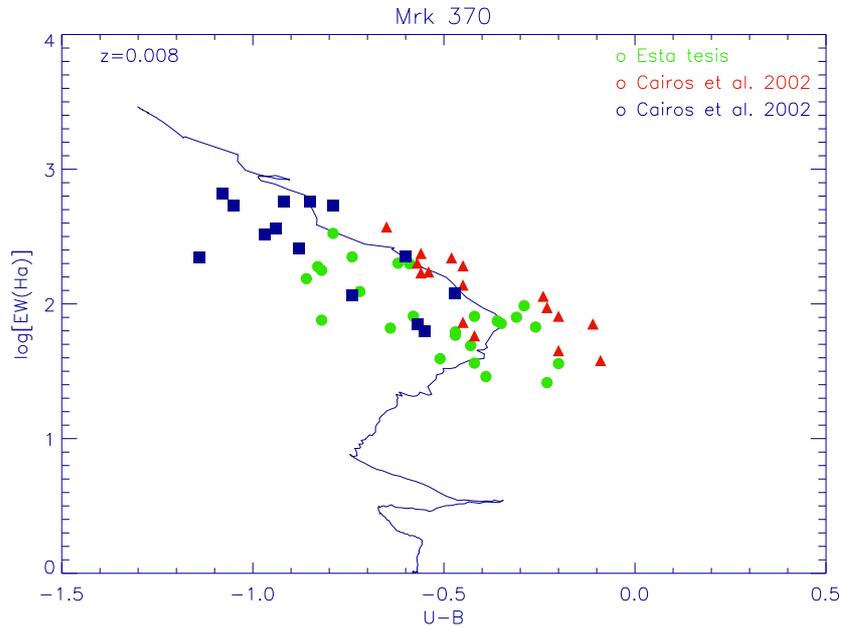


Figura 7.3: Logaritmo de la anchura equivalente en  $H\alpha$  vs. el color  $U-B$ , donde se ha representado la curva correspondiente a la predicción de los modelos de *Starburst99* para una ley de formación estelar instantánea de Salpeter ( $\alpha=2.35$  y  $M_{up}=100 M_{\odot}$ ), con una metalicidad  $z=0.008$ . En triángulos rojos se representan las regiones detectadas en Cairós et al. (2002) corregidos de extinción Galáctica sólomente. En cuadrados azules, las mismas regiones, corregidas por la contribución de la población subyacente y la emisión nebular. En círculos verdes, se representan las regiones identificadas en este trabajo (ver *Tablas 3.1-3.2*), corregidas de extinción interna y Galáctica.

ver *Tabla 4.2*). Los triángulos rojos representan los brotes detectados en Cairós et al. (2002) corregidos de extinción Galáctica, los cuadrados azules, los mismos brotes corregidos de la contribución de la componente subyacente y la emisión nebular, y los círculos verdes, son los resultados de este trabajo, corregidos de extinción interna y Galáctica. Como podemos apreciar hay un efecto apreciable en la corrección de los datos, pero no vemos o detectamos un cambio tan marcado, entre datos y modelos, como el que presentan Cairós et al. (2002).

Es importante recordar que la parametrización de los brotes en este trabajo, ha seguido una metodología diferente (ver *Sección 3.1*). De acuerdo con la *Figura 7.3*, el método de caracterización y medida podría ser decisivo —a un nivel similar al de las correcciones aplicadas— en el buen o mal ajuste de los modelos.

Todas las correcciones parecen ser importantes, pero independientemente de todos estos posibles factores, la tendencia que daría la historia de la formación estelar del evento, parece ser la misma.

**Mrk 600:**

Como se puede ver de la *Tabla 4.3*, y la *Tabla 7.1*, aún a pesar de disponer información en todos los filtros, ha sido complicado derivar edades a partir de los modelos para algunos brotes. Siendo imposible el caso del color B–V, ya que los brotes presentan colores demasiado rojos, con una  $\Delta m \sim 0.9–1.1$  más baja de lo esperado por los modelos. Como ya comentamos en el apartado anterior, referente a la fotometría, Mrk 600 presenta un gradiente de extinción en las partes centrales de la galaxia, con el añadido de tener una envoltura extensa (galaxia subyacente, más luz difusa). En Cairós (2000), se realizó un estudio espectroscópico de este objeto, identificando las regiones aquí catalogadas como 1 y 2, con sus zonas A y B. Del análisis de la espectroscopía, se pudo ver que el coeficiente de extinción interna en el brote 1 es el doble que el del brote 2 ( $C(H\beta)=0.18\pm 0.01$  y  $C(H\beta)=0.09\pm 0.04$ ) respectivamente. También realizó corrigió de emisión por líneas este objeto, dando lugar a correcciones del orden de  $\Delta m_B$  entre las regiones 1 y 2 que variaban entre 0.08 y 0.10, y  $\Delta m_V$ , entre 0.28 y 0.22 respectivamente. Aún con estas correcciones, los colores son demasiado rojos como para obtener edades de los brotes fiables ( $< 10$  Maños) con los modelos.

Usando los estimadores  $EW(H\alpha)$  y el color U–B las edades no son consistentes. El brote 1 presentaba una edad, derivada con el color U–B, mayor de 10 Maños, y vemos que incluso con la  $EW(H\alpha)$ , la edad es más alta que el resto, de forma que Mrk 600 presenta un gradiente de edad marcado entre los brotes centrales y los externos que va desde los 8 Maños a los 4 Maños. En Cairós (2000), nuestro brote 1 es identificado en su trabajo como brotes 4 y 5, y también tiene problemas a la hora de reproducir la edad en los brotes, no pudiendo estimar la edad del brote 5 con la  $EW$  y obteniendo una edad de 7–8 Maños para el brote 4. La población subyacente de esta galaxia está formada por estrellas de 1 Gaño (ver Cairós 2000).

En la *Figura 7.4* vemos un mapa de color U–B en el que se ha superpuesto un mapa de isocontornos en  $H\alpha$ . Podemos apreciar cómo bajo los brotes centrales (1 y 2) existe una envoltura formada por una población más evolucionada con colores muchos más rojos. Incluso, dentro de la apertura que define a cada brote, se aprecia un gradiente de color. Aunque, el estudio de Cairós llevo a cabo teniendo en cuenta este factor, es decir, corrigiendo los colores y se sigue observando este gradiente, por lo todo indica a una diferencia de edad real.

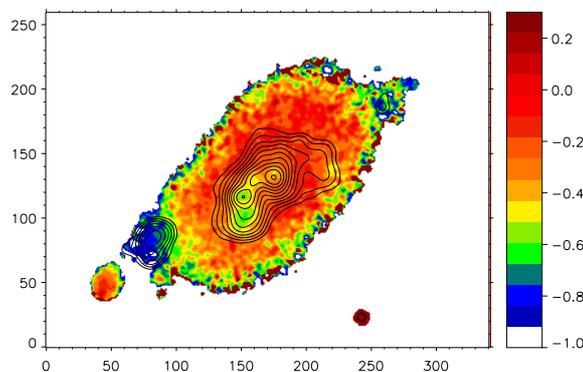


Figura 7.4: Mapa de color U–B de Mrk 600. Superpuesto está un mapa de isocontornos en  $H\alpha$ .

**II Zw 40:**

Para el estudio sobre la edad de los brotes de esta galaxia, sólo disponemos de información a través de los colores B–V, V–R y V–I (ver *Tabla 7.1* y *Figura 7.5*). Para este objeto, se usaron los modelos con  $Z=0.4 Z_{\odot}$ . El rango de color B–V, se encuentra en el intervalo 0.2–0.35, demasiado rojo para reproducir ninguna edad a través de los modelos, para los cuales se hubiesen necesitado colores en torno a  $B-V \sim 0.0 \pm 0.5$ , que se traducen

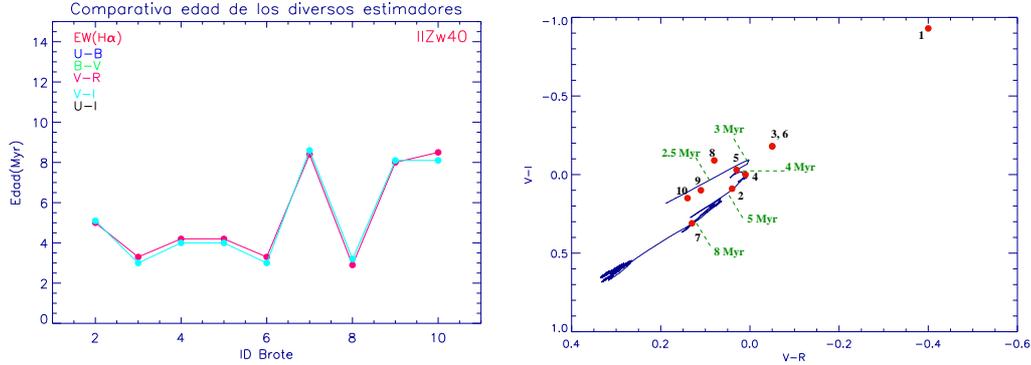


Figura 7.5: a) Distribución de las edades obtenidas para cada brote, a través de todos los estimadores posibles para II Zw 40. b) Comparación de los modelos en los colores V–I vs. V–R con los valores obtenidos para los brotes de II Zw 40.

en edades de  $\sim 5 - 6$  Maños. Sin embargo, a través de los colores V–R y V–I hemos sido capaces de poder obtener cierta información consistente entre ambos estimadores. En la *Tabla 4.4*, vemos que la edad del brote 1 no se pudo derivar en ninguno de los dos casos, ya que presenta colores muy azules (ver *Figura 7.5b*). Recordemos que un 80% del flujo en H $\alpha$ , proviene de dicho brote, dando lugar a una luminosidad  $\log L(\text{H}\alpha) = 40.75$ , muy intenso. En Pérez-Montero et al. (2003), en un estudio espectroscópico sobre una muestra de Galaxias HII, y en el caso de II Zw 40, derivan para las líneas de [O III](que afectan al filtro V), valores relativos a la emisión H $\beta$  de:  $\lambda 4363 = 10.9 \pm 0.4$ ,  $\lambda 4959 = 246.2 \pm 2.1$  y  $\lambda 5007 = 740.9 \pm 5.6$ , que como se pueden ver, en el caso del doblete, es alto (la línea a 5007 Å es más intensa entre un 25–50% que el valor encontrado en el resto de objetos de su muestra). Por lo que parece un claro efecto de contaminación de líneas. De las *Tablas 4.4* y *7.1*, y la *Figura 7.5*, podemos ver que las edades obtenidas con V–R y V–I son muy similares y siguen la misma tendencia. Son colores relativamente azules con los que hemos obtenido las edades más bajas de la muestras, con valores en torno a los  $\sim 3$  Maños, edades típicas de las poblaciones estelares tipo WR, que ya fueron detectadas en este objeto (Conti 1991). La dispersión en edad es grande ( $\sim 5.6$  Maños), siendo los brotes más viejos los catalogados como 7, 9 y 10, con edades superiores a los 8 Maños. Estos brotes pertenecen a la cola secundaria que parte del brote 1 en dirección S, y están los tres concentrados en la misma zona (ver *Figura 3.8*), que como muestra el catálogo en H $\alpha$  (ver *Tabla 3.5*), es la zona de más bajo brillo superficial, junto con el brote 8, aunque éste último sí presenta colores más azules.

### Mrk 5:

Para este objeto tenemos todos los estimadores, aunque al igual que ocurriera con II Zw 40, los modelos nos son capaces de reproducir los colores de los brotes en B–V, ya que los brotes son demasiado rojos, necesitándose colores B–V  $< 0.05$ . Los valores más fiables son los obtenidos por los estimadores EW(H $\alpha$ ), U–B y V–R, ya que vemos que los estimadores V–I y U–I, no son capaces de reproducir edades fiables para el brote 2,

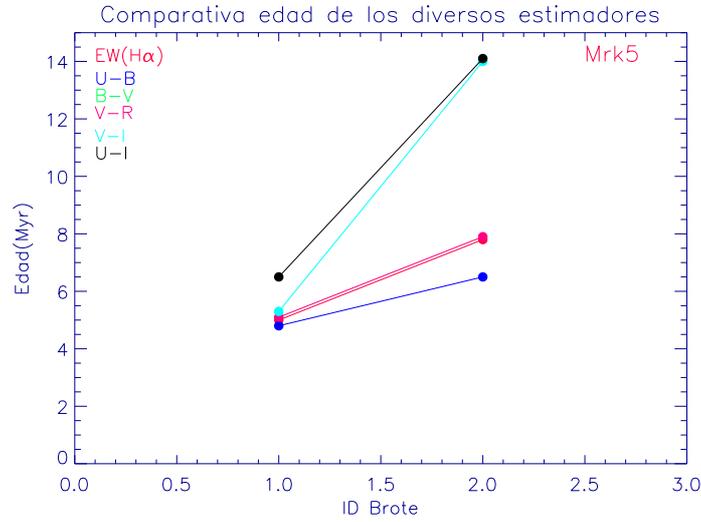


Figura 7.6: Distribución de las edades obtenidas para cada brote, a través de todos los estimadores posibles para Mrk 5.

aunque, éstos últimos los usaremos en conjunto con el resto de estimadores, ya que como reproduce la *Figura 7.6*, vemos que en todas las bandas se sigue la misma tendencia. Esto es, la realidad de un gradiente de edad entre el brote 1 y 2 de  $\sim 2-3$  Maños.

### **II Zw 71:**

Es otro objeto para el cual tenemos información fotométrica completa, aunque para el estudio del evento de formación estelar, sólo han dado resultados los valores obtenidos mediante la  $EW(H\alpha)$  y el color  $U-B$ , obteniendo un rango de edades muy grande de hasta 6 Maños de edad, localizando los brotes más viejos en el centro y los más jóvenes en las partes más externas de la galaxia (ver *Tablas 4.6 y 7.1*, y *Figura 7.7*). Este gradiente de edad tan marcado entre las partes más internas y externas de II Zw 71 podría tener su explicación en tres hechos:

1. Una auto-propagación de la formación estelar, a lo largo de una dirección privilegiada, originada en el centro de la galaxia, donde se encuentran los brotes más evolucionados, y dirigida hacia el exterior de la misma (como en el caso de II Zw 33, ver Méndez et al. 1999).
2. Una contribución importante de una componente estelar subyacente más evolucionada, destacando más en las partes centrales de la galaxia, y que afectando directamente a los valores de las  $EW(H\alpha)$  subestimándolos. El mismo efecto daría lugar al enrojecimiento del color  $U-B$  (ver Cairós 2000, Cairós et al. 2002).
3. A la acción de un efecto de extinción diferencial interna que de lugar a una estimación errónea del rango de edades, para lo que sería necesario nuevos datos observacionales (espectroscopía 3D) para contrastar este punto.

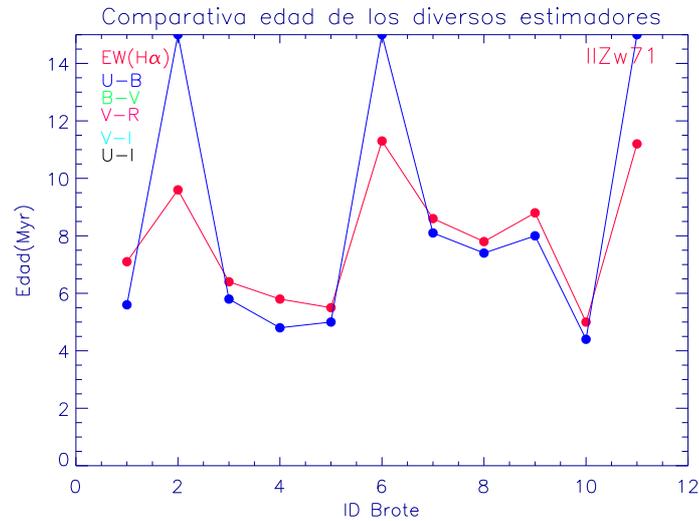


Figura 7.7: Distribución de las edades obtenidas para cada brote, a través de todos los estimadores posibles para II Zw 71.

Se exploró una posible propagación de la formación estelar en II Zw 71 (considerando la diferencia de edad entre los brotes y sus distancias relativas) que nos proporcionó una velocidad de propagación, para una perturbación, que se desplazara del centro de la galaxia a las partes más externas, de  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ . En vista a este resultado, descartamos dicho escenario, ya que una propagación de la FE sobre una escala espacial de  $\sim 4 \text{ kpc}$  a esta velocidad supersónica, no parece probable.

En un estudio reciente realizado por Pérez-Montero et al. (2009), con espectroscopía de rendija, se demuestra que las partes centrales de la galaxia están muy afectadas por la contribución de una población subyacente de más de 100 Maños, teniendo que realizar correcciones para las líneas de emisión en  $H\beta$  y  $H\delta$  de un 13% y un 24% respectivamente (ver *Figura 7.8*).

Dentro de las tres galaxias que morfológicamente forman parte de las BCDs Conca-denadas, II Zw 71 es la galaxia en la que realmente se aprecia un gradiente de edad tan marcado, aunque como veremos III Zw 107 también lo presenta, pero no tan destacado. El caso particular de Mrk 370 es llamativo, ya que perteneciendo a la misma clase morfológica que II Zw 71, presentando un número mayor de brotes y un tamaño similar, no se observa un comportamiento semejante de la FE, siendo los brotes de Mrk 370 coetáneos. Este comportamiento hace pensar que Mrk 370 pudiera no estar morfológicamente bien clasificada, pues ésta recuerda más a una galaxia espiral con un gran ángulo de inclinación (ver *Figura 3.6*). Si tenemos en cuenta estos efectos de proyección, Mrk 370 podría ser incluida dentro de la clase de las BCDs Extendidas, como Mrk 297 y III Zw 102, para las que se ha detectado un comportamiento similar en la FE. Y por tanto, para este objeto, el proceso de FE puede ser explicado mediante el mecanismo de propagación de ondas de densidad, tan común en las galaxias espirales. Las estructuras espirales también están presentes en

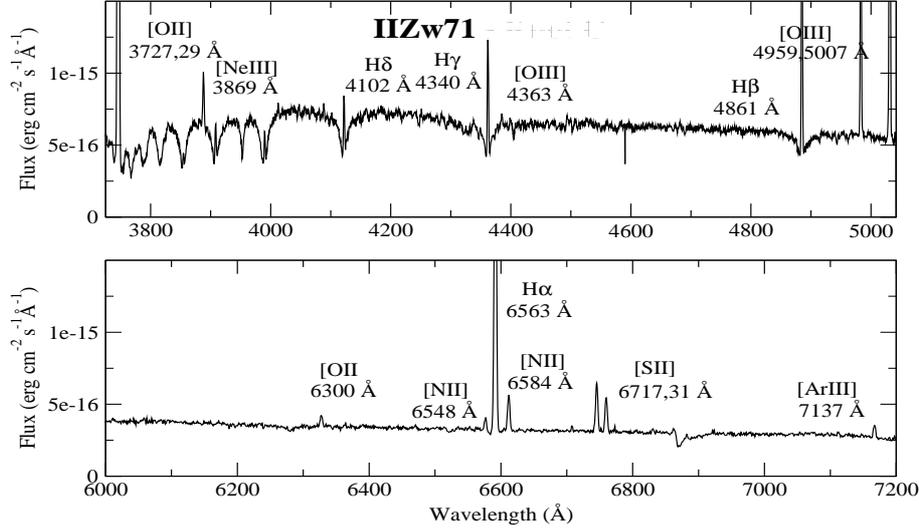


Figura 7.8: Espectro de la parte central de II Zw 71 extraída de Pérez-Montero et al. (2009).

galaxias enanas, como se deriva del estudio de Maíz-Apellániz et al. (1999) en NGC 4214 y de Fuentes-Masip et al. (2000b) en NGC 4449.

### Mrk297:

La *Tabla 7.1* muestra muy buena concordancia entre los estimadores de la  $EW(H\alpha)$  y el color  $U-B$  (ver también *Figura 7.9*), indicándonos que todos los brotes de la galaxia tienen una edad de  $\sim 5.5$  Maños, presentando una dispersión en torno al valor medio  $< 0.5$  Maños, lo que nos indica que en este objeto, el proceso de FE ha sido coetáneo. Para este objeto, los modelos han sido capaces de reproducir edades con el color  $B-V$ , aunque la edad promedio es ligeramente mayor, la información importante que nos proporciona, es la baja dispersión, dando fuerza a la coetaneidad del proceso.

### III Zw 102:

En esta galaxia, aún a pesar de disponer información en el filtro  $U$ , no se pudo obtener información acerca de las edades de los brotes, a través del color  $U-B$ , ya que el color está demasiado enrojecido debido al efecto de la extinción por polvo de la propia galaxia. Como se puede ver en las *Figuras 7.1a* y *7.1b*, existe una banda de polvo que cruza a la galaxia bordeando el cuerpo principal de la misma y extendiéndose hasta parte de los brazos. Recordemos que la fotometría de este objeto no está corregida de extinción interna. Sin embargo, mediante la  $EW(H\alpha)$  y el color  $V-R$ , mucho menos afectados que las anteriores bandas, hemos sido capaces de obtener información, como se aprecia en las *Tablas 4.8* y *7.1*. En la *Tabla 7.1*, vemos nuevamente que la dispersión de edades es  $< 1$  Maño, siendo el valor promedio en  $EW(H\alpha)$  de 6.1 Maños. Estamos ante un caso de FE coetánea como en el caso descrito en Mrk 297, y al igual que sucediera con ese objeto, hemos aplicado modelos de mayor metalicidad que en el resto de casos, y vemos que éstos son capaces de

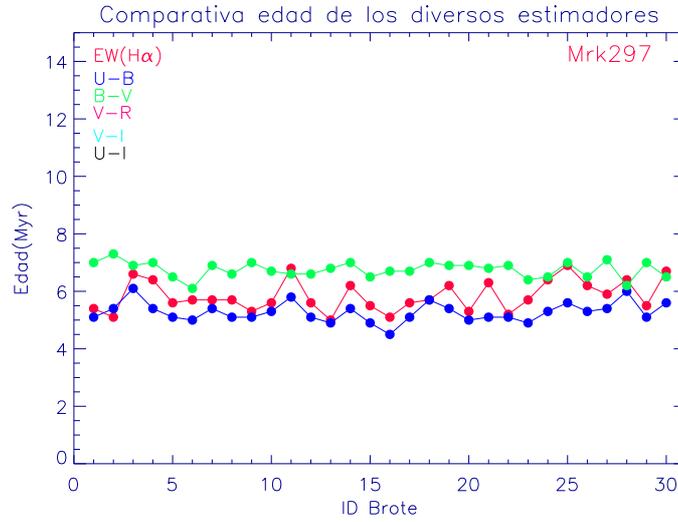


Figura 7.9: Distribución de las edades obtenidas para cada brote, a través de todos los estimadores posibles para Mrk 297.

reproducir el color  $V-R$ . Existen ciertos brotes con edades en torno a  $\sim 8-9$  Maños, que son los identificados en la *Figura 7.10a*, y que se encuentran en la vertiente E de la galaxia (ver *Figura 3.12*), superpuestos a las bandas de polvo (como podemos ver en la imagen de III Zw 102 en el filtro U, junto con el mapa de isocontornos  $H\alpha$  superpuesto).

#### **Mrk 324:**

Para este objeto utilizamos un modelo de metalicidad similar al de Mrk 600 ( $Z=0.001$ ), por similitud con dicho objeto. No pudimos obtener información en los modelos, usando el valor de los estimadores  $U-B$ ,  $B-V$  y  $V-R$  (ver *Tablas 4.9* y *7.1*). Vemos que los resultados obtenidos para el resto de estimadores, dan lugar a edades por debajo de los 5 Maños. El color  $U-B$  es 0.2 magnitudes más azul de lo esperado, mientras que el color  $B-V$  es 0.3 magnitudes más rojo. Para el valor de  $V-R$ , Mrk 324 presenta también colores extremos  $\sim -0.5$ , no reproducibles por los modelos. Al probar con otros modelos de mayor metalicidad (ver *Tabla 7.2*), ocurre, que los modelos son capaces de reproducir los colores  $B-V$ , dando lugar a una edad de 7 Maños, derivándose la misma edad para la  $EW(H\alpha)$ , y edades mayores para el caso de los colores  $V-I$  y  $U-I$ . De manera que podemos ver lo sensibles que son los modelos respecto a la evolución fotométrica de una región de formación estelar con la metalicidad.

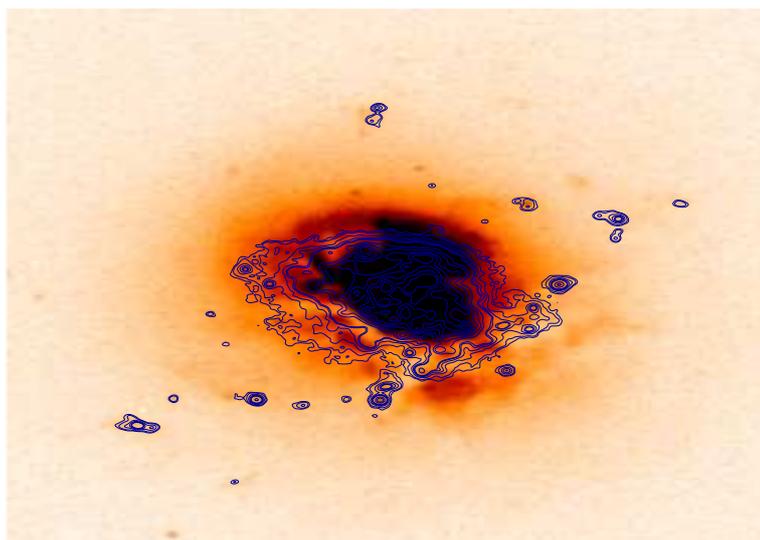
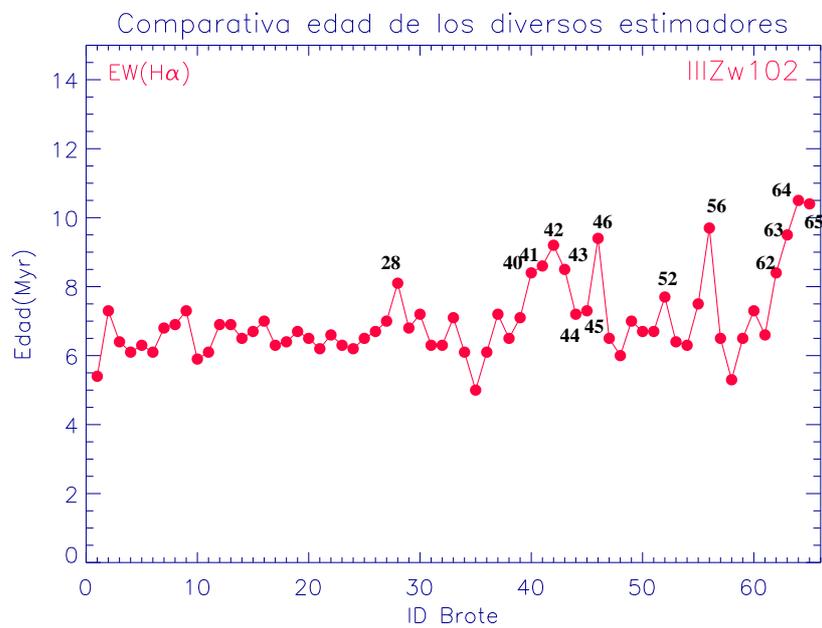


Figura 7.10: *a*) Edad de cada uno de los brotes de III Zw 102, obtenidas con la  $EW(H\alpha)$ . *b*) Mapa de isocontornos en  $H\alpha$ , superpuesto a la imagen de III Zw 102 en el filtro U.

ID	$E_{EW}$	$E_{UB}$	$E_{BV}$	$E_{VR}$	$E_{VI}$	$E_{UI}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
1	4.7	...	7.0	...	6.3	4.1

Tabla 7.2: Edades estimadas para Mrk 324 usando los modelos de Starburst99 con una metalicidad mayor  $Z=0.008$

**III Zw 107:** Los resultados de esta galaxia se pueden ver en las *Tablas 4.10* y *7.1*. Disponemos de información fotométrica completa para este objeto. De la *Tabla 7.1*, podemos ver que las edades promedio obtenidas con los estimadores  $EW(H\alpha)$  y  $U-B$ , son próximas a los  $\sim 6$  Maños, si bien el rango de edades obtenido con la  $EW(H\alpha)$ , es ligeramente mayor de 1 Maño. En el resto de estimadores, la edad promedio es 1 Maño superior, pero el rango de edad es muy similar al de  $U-B$ . A raíz de los resultados, el proceso de FE en dicha galaxia es coetáneo. Los modelos usados son de más alta metalicidad ( $Z=0.008$ , como en los casos de Mrk 370, Mrk 297 y III Zw 102). El color  $B-V$  y el  $V-R$  no están dentro del rango predicho por los modelos, siendo el primero más rojo en  $\Delta m \sim 0.4-0.5$  magnitudes más de lo esperado, y el segundo, más azul en  $\Delta m \sim 0.3-0.4$  magnitudes de lo predicho.

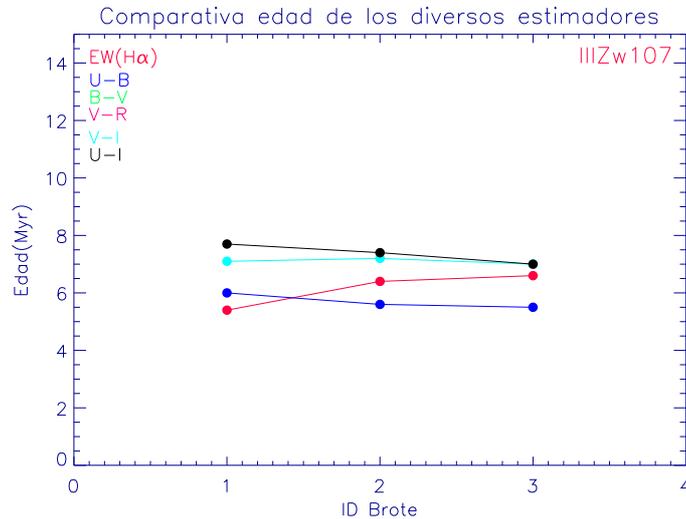


Figura 7.11: Distribución de las edades obtenidas para cada brote, a través de todos los estimadores posibles para III Zw 107.

### 7.1.3 Masas de los cúmulos estelares ionizantes

Una vez estimadas las edades de los brotes, pudimos determinar las masas en estrellas del conjunto de cúmulos ionizantes que los forman (ver *Capítulo 4, Apartado 4.1.1*). El resultado se muestra en la *Figura 7.12a* donde presentamos la distribución de masas de todos los brotes de FE de todas las galaxias (a excepción de II Zw 40), usando el valor obtenido a partir de la  $EW(H\alpha)$  (excepto en el caso de Mrk 5 donde se usó el valor obtenido con el color U–B).

El histograma nos muestra que la masa estelar de los brotes se distribuye a lo largo de un amplio rango, de  $\sim 10^2 M_{\odot}$  a  $\sim 10^7 M_{\odot}$ . El intervalo de masas en el histograma está seleccionado de forma que nos permita comparar los resultados con la distribución de masas de los Super Cúmulos Estelares (SSCs <sup>2</sup>) catalogados en la galaxia M82 en Melo et al. (2005), ver *Figura 7.12b*.

Comparando ambos histogramas, vemos que la masa de los brotes de las BCDs de la muestra cubren un rango mayor que los SSCs de M82. El pico de la distribución de masas está en torno a  $\sim 10^5 M_{\odot}$ , lo cual concuerda con el valor típico encontrado en otras galaxias (ver de Grijs et al. 2003; Melo et al. 2005) y ésta se extiende hasta alcanzar las  $\sim 10^7 M_{\odot}$  (valor de masas correspondiente a los brotes de III Zw 107).

La distribución nos indica que aproximadamente un %35 de los brotes tienen un contenido de masa estelar de entre  $10^4 M_{\odot}$  y  $10^5 M_{\odot}$ , y que existe una fracción importante ( $\sim 28\%$ ) de brotes masivos ( $10^5 - 10^6 M_{\odot}$ ). Los casos de brotes muy masivos representan casos excepcionales ( $M_{\star} > 10^6 M_{\odot}$ ) y no muy frecuentes dentro de la muestra, llegando a alcanzar valores de hasta  $\sim 1 - 2 \times 10^7 M_{\odot}$ . La mayoría de estos brotes super masivos pertenecen a las galaxias Mrk 297 (brote 1) y III Zw 107 (todos sus brotes), las BCDs más distantes de la muestra, a 65.1 Mpc y 78.09 Mpc respectivamente (ver *Tabla 2.1*). La resolución espacial en las imágenes  $H\alpha$  de ambas galaxias es de  $\sim 1.1''$  que en el caso de Mrk 297 se traduce en una escala proyectada de  $\sim 174$  pc, lo que nos indica que probablemente el flujo que medimos de estas regiones proviene de una serie de brotes superpuestos y no resueltos. Volveremos a la limitación de la resolución espacial en el apartado 7.1.4.

En el extremo opuesto de la distribución de masas, tenemos que el 27% de los brotes poseen masas de  $M_{\star} \leq 10^4 M_{\odot}$ , llegando a alcanzar cotas de hasta  $2 \times 10^2 M_{\odot}$ , como en el caso de Mrk 600 (brote 4, ver *Tabla 4.3*). La mayoría de estos brotes menos masivos se encuentran distribuidos en las galaxias Mrk 370 (ver *Tabla 4.2*) y III Zw 102 (ver *Tabla 4.8*), localizándose otros tantos en II Zw 71 (ver *Tabla 4.6*).

Los catálogos de banda estrecha de estas galaxias (ver *Tablas 3.1, 3.3, 3.9 y 3.13* para Mrk 370, Mrk 600, II Zw 71 y III Zw 102, respectivamente) muestran que estas regiones poco masivas tienen los valores de brillo superficial y las relaciones señal a ruido más bajos, con flujos en algunos casos cercanos al flujo límite definido para cada objeto (comparar valores con columna 12, *Tabla 7.4*).

Por lo tanto, la masa estelar inferida a partir de brotes poco masivos ( $M_{\star} < 10^4 M_{\odot}$ ), nos indica que el algoritmo de búsqueda de regiones en FOCAS, ha detectado brotes con un contenido estelar menor que el encontrado en supercúmulos (ver Ho 1997; Melo et al.

<sup>2</sup>De su acrónimo del inglés **S**uper **S**terlar **C**lusters

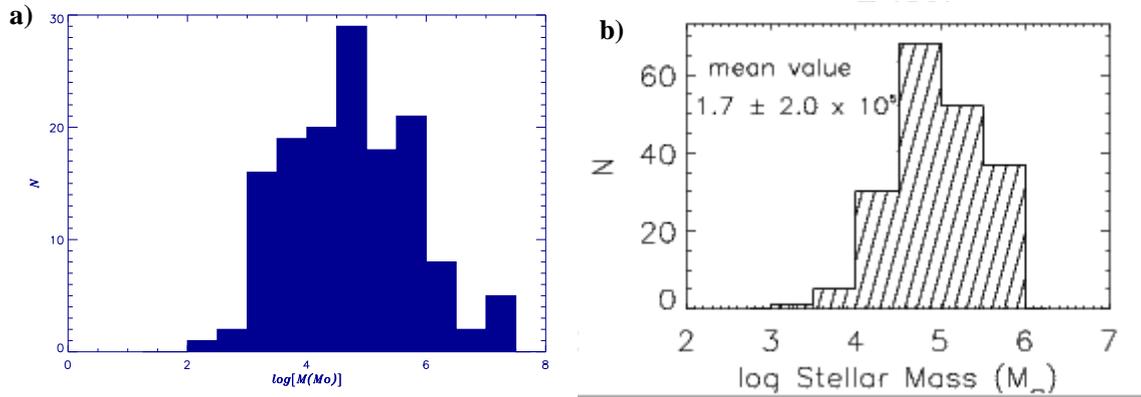


Figura 7.12: *a)* Distribución de Masas de los brotes catalogados en todas las galaxias de la muestra. *b)* Distribución de Masas de los brotes catalogados en M82, extraída de Melo et al. (2005).

2005).

Hay que tener en cuenta que, los catálogos en banda estrecha, se han realizado a partir de las imágenes en emisión  $H\alpha$ , y que las regiones de “baja masa” podrían ser nubes ionizadas por cúmulos cercanos. En particular, el caso de Mrk 370, donde se localizan el mayor número de estas regiones de “baja masa” en las partes más externas del cuerpo principal de la galaxia, generalmente, coincidentes con las regiones de menor anchura equivalente. Los cúmulos más masivos obtenidos en dicha galaxia (siete en total, ver *Tabla 4.2* y *Figura 3.6*) están localizados en las partes centrales de la misma. Por otro lado, los diez brotes más masivos encontrados en la galaxia II Zw 71 (ver *Tabla 4.6* y *Figura 3.10*), se encuentran repartidos a lo largo de todo el cuerpo de la galaxia.

#### 7.1.4 Número de brotes, distribución de tamaños y luminosidades

En los catálogos, hemos intentado parametrizar y obtener la mayor información física acerca de los brotes de FE de la muestra de BCDs. La muestra en sí, tiene la peculiaridad de ser bastante heterogénea, con objetos de diferente metalicidad, distancia, morfologías y tamaño. En este apartado compararemos dos parámetros muy importantes que definen a un brote de formación estelar, su tamaño y su luminosidad, y trataremos de ver si hay un parecido común o si estos parámetros definen un patrón estandar de brote dentro de la familia de las BCDs.

Para ello, presentamos la *Tabla 7.3*, en la que mostramos: columna 2, el tamaño mínimo detectable impuesto por la resolución espacial de las observaciones; columna 3-4, los tamaños de los brotes mínimos y máximos detectados en cada galaxia, junto con los tamaños promedios y su dispersión (columnas 5 y 6). En el caso de aquellas galaxias con un número de brotes  $< 25$  (ya que con estos no se pueden hacer cálculos estadísticos), estimamos  $\sigma_R = R_{max} - R_{min}$ . En las columnas 7 y 8, presentamos la luminosidad promedio de los brotes y su dispersión, junto con la luminosidad total de cada galaxia en la columna

9. En las tres últimas columnas se muestran el área de emisión  $H\alpha$  total de cada objeto, la TFE por unidad de área y el número de brotes censados en cada BCD respectivamente.

Junto a la tabla, se presentan las *Figuras 7.13* y *7.14*, que corresponden a las funciones de distribución acumuladas de los tamaños derivados para cada brote, y su luminosidad respectivamente. El número total de brotes en cada caso, corresponde al máximo de la función de distribución. En el caso de las funciones de distribución acumulada de luminosidad, usamos los valores obtenidos de los flujos netos, de manera que las regiones con un flujo neto  $\sim 0$ , no se tuvieron en cuenta.

El primer resultado que se extrae de la *Tabla 7.3* y las *Figuras 7.13* y *7.14* es que, en general, las galaxias más grandes, tienen mayor número de brotes que las más pequeñas. Tal es el caso de las galaxias Mrk 370, II Zw 40, II Zw 71, Mrk 297 y III Zw 102. Fuera de esta tendencia tenemos a III Zw 107, la cual es una galaxia LBCG ( $M_B \sim -19.49$ ) en la que se detectaron 3 brotes.

De las columnas 2-3, podemos ver que en la gran mayoría de los casos, los tamaños mínimos detectados para cada objeto están al límite de resolución (esto es  $R_{min}^{res} \sim R_{min}$ ), por lo que tenemos un sesgo hacia regiones más pequeñas. Siendo Mrk 5 y III Zw 107 los dos únicos objetos en los que parece claro que  $R_{min} > R_{min}^{res}$ . El caso de III Zw 107, es particularmente interesante, pues presenta los brotes más grandes y masivos de la muestra, aunque al tratarse de la galaxia más lejana ( $D \sim 78$  Mpc), parece claro que es un problema de resolución, ya que los brotes detectados son tan compactos y cercanos el uno del otro que no se han detectado más de 3 brotes.

También podemos ver en la *Tabla 7.3* y en la *Figura 7.13*, que todas las galaxias presentan en promedio, brotes que superan los cientos de parsecs. Destacamos las galaxias Mrk 370 y III Zw 102, las cuales presentan una baja dispersión en torno a su valor promedio, aún a pesar de que en III Zw 102, se detectó el brote más pequeño ( $R \sim 37$  pc), y de que ésta pertenezca a la familia de la LBCGs ( $M_B \sim -19.45$ ). En estos objetos, no sólo las regiones son similares en tamaño (entorno a 84 pc), sino que son las dos galaxias en las que el promedio en luminosidad de los brotes es menor  $\log L(H\alpha) < 38$ . En el resto de casos, vemos que las regiones predominantes son regiones HII gigantes ( $\log L(H\alpha) \geq 38.5$ ). Otro objeto a destacar es Mrk 297, sobre el cual se pudo hacer estadística, y que, tras III Zw 107, presenta los valores más altos en tamaños y luminosidad. Esta galaxia también pertenece a la familia de las LBCG ( $M_B = -20.54$ ).

Hemos representado todos los brotes detectados en un diagrama Luminosidad *vs.* Radio en la *Figura 7.15*, en el que hemos usado un código de color para diferenciar las distintas clases morfológicas de cada BCD. Así los brotes de las BCDs Concadenadas se representan en rojo, las Cometarias en azul, las Extendidas en verde y las Nucleadas en negro. En la gráfica, podemos resaltar varios puntos:

1.- Parece clara que hay una cota inferior o envoltura en el diagrama, a partir de la cual se distribuyen todos los puntos, con la única excepción de el brote situado a  $\log L(H\alpha) \sim 36$  y  $\log R \sim 1.86$ , correspondiente a la última región detectada en III Zw 102 (la número 65). Esta región está al límite de detección, pudiendo tratarse de ruido o una nube de gas iluminada por un cúmulo cercano, pero sin contenido estelar, e identificada por FOCAS

Galaxia (1)	$R_{min}^{res}(pc)$ (2)	$R_{min}(pc)$ (3)	$R_{max}(pc)$ (4)	$\langle R(pc) \rangle$ (5)	$\sigma_R$ (6)	$\langle \log(L[H\alpha]) \rangle$ (7)	$\sigma_{logL}$ (8)	$\log(L_{total}[H\alpha])$ (9)	Área( $Kpc^2$ ) (10)	$\langle TFE/area \rangle$ (11)	n° de Brotes (12)
Mrk370	37	45	147	83	30	37.58	0.83	40.25	2	0.07	25
Mrk600	47	52	203	111	151	38.45	1.04	39.86	0.6	0.21	4
IIZw40	35	41	379	124	338	38.35	0.99	40.83	1.5	0.19	10
Mrk5	44	114	377	245	263	38.93	1.36	39.90	0.5	0.09	2
IIZw71	48	51	295	137	244	38.12	0.65	39.76	1.4	0.04	11
Mrk297	174	195	965	380	175	39.90	0.73	42.21	75	0.29	30
IIIZw102	33	37	164	84	32	37.88	0.88	40.96	7	0.13	65
Mrk324	60	71	289	135	118	38.23	1.08	40.00	2	0.07	4
IIIZw107	208	370	1263	821	893	40.60	0.85	41.52	27	0.25	3

Tabla 7.3: Distribución de tamaños y luminosidades para cada galaxia. *Columna 2:* Radio mínimo detectable según la resolución impuesta por las observaciones. *Columnas 3-4:* Radios mínimos y máximos encontrados para cada galaxia. *Columnas 5-6:* Radio medio junto con la dispersión. *Columnas 7-8:* Promedio del logaritmo de la luminosidad en  $H\alpha$  de las regiones, expresada ésta en  $\text{erg s}^{-1}$ , y su dispersión. *Columna 9:* Logaritmo de Luminosidad total de cada BCD en  $H\alpha$ , expresando la luminosidad en unidades de  $\text{erg s}^{-1}$ . *Columna 10:* Area definida por la isofota definida por el flujo límite. ( $3\sigma$ ) en  $\text{kpc}^2$ . *Columna 11:* Tasa de Formación Estelar por unidad de área promedio de los brotes, expresada en unidades de  $M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ .

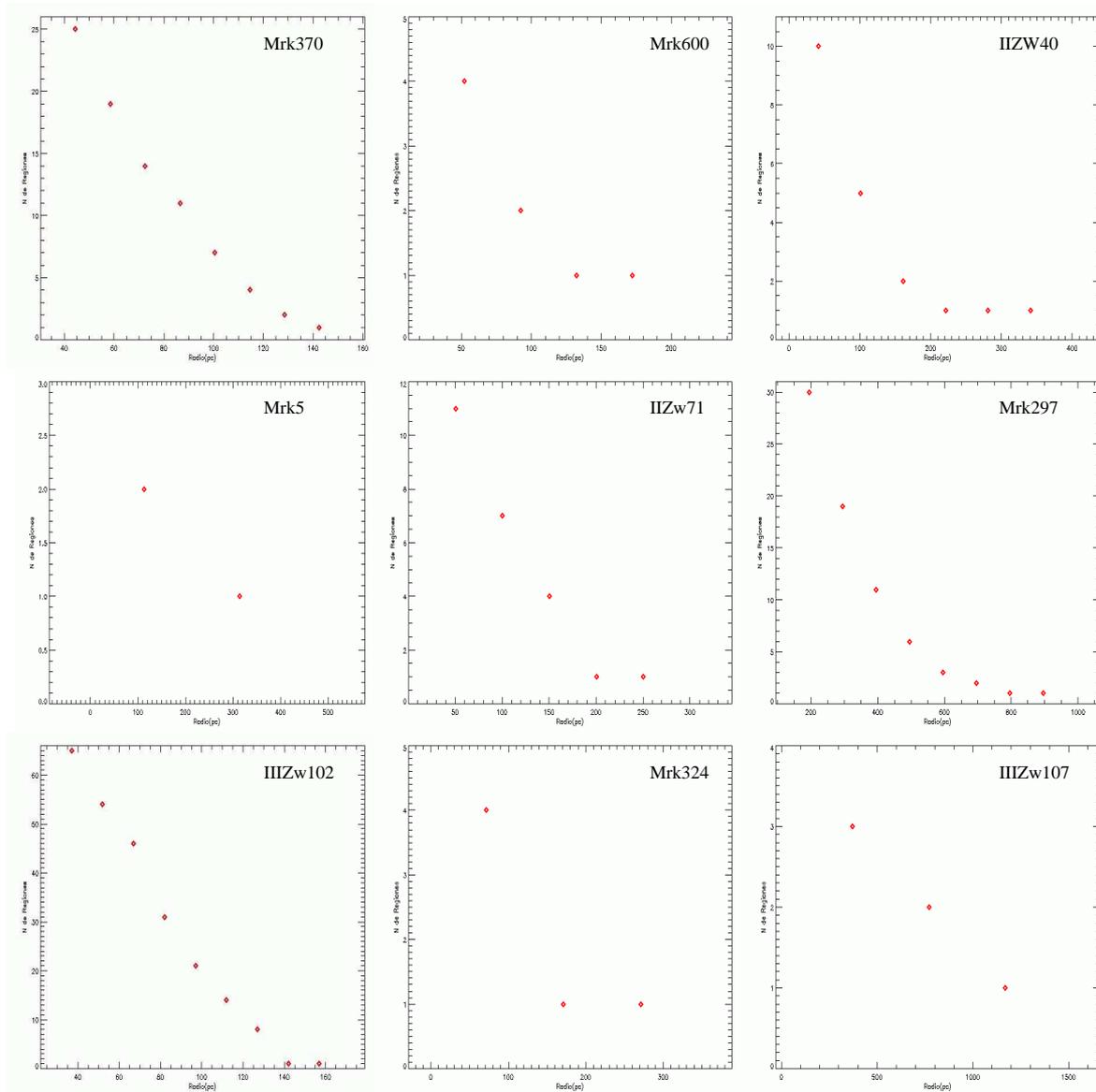


Figura 7.13: Distribución de acumulada de tamaños de los brotes de cada galaxia.

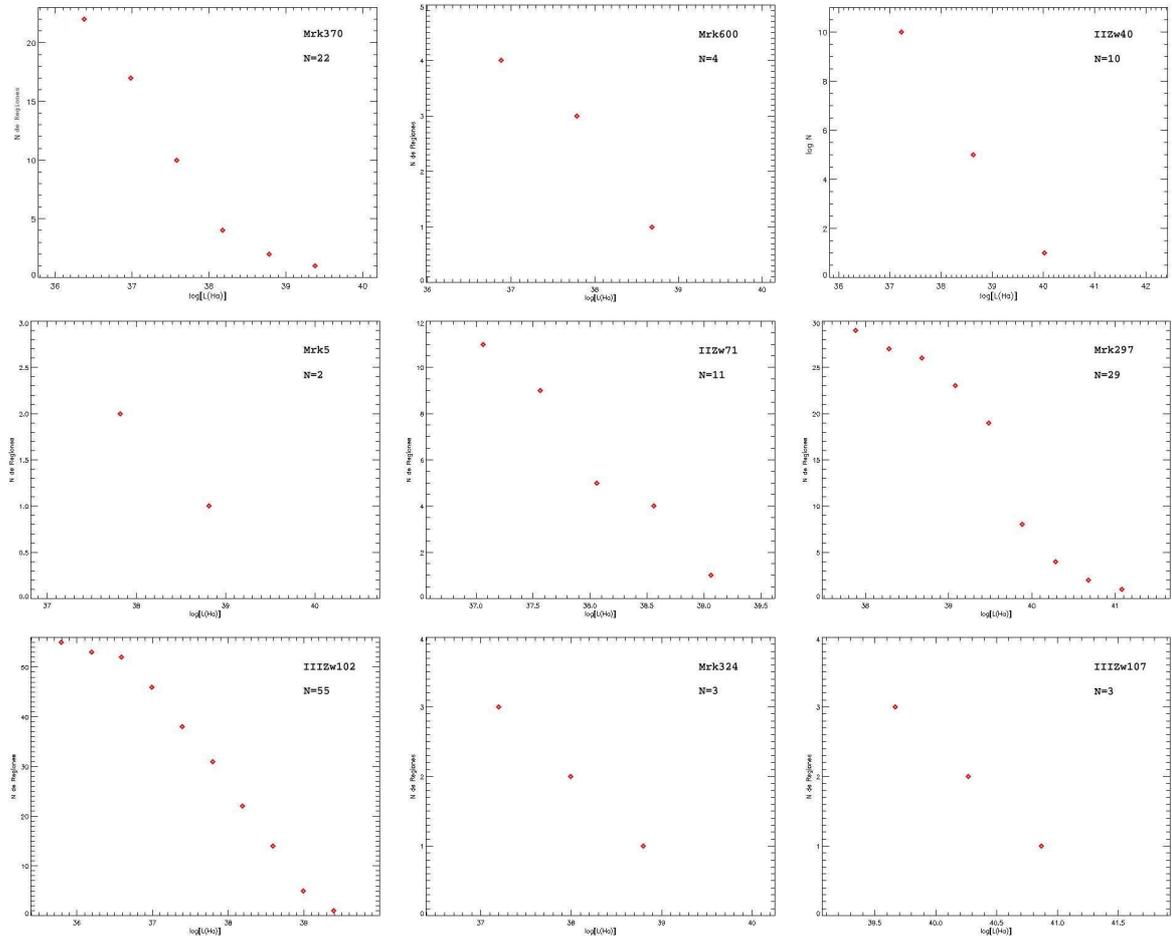


Figura 7.14: Distribución Acumulada de Luminosidades

como una región.

2.- Para  $\log R < 2.2$ , parece haber dos tipos de regiones distintas, de tamaños característicos, pero de luminosidades bien diferenciadas. En esta región del diagrama, encontramos especialmente a las galaxias Mrk370, III Zw 102, Mrk 600 y II Zw 40. Si echamos un vistazo a los correspondientes catálogos  $H\alpha$  (*Tablas 3.1, 3.3, 3.5 y 3.13*) y los catálogos de masas (*Tablas 4.2, 4.3 y 4.8*) de cada una de las galaxias, podemos ver, que la diferencia entre estas regiones está en el contenido estelar de las mismas, siendo las más masivas ( $M > 10^4 M_{\odot}$ )

3.- Para  $\log R > 2.2$  tenemos los brotes más grandes (que son también los más luminosos) que tienen mucho peso en la gráfica y dominan cualquier tipo de tendencia o correlación entre puntos que uno pudiera derivar. Principalmente, aquí tenemos a las regiones de las galaxias Mrk 297 y III Zw 107, junto con los núcleos principales de las galaxias Cometaarias II Zw 40 y Mrk 5 y el brote número 1 de la galaxia Concadenada II Zw 71. Como podemos

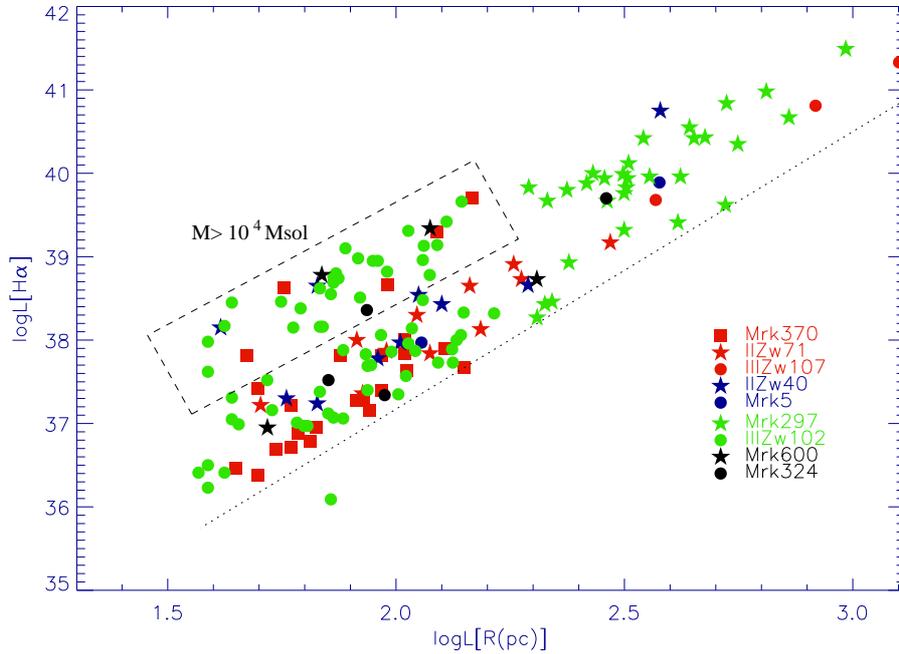


Figura 7.15: Luminosidad  $H\alpha$  vs Radio fotométrico de todos los brotes de formación estelar detectados para cada objeto. Los brotes de las galaxias pertenecientes a una misma clase morfológica, se ha representado en el mismo color. *Rojo*: Concadenadas; *azul*: Cometarias; *verde*: Extendidas; *negro*: Nucleadas.

apreciar nuevamente, tanto en los catálogos  $H\alpha$ , como en los catálogos de masas de estas galaxias, los brotes de estas galaxias son los más masivos con  $M > 10^5 M_{\odot}$ .

En realidad, la *Figura 7.15* es consecuencia directa de la relación luminosidad-radio dentro de una región HII, expresada como:

$$L(H\alpha) = \frac{4}{3}\pi R^3 \beta n^2 \quad (7.1)$$

donde  $R$  es el radio de la Esfera de Strömngren,  $\beta$  es el Coeficiente de Recombinación y  $n$  la densidad (ver Osterbrock 1989). Como vimos en el *Capítulo 4*, la luminosidad con la masa estelar de cada brote se relacionaba mediante las *Ecuaciones 4.1* y *4.2*. De esta forma, brotes más luminosos, son más masivos, y por tanto, al hacer una representación  $L$  vs.  $R$ , podemos ver cómo los puntos se distribuyen según el tamaño y la masa, pues para dos regiones de la misma galaxia,  $\frac{4}{3}\pi n^2 = cte$  según la *Ecuación 7.1*, y por tanto, a igualdad de radio, las regiones de mayor luminosidad serán consecuentemente las de mayor masa.

## 7.2 Análisis de las estructuras de bajo brillo “outburst” y luz difusa

Definimos la luz difusa como aquella que no se encuentra confinada dentro de la isofota que delimita a cada brote de formación estelar, esto es, representa el gas interbrote. Ya vimos

en el *Capítulo 5* cómo detectar este gas interbrote y la asociación y afinidad del mismo con las posibles estructuras de bajo brillo. En este apartado tratamos de cuantificarlo y ver si a partir de un parámetro, que defina la fracción de este gas no contenido en los brotes de cada galaxia, somos capaces de correlacionarlo con otras magnitudes y propiedades de las BCDs. El propósito final, es el de obtener alguna información acerca de la capacidad de cada BCD, para canalizar el gas desde el cuerpo principal de cada una de ellas hacia al medio interestelar en forma de lo que se denomina superviento (ver Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1998).

En la Tabla 7.4 presentamos una serie de parámetros globales de cada galaxia, obtenidos en base a la fotometría en  $H\alpha$ . Para cada objeto proporcionamos: en la columna 2, el número total de brotes identificados; en la columna 3 el área de emisión total en  $H\alpha$  de cada galaxia; en la columna 4 la suma del flujo total de todos los brotes identificados; la columna 5 muestra el flujo  $H\alpha$  total emitido por cada galaxia; las columnas 6 y 7 muestran la cantidad de flujo difuso total emitido por cada objeto y el flujo neto total respectivamente; la columna 8 indica la fracción de luz difusa ( $\psi$ ) en tanto por ciento, calculada como la relación entre el flujo difuso total y el flujo total en  $H\alpha$  (columna 6 entre columna 5); las columnas 9 y 10 presentan las tasas de formación estelar global de cada objeto y por unidad de área respectivamente. Por último, en las columnas 11 y 12, tenemos la desviación estándar del cielo y el flujo límite equivalente a  $3\sigma_{sky}$ . Las unidades se pueden ver en el pie de tabla.

Como podemos destacar de la Tabla 7.4, a partir de la fracción de luz difusa vemos que tenemos un rango de objetos cuya fracción  $\psi$  varía entre un 80% (como III Zw 102) y  $\sim 0\%$ , como sucede en el caso de las galaxias Cometarias, II Zw 40 y Mrk 5, y la galaxia Concadenada III Zw 107.

Vamos a estudiar la fracción de luz difusa, intentando correlacionar el contenido de la misma en cada objeto, con ciertos parámetros físicos de los brotes y de la propia galaxia. El objetivo es ver si puede obtener algún indicio que nos lleve a concluir si las BCDs son capaces de generar una pérdida importante del material, en forma de Superviento Galáctico.

En ocasiones, la energía mecánica depositada por el conjunto de estrellas es tal que la burbuja, en su expansión, supera la escala del “host” de la galaxia. La burbuja termina por romperse, pues no hay material suficiente para mantener la alta presión del material termalizado. De esta forma, se origina una estructura bicónica, perpendicular al cuerpo principal de la galaxia, por la que el gas que se encontraba dentro de la burbuja, es expulsado hacia el medio intergaláctico. Mediante este mecanismo, la galaxia pierde parte del material procesado en el interior de las estrellas. Este fenómeno se ha venido a denominar Superviento Galáctico (ver Chevalier y Clegg 1985; Tomisaka e Ikeuchi 1988; Suchkov et al. 1994; Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1997, 1998). El ejemplo más conocido de este fenómeno, lo presenta la galaxia M82 (ver *Figura 7.16*).

## PARAMETROS GLOBALES

Galaxia	Nº de brotes	Area(kpc <sup>2</sup> )	$\sum_{i=1}^n F_i$	$F_{total}(\text{H}\alpha)$	$F_{dif}$	$F_{net}$	$\psi(\%)$	$TFE_{total}$	$TFE \text{ area}^{-1}$	$\sigma_{sky}$	$F_{lim}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
Mrk 370	25	2	617.92	1276.25	478.65	797.60	38	0.16	0.08	7.46	22.38
Mrk 600	4	0.6	167.38	372.57	118.53	254.04	32	0.06	0.10	1.96	5.88
II Zw 40	10	1.5	5185.91	6017.90	200.55	5817.35	3	0.60	0.40	2.12	6.36
Mrk 5	2	0.5	338.97	338.97	0	338.97	0	0.07	0.14	9.64	28.92
II Zw 71	11	1.4	84.58	125.90	21.40	104.50	17	0.02	0.01	1.35	4.05
Mrk 297	30	75	1543.72	3191.19	1349.42	1841.76	42	14.39	0.19	3.78	11.34
III Zw 102	65	7	407.47	1483.85	1183.94	299.91	80	0.82	0.12	1.33	3.99
Mrk 324	4	2	89.33	164.79	91.71	73.07	56	0.09	0.05	0.88	2.64
III Zw 107	3	27	386.82	457.72	11.51	446.21	3	2.97	0.11	0.98	2.98

Tabla 7.4: Col.- 2: Número total de brotes catalogados en cada objeto. Col.- 3: Area de cada galaxia usada para obtener ciertos parámetros globales dentro de la isofota que define el flujo límite  $F_{lim}$  a  $3\sigma_{sky}$ . Col.- 4 Suma del flujo total contenido en cada brote. Col.- 5 Flujo total de cada BCD contenido dentro de la isofota delimitada por el flujo límite  $F_{lim}$ . Col.- 6 Flujo difuso total de cada objeto dentro de la isofota delimitada por el flujo límite. Col.- 7 Flujo neto obtenido como el flujo total de cada galaxia menos su contenido de luz difusa (columnas 5 y 6); Col.- 8 Fracción de luz difusa obtenida como el cociente entre la columna 3 y columna 4; Col.- 9 TFE total en  $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ; Col.- 10 TFE por unidad de área en  $M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ . Las Cols. 11-12 representan las fluctuaciones del cielo y el flujo límite ( $\equiv 3\sigma$ ) en unidades de  $10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ . Los otros valores de flujo tabulados están expresados en unidades de  $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ .

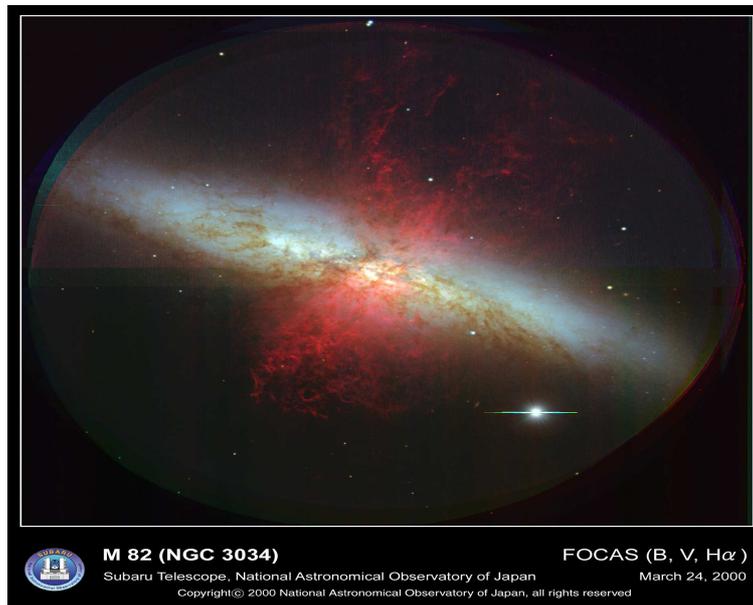


Figura 7.16: Imagen de M82, obtenida con Subaru, en la que se superpone el superviento galáctico en  $H\alpha$  a la imagen en el óptico del cuerpo principal de la galaxia.

Para ello, comenzamos por preguntarnos si:

**a) ¿Existe correlación entre la fracción de luz difusa y el número de brotes de cada galaxia?**

Del cómputo de brotes detectados en las galaxias de la muestra, encontramos objetos en los cuales la emisión total proviene de uno o dos brotes y objetos en los hemos encontrado hasta 65 brotes repartidos en el cuerpo principal de la galaxia, por lo que decidimos explorar la existencia de un vínculo entre la fracción de luz difusa y el número de brotes de cada BCD. ¿Hasta qué punto la cantidad de regiones de FE puede ser condicionante para que una galaxia esté dominada o no por la emisión de la luz difusa? Esto lo podemos ver representado en la *Figura 7.17a*, donde parece apreciarse una ligera tendencia significativa dentro de las clases morfológicas de las BCDs Extendidas, Concadenadas y Cometarias, indicando que las galaxias BCDs con un mayor número de brotes contienen una mayor cantidad de luz difusa siendo ésta más carente en aquellas galaxias con menos brotes. Aunque, también nos indica la gráfica que, galaxias como las BCDs Nucleadas, con pocos brotes de formación, contienen una fracción de luz difusa importante.

Este comportamiento lo podemos contrastar con los resultados del *Capítulo 5*. En la *Tabla 5.1*, resumimos el número de estructuras y tamaños típicos detectados en la imagen outburst de cada galaxia. En dicho capítulo, hicimos un estudio a distintos niveles isofotales buscando las firmas de estructuras ionizadas de bajo brillo superficial, identificando su contrapartida óptica en los datos del Fabry-Perót. En el caso de las galaxias Nucleadas (Mrk 600 y Mrk 324), pudimos ver que realmente estos objetos son ricos en estructuras filamentosas de todo tipo.

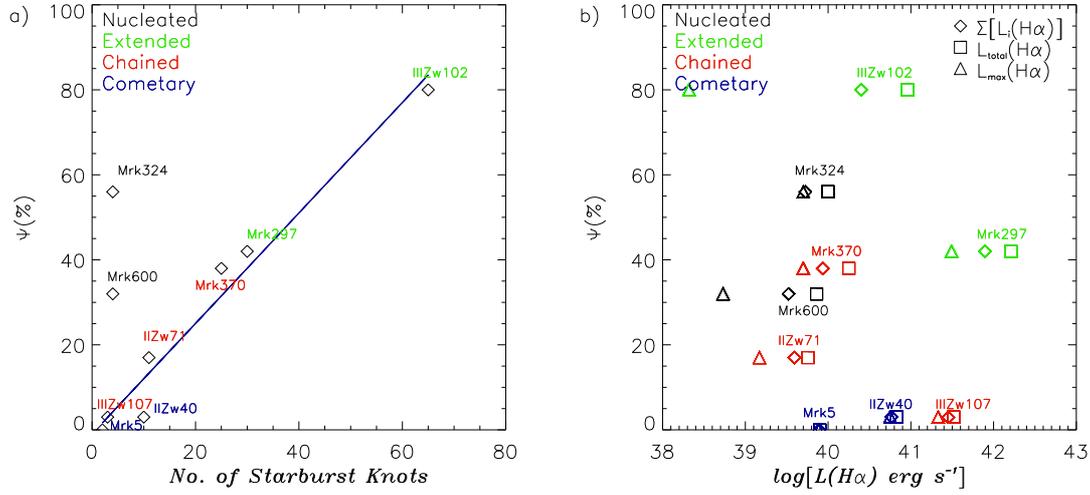


Figura 7.17: (a): Fracción de luz difusa versus el número de brotes catalogado para cada galaxia. (b): Fracción de luz difusa versus la luminosidad. Los diamantes representan  $\sum_{i=0}^n L_i$  de todos los brotes (a partir de la columna 4 en la Tabla 7.4); los cuadrados la luminosidad total (a partir de la columna 5, Tabla 7.4) y los triángulos la luminosidad del brote más luminoso de cada galaxia.

En el caso de Mrk 600 vimos que todo el cuerpo principal de la galaxia está rodeado de un sistema de estructuras filamentosas, siento el gran puente de gas ionizado que une el cuerpo principal con el brote 3 (ver *Figura 5.6a*) y el arco ionizado que emana del brote 1 (ver *Figura 5.6a-5.6b*), las estructuras más notables. Además, es un objeto que, no sólo muestra estructuras a bajo brillo, sino también a rangos de intensidad mucho más altos. Estas firmas también se pueden ver en los diagramas del *Capítulo 6* (ver *Figura 6.15*).

Mrk 324 (ver *Figura 5.13*) está completamente rodeada de un medio interestelar muy estructurado visible prácticamente a todos los rangos de intensidad, cuyos perfiles de emisión en  $H\alpha$  mostraban una clara interacción entre la energía depositada por el brote y el gas circundante, presentando asimetrías y perfiles de doble pico (consistentes con un movimiento del gas en expansión). Por lo que efectivamente, las galaxias Nucleadas de la muestra, son objetos ricos en gas difuso.

Un estudio más profundo sobre este objeto, nos ha llevado a concluir, que esta galaxia podría estar desarrollando un superviento galáctico. Se abordará con más detalle en el *Apartado 7.4*.

Los resultados del *Capítulo 5* acerca de las galaxias Extendidas, también parecen indicarnos que estos objetos son ricos en gas difuso donde, tanto para Mrk 297 (ver *Figura 5.10*), como para III Zw 102 (ver *Figura 5.12*), se localizan estructuras a diversos rangos de intensidad que asociados a posibles vientos chocados, llegando incluso a desdoblarse la línea  $H\alpha$ , como ocurre en la zona S de Mrk 297.

Pero quizás, las familias de BCDs más interesantes de ver en este apartado sean las Cometarias y las Concadenadas. Las Concadenadas además, según vemos en la *Figura*

7.17a, están representadas por 3 objetos en los que disminuye el número de brotes detectados y según la gráfica, el contenido de luz difusa. Nuevamente, del *Capítulo 5* podemos ver que las galaxias Mrk 370 y II Zw 71, presentan varias firmas, bien definidas y claras de un medio interestelar estructurado. Sin embargo en el caso de III Zw 107, la galaxia Concadenada con pocos brotes y bajo valor de  $\psi$ , vimos que no presentaba firmas claras de un medio rico en estructuras ionizadas de bajo brillo. Las pocas estructuras posibles, no pudieron ser contrastadas con los datos Fabry-Perót.

Por último, nos queda explorar el caso de las Cometarias. Llama la atención que en el caso de Mrk 5, donde se identificó un claro puente de gas ionizado (ver *Figura 5.8* del *Capítulo 5* y la *Figura 6.9* del *Capítulo 6*) entre los brotes contenga una fracción de luz difusa nula. Esto es debido a que dicha estructura, como comentamos en el *Capítulo 5*, aparece a niveles isofotales muy bajos, entre  $\sim 1 - 3\sigma$ , de manera que no pudo ser tenida en cuenta a la hora de elaborar los catálogos, donde establecimos un corte a  $3\sigma_{sky}$ . Aún así, esta estructura no tiene el peso suficiente como para haber cambiado mucho las cosas, hasta el punto de hacer que  $\psi$  aumente de forma significativa.

Particularmente es extraño el caso de la última galaxia que nos queda por analizar, II Zw 40. Este objeto presenta toda una envoltura de gas ionizado que engloba a toda la galaxia y que no está confinado en los brotes, como se puede ver en la *Figura 5.7* del *Capítulo 5*, en el rango de contraste  $(3-10)\sigma_{sky}$ . El hecho de que hayamos computado un valor de  $\psi$  bajo, puede estar relacionado con el proceso de filtrado realizado para mapear la luz difusa (ver *Capítulo 3*). Aunque el rango de intensidades explorado en el *Capítulo 5* era  $(3-10)\sigma_{sky}$ , la gran mayoría de la estructura que se aprecia en la *Figura 5.7* es de intensidad  $\sim 3\sigma$ , siendo la de más alta intensidad la que colinda con los brotes promiamente dicha. Recordemos que el proceso de filtrado se hizo teniendo en cuenta el tamaño de la región menor detectada en cada galaxia, por lo que tras el proceso de filtrado, es probable que toda esa información de bajo brillo, se degradara de tal forma, que en conjunto diese lugar a un valor de  $\psi$  bajo.

En este punto, también es importante tener en cuenta los siguientes efectos:

*i)* El método en el que los programas definen y delimitan los brotes de formación estelar en un objeto, es menos exacto cuando aumenta el número o la densidad de los mismos. Veamos un ejemplo en el caso de Mrk 600. Vemos que los brotes 3 y 4 son aislados (*Figuras 3.7* y *7.18a*) y el contenido de luz difusa en ellos es  $\sim$  nulo (ver columna 13, *Tabla 3.3*). Las aperturas a partir de las cuales FOCAS define estos brotes cubren toda el área que abarca dichas regiones hasta el nivel de cielo, integrando todo el flujo y probablemente englobando la luz difusa que pudiera estar en torno a los brotes. Sin embargo los brotes 1, 2 están muy próximos, casi podrían englobarse en uno. El pedestal a partir del cual se definen ambos brotes y que FOCAS establece (ver *Figura 7.18b*), está por encima del nivel de cielo (véase también la *Figura 3.1*, donde se esquematiza cómo funciona el algoritmo de detección realizado por FOCAS), por lo que hay mucha luz, probablemente de los brotes, no contenida en los mismos y formando parte de la componente de luz difusa. El problema de la subestimación del flujo de los brotes, exige sofisticar los métodos de análisis.

*ii)* El número de brotes de algunas galaxias puede estar sesgado por la distancia de las mismas. En la *Tabla 2.2* podemos ver que la resolución espacial es prácticamente constante

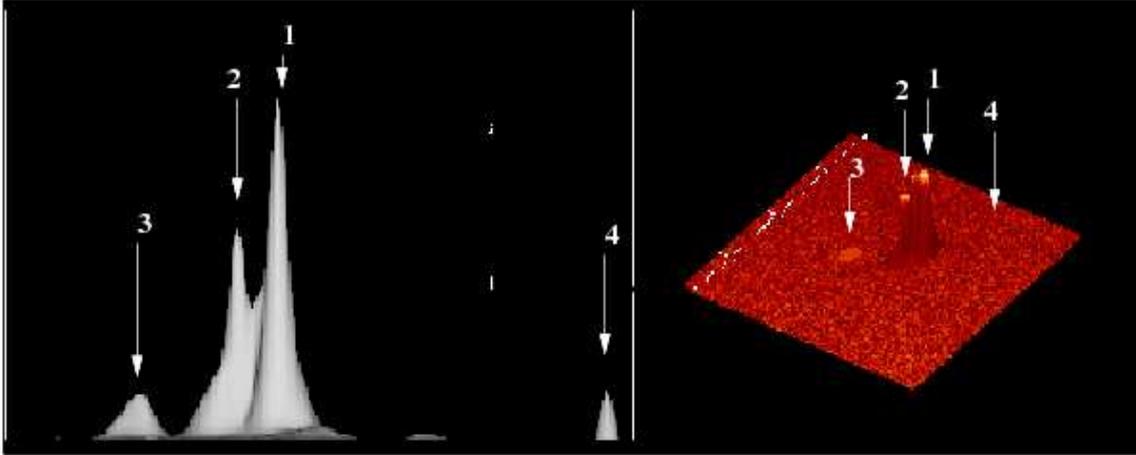


Figura 7.18: Imagen 3D de los brotes de Mrk 600: *a)* Vista lateral de toda la galaxia. *b)* Vista superior con los brotes cortados por la isofota límite que define a cada uno de ellos.

para todas las observaciones, aunque la escala lineal asociada a la resolución espacial varía de un objeto a otro. En particular, las galaxias Mrk 297 y III Zw 107, son 4-5 veces más distantes que el resto, lo que implicaría que tengamos un sesgo en el número de brotes que detectamos. Esto se puede ver con claridad al ver el brote de menor tamaño detectado para cada galaxia (ver *Tabla 7.3*). Como podemos apreciar, en el caso de estos dos objetos, los brotes más pequeños tienen radios de 195 pc y 370 pc respectivamente, entre 5-10 veces el tamaño del brote más pequeño detectado.

Por lo tanto, teniendo en cuenta estas consideraciones, no podemos concluir nada en claro acerca de la correlación entre la fracción de luz difusa y el número de brotes de una galaxia. Por lo que se hace necesario la obtención de nuevos datos con una resolución espacial mejor para confirmar o descartar esta tendencia.

#### **b) ¿Existe correlación entre la luz difusa y el tamaño?**

En varios estudios dedicados a caracterizar los brotes de FE se ha encontrado un comportamiento peculiar tanto en las distribuciones de luminosidad como en los diagramas luminosidad - tamaño ( $L - R$ ) en torno a un valor de luminosidad  $\sim 10^{38.5-39}$  erg s $^{-1}$ , denominado Luminosidad Crítica  $L_c$  (Kennicutt 1989, Muñoz-Tuñón et al. 1998, Rozas et al. 1996a, 1996b), en el que se aprecia un cambio de pendiente en los diversos diagramas (ver *Figura 7.19* y *Figura 7.20*). Algunos autores (Rozas et al. 1996a), proponen, a partir de un estudio en regiones HII de galaxias espirales, que este cambio de pendiente tenga su origen en la transición del régimen entre regiones limitadas en ionización y regiones limitadas en densidad. Esto se produce cuando las regiones en tamaño, superan las escalas de los discos en las galaxias espirales, permitiendo el escape de fotones y material de la región en cuestión. Por lo que sería esperable, que este fenómeno fuese probable en objetos con alta fracción de luz difusa.

Maíz-Apellániz et al. (1999) encuentra en la galaxia NGC 4214, catalogada por los

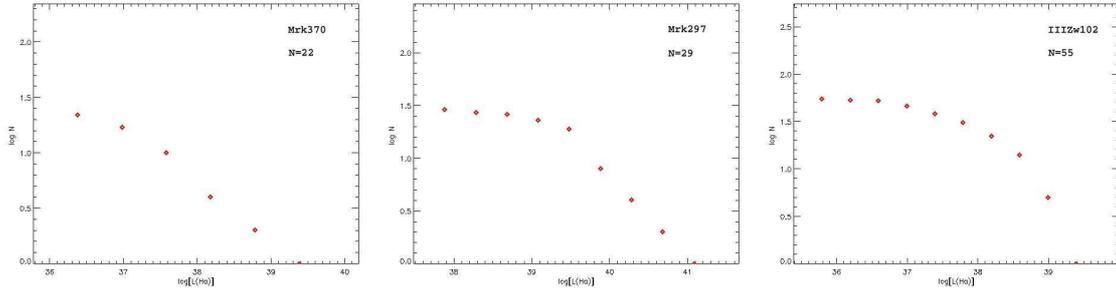


Figura 7.19: Distribución Acumulada de Luminosidades en escala logarítmica, donde se aprecian los cambios de pendiente.

autores como una galaxia enana irregular, escalas del orden de 200 pc considerada como una posible escala de “disco”. A partir del cambio de pendiente de la curva de luminosidad, Muñoz-Tuñón et al. (1998), establecen para NGC 4449, un tamaño característico, al cual las regiones no están limitadas en densidad, de 48.5 pc. También éste, podría ser considerado como una escala de “disco” en NGC 4449. Pero, ¿Qué sucede en las galaxias BCDs?

En el estudio individual de las distribuciones de luminosidad de las galaxias que más brotes poseen, encontramos rangos de luminosidad crítica ( $L_c$ ) diversos, donde se produce el cambio de pendiente. Entre ellas destacamos a Mrk 297, (Figura 7.19 y Figura 7.20 donde el cambio de luminosidad se produce en torno a un valor extremadamente grande, en relación con la literatura  $\log L_c = 39.48$  ( $\log L_c = 38.5 - 39$  Kennicutt 1989;  $\log L_c = 38.6$  Rozas et al. 1996,  $\log L_c = 38.5$  Muñoz-Tuñón et al. 1998). Este valor supera en un orden de magnitud el límite aceptado entre regiones HII gigantes y pequeñas. III Zw 102 es la galaxia con más brotes de FE de toda la muestra y en ella, el cambio de pendiente se produce en torno a  $\log L_c = 38.56$ , por lo que su comportamiento está dentro de los casos comentados anteriormente. En el caso de Mrk 370 no es tan apreciable el cambio de pendiente como en los casos anteriores, aunque parece situarse en torno a  $\log L_c = 36.98$  por lo que la ausencia de brotes con  $\log L(H\alpha) \geq 38.5 - 39$  podría corresponderse con la ausencia de cúmulos estelares masivos (kennicutt & Chu 1988).

Hasta hace poco, no se conocía muy bien la morfología de la componente subyacente de las BCDs, esto es, si son galaxias de tipo disco o no. Esto es debido en gran parte, a que la componente “starburst” de las mismas oculta prácticamente la componente subestelar, dificultando la realización de un perfil de brillo superficial. Recientemente, en los trabajos de Amorín et al. (2007) y Amorín (2008), en los que se relizan por primera vez, ajustes bidimensionales de la componente subyacente de una muestra de BCDs basados en el software GALFIT (entre las que se encuentran Mrk 370, Mrk 297 y III Zw 102), obtienen que los objetos estudiados presentan perfiles de Sérsic  $n \sim 1$ . Esto es, la componente subyacente de las galaxias BCDs, son semejantes a discos. Por lo que su estudio, potencia nuestros resultados acerca de los cambios de pendiente, característicos de galaxias espirales, que podrían reflejar la escala del disco.

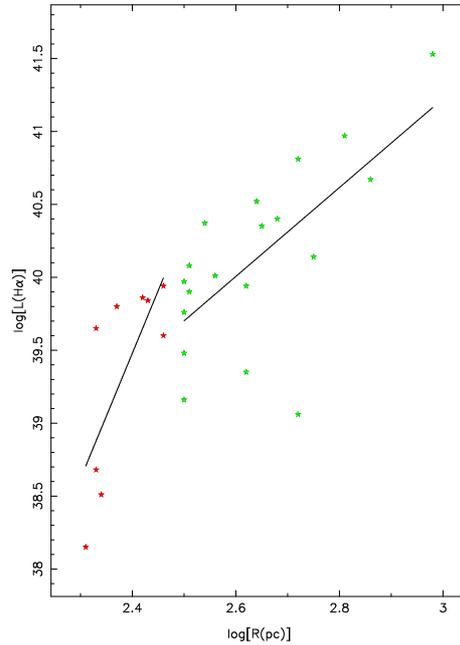


Figura 7.20: Relación entre el tamaño de las regiones HII y la luminosidad en  $H\alpha$  de Mrk 297.

**c) ¿Existe correlación entre la luz difusa y la luminosidad de los brotes? ¿Y entre la luminosidad total de cada galaxia?**

Referente a la luminosidad de los brotes de FE, podemos distinguir entre aquellas BCDs que en promedio poseen regiones con  $\log L \geq 38.5$  (luminosidad típica de las regiones HII gigantes) y  $\log L < 38.5$  (ver *Tabla 7.3*). En el primer caso se encuentran Mrk 5, Mrk 297 y III Zw 107. Dentro de este grupo, Mrk 5 y III Zw 107 son las galaxias con menor cantidad de luz difusa de toda la muestra, prácticamente nula. Sin embargo, Mrk 297 tiene un 47%.

Las galaxias cuyas regiones presentan un valor promedio en luminosidad, menor de esta cota, tienen un amplio rango de fracción de luz difusa desde 3~80%. Por lo que vemos que no existe ninguna correlación entre la luminosidad promedio de los brotes y el contenido de luz difusa de las BCDs.

En la *Figura 7.17b* hemos tratado de buscar alguna conexión entre la fracción de luz difusa y la potencia de los brotes más intensos, con la energía liberada por el conjunto de todos los brotes de cada objeto y con la energía total de cada galaxia. De la *Figura 7.17* en conjunto parece claro que las galaxias Cometarias presenta una baja fracción de luz difusa, independientemente de su luminosidad total o de la energía liberada por sus brotes más brillantes, indicando quizás, que el mismo mecanismo que dispara la formación estelar en las BCDs Cometarias confina de tal manera al brote y al gas, en los lugares donde éstos se originan, que impide que escape un flujo de fotones importante.

Si la luz difusa estuviera vinculada con los fotones que escapan de las regiones de FE, sería de esperar que existiese una correlación entre ésta y los parámetros representados en

la *Figura 7.17b*, pero está claro que no existe ninguna conexión con ninguno de estos tres parámetros.

Combinando la información de la cantidad de luz difusa  $\psi$  con el número de estructuras detectadas en las imágenes outburst (ver *Tabla 5.1, Capítulo 5*), podemos ver que las galaxias con una mayor fracción de luz difusa presentan más estructuras que las que prácticamente carecen de ella. Así vemos de nuevo que Mrk 5, y III Zw 107 son las galaxias que menos estructuras tienen, volviendo a ser llamativo el caso de II Zw 40, la cual ya se discutió en el párrafo anterior. En la *Tabla 5.1*, apreciamos que para III Zw 102, sólo hemos anotado 4 estructuras (dos abiertas y dos cerradas). Esto no va en desacuerdo con su alto contenido de luz difusa, pues en dicha tabla, no hemos incluido toda las envolturas gaseosas que se extienden desde el cuerpo principal de la galaxia de norte a sur, hacia el E (denominada a1) y hacia el O (denominada a2), ver *Figura 5.12*, pues es una gran estructura ionizada que no encaja dentro de la clasificación realizada: filamentos o cascarones, las cuales contribuyen en gran parte a la fracción de luz difusa de III Zw 102.

Correlacionando el número de brotes y el número de estructuras identificadas en cada galaxia (ver *Figura 5.15, Capítulo 5*), llegamos a la conclusión de que en general, las galaxias en las que se han identificado un número de brotes  $\geq 10$  presentan más estructuras que aquellas galaxias con menos. Esta tendencia se conserva dentro de las distintas clases morfológicas de las BCDs. La excepción, ya explicada en el párrafo anterior, la presenta III Zw 102.

### 7.3 Resultados del análisis de la espectroscopía 3D

#### 7.3.1 Diagramas $\sigma - I_{peak} - \lambda_c$

El estudio realizado mediante el Fabry-Perót sobre la muestra de galaxias, nos llevó a realizar una serie de diagramas basados en un ajuste gaussiano a las líneas de emisión de los 22500 espectros generados para cada objeto. En función de los tres parámetros derivados en cada ajuste, la dispersión de velocidades, la intensidad en el pico y la longitud de onda central, se elaboró una herramienta capaz de poder localizar e identificar los cúmulos en función de sus masas en imágenes de baja resolución espacial, pero alta resolución espectral. También nos permitió localizar el gas ionizado asociado a estructuras complejas de tipo “shells” o burbujas, resultantes directas de la interacción estrellas medio interestelar.

El *Capítulo 6*, está estructurado de tal manera que forma un bloque cerrado, en el que se explica la metodología empleada, los diagramas generados y los resultados obtenidos para cada galaxia. Por lo que no vamos a extendernos más sobre este punto en este apartado. En este apartado trataremos, vinculando los resultados del *Capítulo 6*, de ampliar la funcionalidad de estos diagramas.

Hemos hablado de las prestaciones de los diagramas para identificar brotes en galaxias cercanas con imágenes de baja resolución espacial, pero alta resolución espectral, y diferenciándolos por masas. ¿Serán igualmente útiles estos diagramas en galaxias más lejanas? ¿Qué alcance tienen los diagramas en el estudio de la FE a mayor redshift?

Si hiciéramos un estudio a más alto redshift debemos de tener en cuenta, no sólo el

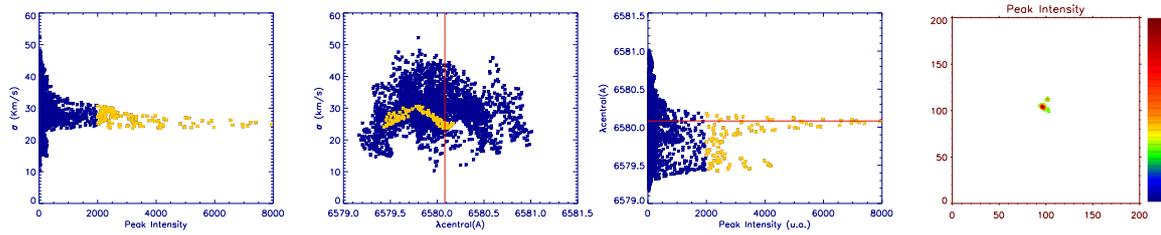


Figura 7.21: Diagramas  $\sigma - I_{peak} - \lambda_c$  de Mrk 370. En amarillo, el resultado de ver el objeto a redshift  $z=1$ .

factor de dilución geométrica del flujo que decae como la distancia al cuadrado, sino que además, hay que añadirle el efecto de dilución que introduce la expansión del Universo, que como sabemos decae con el redshift como  $F \sim (1 + z)^{-2}$ .

Podemos ver un ejemplo con el caso de la galaxia Mrk 370. En la *Figura 7.21* representamos todos los diagramas, y superponemos en amarillo, la parte que realmente veríamos para un objeto de estas características situado a redshift  $z=1$ . En el último panel, podemos apreciar la parte de la galaxia que sería visible. De todo el objeto, el área visible es tan sólo la parte nuclear de la galaxia, correspondiente a los brotes 1, 2 y 4 (ver *Tabla 3.1* y *Figura 3.6*), los brotes más masivos.

Este es tan sólo un ejercicio sencillo que dependerá de varios factores del objeto en cuestión como: tamaño y luminosidad. Hay que decir que en este ejemplo no hemos tenido en cuenta otro factor muy importante, la resolución espacial. La porción de objeto a  $z=1$  que entrará ahora en un píxel no es la misma, pero ahí radica la importancia del método, exigir buena resolución espectral.

### 7.3.2 Relación $R-\sigma$

En un brote de formación estelar se puede llegar a encontrar del orden de  $\sim 10^4$  estrellas masivas de tipo O. Sus vientos estelares y los eventos SN aportan una gran cantidad de energía mecánica que interacciona con el MI que lo rodea, estructurándolo y modificando sus propiedades, tanto termodinámicas, calentándolo y comprimiéndolo, como cinemáticas, barriendo el material mediante la generación de ondas de choque.

Como ya se comentó en el *Capítulo 6*, en las regiones HII gigantes, el perfil de las líneas de emisión presenta un ensanchamiento que podía ser producido o explicado por varios mecanismos. Las relaciones paramétricas entre el tamaño y la dispersión de velocidades ( $R \propto \sigma^2$ ) encontradas en una muestra de regiones HII gigantes por Terlevich y Melnick (1981) hizo que se propusiera un modelo basado en la gravedad, re-elaborado por Tenorio-Tagle et al. (1993). Posteriormente, este trabajo se amplió a una muestra de Galaxias HII (Melnick et al. 1988, Telles et al. 2001, Telles y Terlevich 1993), encontrándose el mismo comportamiento.

El hecho de que ambos tipos de objetos mostraran anchuras supersónicas y siguieran

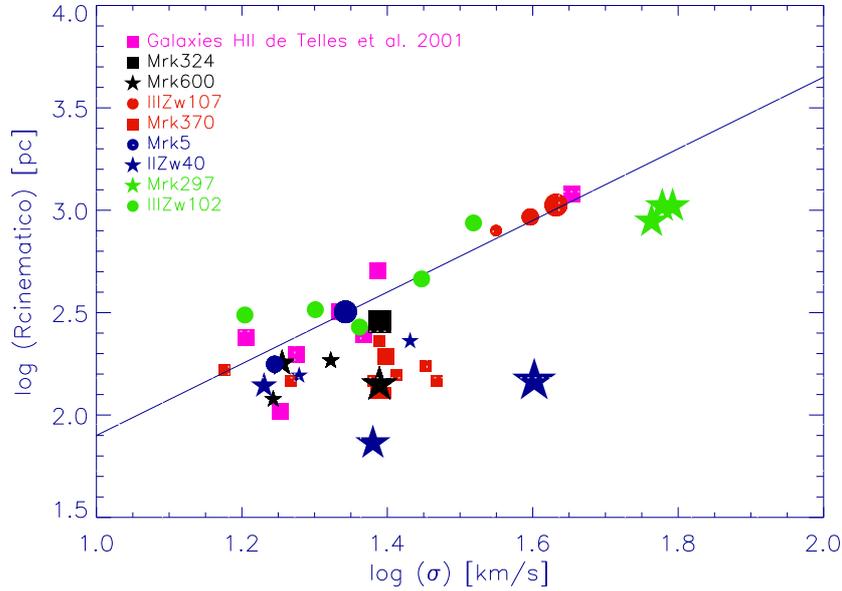


Figura 7.22: Diagrama  $R$  vs  $\sigma$  de los brotes principales de las Galaxias HII de la muestra de Telles et al. (2001), junto con los núcleos cinemáticos hallados para algunas de las galaxias de la muestra. La línea azul representa un ajuste por mínimos cuadrados a los objetos de Telles. La pendiente es consistente con la relación de los sistemas virializados  $R \propto \sigma^2$ .

las mismas relaciones empíricas, hizo pensar que el mecanismo de FE de brotes masivos, en regiones HII gigantes y en Galaxias HII, era similar. En este apartado, hemos ampliado este estudio, incluyendo nuestra muestra de galaxias BCDs.

La *Figura 7.22*, muestra la relación  $R$ – $\sigma$  en la que tomamos como referencia la muestra de Galaxias HII de Telles et al. (2001). En ella representamos los brotes principales identificados mediante el estudio de la espectroscopía 3D, esto es, aquellas regiones formadas por todos aquellos puntos donde el perfil gaussiano permanecía constante, y por tanto, la dispersión de velocidades también. Es lo que denominaremos el “main knot”. De este modo, el tamaño representado en la *Figura 7.22*, es el radio espectroscópico, que como vimos en los diagramas  $\sigma$  vs.  $I_{peak}$  podían englobar a más de un brote fotométrico.

De la *Figura 7.22* podemos ver varios resultados interesantes. Destacamos la galaxia III Zw 107, en la que sus tres brotes, bien definidos y determinados a través de la espectroscopía 3D, siguen de forma rigurosa el ajuste  $R \sim \sigma^2$ . Siguiendo este comportamiento le siguen Mrk 324, Mrk 5 y III Zw 102. De especial interés resulta el caso de III Zw 102, en el que como se desprende del estudio del Fabry-Perot, ver *Figura 6.7*, la banda horizontal está determinada por el cuerpo principal de este objeto, que mediante un análisis más detallado de la misma, nos divide al mismo en dos zonas con  $\sigma$  de  $28 \text{ km s}^{-1}$  y  $33 \text{ km s}^{-1}$  respectivamente, más los brotes resultantes de los brazos que emanan de la galaxia. Podemos ver que los brotes identificados siguen la misma tendencia de los sistemas virializados. Hay que

destacar la importancia de poder definir bien las áreas de la galaxia que se caracterizan por una  $\sigma$  constante. De haber englobado todos los puntos comprendidos entre las dos bandas horizontales en una única banda horizontal, el resultado hubiese sido bien distinto, ver *Figura 7.22*, produciendo una región de mucho mayor tamaño, y por tanto lejano del comportamiento real.

En el resto de objetos, podemos ver que el ancho supersónico no está relacionado con el tamaño y no sigue la tendencia de sistemas virializados. En el caso de Mrk 370, se puede detectar regiones con igual  $\sigma$  y menor tamaño. El caso de Mrk 297, también requiere de un estudio más riguroso, pues es el segundo objeto en el que más brotes se han detectado, sin embargo, podemos ver que las zonas que producen las bandas horizontales nos indican que sus movimientos supersónicos no están producidos por un sistema virializado.

### 7.3.3 Mapa de velocidades

Del trabajo realizado con los datos del Fabry-Perót, hemos podido derivar los mapas de velocidad en la línea  $H\alpha$ , para cada una de las galaxias, como se puede ver en la *Figura 7.24*. A tenor de los resultados, podemos diferenciar entre tres rangos de velocidad:

a)  $\Delta v > 100 \text{ km s}^{-1}$ :

Por encima de este rango de velocidad tenemos a las galaxias II Zw 40 ( $\Delta v \approx 110 \text{ km s}^{-1}$ ), Mrk 297 ( $\Delta v \approx 370 \text{ km s}^{-1}$ ) y III Zw 102 ( $\Delta v \approx 240 \text{ km s}^{-1}$ ).

En el caso de la galaxia Cometary, II Zw 40, no se aprecia un cambio de velocidad importante en las partes centrales de la galaxia, dominadas por el brote 1, existiendo un gradiente de velocidad inverso muy marcado entre ésta y la cola que emana de la parte central hacia el SE, compuesta por los brotes 4, 2 y 5. Este gradiente de velocidad también ha sido identificado en mapas HI (Brinks y Klein 1988; van Zee et al. 1998).

En la *Figura 7.23a*, se puede ver una imagen de isocontornos en HI superpuesta a una imagen en R de la galaxia. Como se observa, la galaxia está completamente inmersa en la nube. Baldwin et al. 1982, apuntan a que el escenario más probable de formación de II Zw 40, sea el producido por un proceso de colisión entre dos galaxias enanas ricas en gas. La *Figura 7.23b*, muestra el mapa de velocidades en HI de II Zw 40, y se puede apreciar que el gradiente de velocidades es coincidente con el mostrado en el mapa de velocidad en  $H\alpha$ .

Hibbard y Mihos(1995), realizan un trabajo basados en simulaciones de N cuerpos, para estudiar el gradiente inverso de velocidad encontrado en las colas de marea de la galaxia NGC 7252, y llegaron a la conclusión de que el mismo estaba producido por la caída de gas (“infall”) hacia el centro dinámico de la galaxia. La escala de tiempo empleada por el gas en caer a la galaxia, según las simulaciones, era de varios Gaños, aunque más de la mitad de la fracción de gas, caía al cuerpo principal de la galaxia en el primer Gaño.

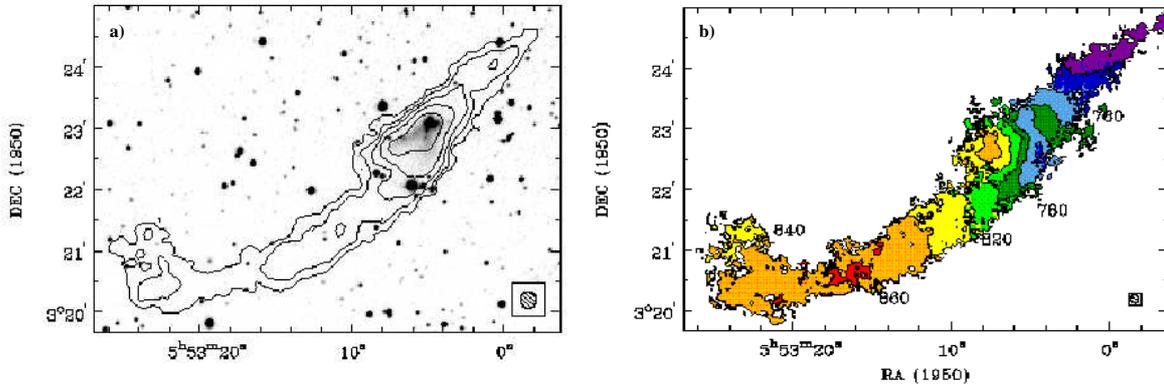


Figura 7.23: *a)* Imagen II Zw 40 de isocontornos en HI superpuesta a una imagen de la misma en R. *b)* Mapa de velocidades en HI de II Zw 40. Ambas imágenes pertenecen a van Zee et al. (1998).

Por lo tanto, por similitud, podría ocurrir que ese gradiente de velocidad en II Zw 40, sea debido a un “infall” del gas hacia el brote principal de la galaxia, y por tanto, podría ocurrir que el mismo podría estar manteniendo el actual episodio de FE.

Mrk 297 es la galaxia que muestra el mayor rango de velocidades. Como se aprecia en la *Figura 7.24*, su estructura de velocidades es un poco caótica. Desde el eje que parte desde la zona SO hasta la zona NE parece apreciarse cierto movimiento rotacional, inclusive si tomamos el eje en dirección NO hacia el SE, con velocidades mayores que en el caso anterior. Aunque en conjunto, parecen dos zonas desacopladas cinemáticamente. Curiosamente, vemos que estas zonas, son las que se aprecian bien diferenciadas en los diagramas  $\sigma$  vs.  $\lambda_c$  (ver *Figura 6.23*), dando fuerza al origen merger de esta galaxia.

Se puede apreciar que, el gradiente mayor de velocidad se produce entre la zona SO y SE, donde precisamente se localizan los perfiles de doble pico tan bien definidos que estudiamos en el *Capítulo 6*, y que identificamos con una zona de viento chocado (ver *Figura 6.22*). En un trabajo realizado por García-Lorenzo et al. (2008) con INTEGRAL, aunque con un campo más reducido que el nuestro, encuentran firmas similares en los mapas de velocidad de [O III]  $\lambda 5007$  y  $H\alpha$ , concluyendo que este campo de velocidad podría ser el resultado de dos sistemas en colisión.

En algunos estudios cinemáticos (Petrosian et al. 1997), se deriva que en general, el campo cinemático global de las galaxias BCDs presentaba firmas de rotación ordenada (como un sólido rígido), sin embargo, estudios más recientes usando técnicas de espectroscopía 3D en Fabry-Perót (Östlin et al. 2001; Marquart et al. 2007), mostraban ciertas galaxias con una cinemática caótica (sin indicios de rotación) del gas ionizado, atribuido a perturbaciones dinámicas de gran escala producidas por interacciones y procesos de tipo “merger”.

III Zw 102 presenta el segundo mayor rango de velocidad de todos los objetos. Parece mostrar un mapa de velocidades bastante regular y típico de un sistema en rotación, aunque

se aprecia que el brote que identificamos como 1, parece estar ligeramente desacoplado de la cinemática del resto del cuerpo principal (mostrando la velocidad mínima). Debemos puntualizar, que para ningún mapa hemos deproyectado el campo de velocidades, usando el ángulo de inclinación de cada galaxia. Este desacople cinemático en las partes centrales de las galaxias BCGs del resto de la envoltura gaseosa hacia las partes más externas, ha sido interpretado como firmas de procesos “merger” (Östlin et al. 2001).

b)  $70 \text{ km s}^{-1} \leq \Delta v < 100 \text{ km s}^{-1}$ :

Dentro de este rango de velocidades, tenemos a las galaxias Mrk 370 y III Zw 107, ambas con  $\Delta v \approx 80 \text{ km s}^{-1}$  y Mrk 324 con  $\Delta v \approx 70 \text{ km s}^{-1}$ .

Mrk 370 parece mostrar un claro ejemplo de movimiento ordenado y regular, tipo galaxia disco, cosa que no apreciamos en las otras dos, donde la cinemática del gas parece estar bastante estable a lo largo del cuerpo principal de la galaxia. Aunque, en el caso de Mrk324, podemos ver en el extremo N un gradiente de velocidad muy acentuado, coincidente con la estructura que se puede apreciar muy bien en la imagen  $H\alpha$  de la misma (*Figura 2.1*), donde se aprecia la presencia de una estructura ionizada que emana del cuerpo principal de la galaxia. Recordemos que esta estructura también fue localizada a partir del estudio realizado en el *Capítulo 6* (ver *Figura 6.4*, *3ª fila*), donde se producían perfiles de emisión asimétricos y de doble pico. En el extremo S, también se intuye un ligero gradiente, poco acentuado, donde se localiza el arco ionizado sur de la galaxia.

c)  $\Delta v \leq 44 \text{ km s}^{-1}$ :

Por debajo de este rango de velocidades, tenemos a Mrk 600 ( $\Delta v \approx 35 \text{ km s}^{-1}$ ) y Mrk 5 ( $\Delta v \approx 44 \text{ km s}^{-1}$ ).

En el cuerpo principal de Mrk 600 no apreciamos ninguna característica cinemática importante, sin embargo en el brote identificado como número 3 en nuestros catálogos, vemos un gradiente de velocidad bien definido. Recordemos que este brote se encuentra separado del cuerpo principal de la galaxia, y unido a ésta mediante un puente de gas ionizado (ver *Figura 5.6*, en el *Capítulo 5* y la *Figura 6.15* del *Capítulo 6*), por lo que este gradiente, podría estar asociado a una expansión del gas.

Un caso similar podemos ver en la galaxia Mrk 5. Esta galaxia está definida por dos brotes, dentro de los cuales no hay estructura cinemática, aunque el gas se mueve más rápido en el brote más pequeño. Podemos ver, que desde el brote 2 hacia el 1, hay un gradiente de velocidades, de mayor a menor velocidad, coincidente con el puente de gas ionizado que los une (ver *Figura 5.8*, *Capítulo 5*, y *Figura 6.9*, *Capítulo 6*). El escenario, es similar al que ocurre con la otra Cometa, II Zw 40, por lo que esa cola podría ser un “infall” de gas hacia el brote más masivo.

Como podemos ver, desde el punto de vista cimenático las BCDs también se muestran como una familia de objetos muy heterogénea.

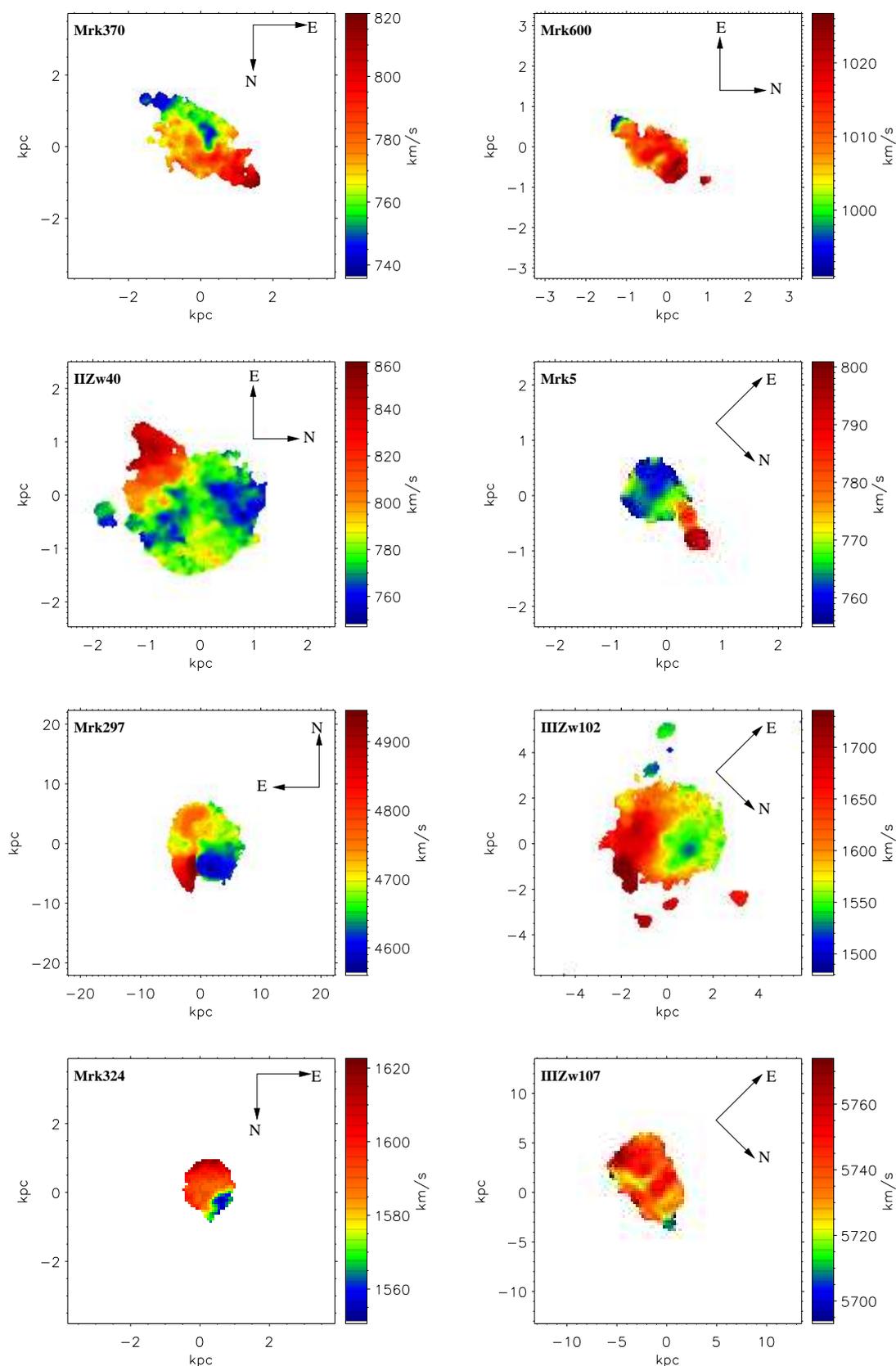


Figura 7.24: Mapas de velocidad de cada galaxia obtenidos a partir de la línea de emisión  $H\alpha$ . No se mantiene la misma orientación que en la *Figura 2.1*, dado que al ser las imágenes del FP de menor resolución espacial que las fotométricas, el proceso de rotación introduce una fuerte degradación de la imagen final resultante.

## 7.4 Mrk 324: un posible caso de Superviento Galáctico

Como ya hemos comentado, el fenómeno de Superviento Galáctico es la pérdida selectiva del material procesado en el interior de las estrellas, a través de unas estructuras bicónicas perpendiculares al plano de la galaxia, por el cual el gas escapa contaminando el medio intergaláctico. Este proceso, podría explicar el por qué de la baja metalicidad en algunas galaxias enanas, especialmente las BCDs. Son varias las evidencias por las cuales pensamos que este mecanismo podría estar actuando en la galaxia Mrk324. En primer lugar, la morfología que presenta el gas ionizado de dicha galaxia (ver *Figura 2.1, Capítulo 2*). En esta imagen, podemos ver claramente dos estructuras canalizadas que emanan del brote principal de la galaxia en direcciones contrarias. En segundo lugar, se ha estudiado el perfil de la galaxia en el filtro U, junto con el perfil de la galaxia en H $\alpha$ , ver *Figura 7.26a*. De la misma, se desprende que el pico de emisión del brote central en H $\alpha$ , no es coincidente con el del filtro U, el cual presenta un doble pico.

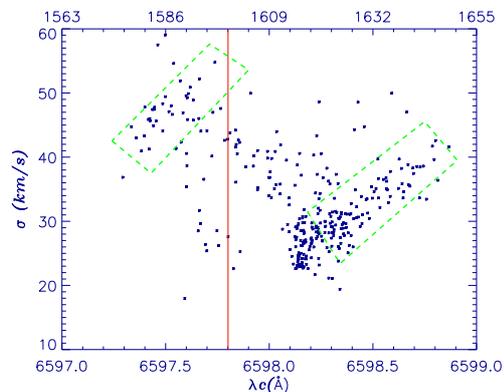


Figura 7.25: Diagrama  $\sigma$  vs.  $\lambda_c$  de Mrk 324, en el que se superponen dos cajas que engloban a los puntos que forman parte de las estructuras que pueden formar parte del superviento.

Este doble pico, es coincidente con las dos concentraciones estelares del cuerpo subyacente de la galaxia, que se aprecian en la *Figura 7.26b*, resultado de una composición de color en los filtros UVH $\alpha$ . Como se puede ver en la figura, las estructuras ionizadas que creemos forman parte del superviento, no tienen contrapartida óptica. Vemos que las mismas, emanan del brote central y se extienden hacia el exterior del cuerpo principal de la galaxia, abriéndose camino entre estas dos condensaciones estelares subyacentes.

Tercero, recordemos que estos brazos ionizados y demás estructuras de bajo brillo, estaban englobadas en el el anillo que formaba parte de la banda inclinada del diagrama  $\sigma$  vs.  $I_{peak}$  (*Capítulo 6, Figura 6.4, 3ª fila*), es decir, aquellos puntos en los que el perfil de emisión es de doble pico o asimétrico. En la misma figura, en el diagrama  $\sigma$  vs.  $\lambda_c$  de Mrk324, podemos ver que los puntos que forman parte del anillo, en el cual están ambas estructuras, presentan una clara tendencia, los puntos no están distribuidos de manera aleatoria sin más. Se aprecian dos bandas de puntos inclinadas: una anterior a la velocidad sistémica, en el intervalo  $\lambda_c = 6597.0 - 6597.8 \text{ \AA}$  y  $\sigma = 40 - 60 \text{ km s}^{-1}$ , y otra posterior a la velocidad sistémica, correspondiente al intervalo  $\lambda_c = 6598.4 - 6599.0 \text{ \AA}$  y  $\sigma = 20 - 40 \text{ km s}^{-1}$  (ver *Figura 7.25*).

En el diagrama  $\sigma$  vs.  $\lambda_c$ , que es equivalente a representar la dispersión de velocidades frente a la velocidad radial de cada punto, una estructura confinada como un cono de un superviento, esto es, con una dirección privilegiada en el movimiento, se debe de ver como un conjunto de puntos ordenados y distribuidos, con una cierta pendiente. Una distribución aleatoria de los puntos en este diagrama, está más de acuerdo con un fenómeno

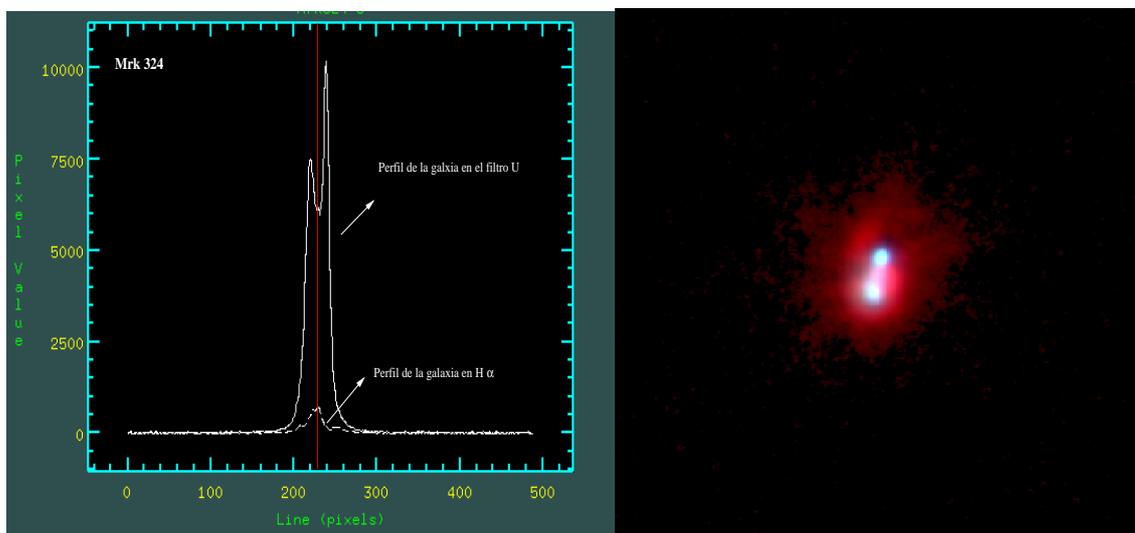


Figura 7.26: *a)* Perfil de emisión  $H\alpha$  de Mrk 324 superpuesto al perfil en el filtro U. *b)* Composición de color de Mrk 324, U(azul)+V(verde)+ $H\alpha$ (rojo).

de turbulencia o una expansión isotrópica que no tuviese ninguna dirección privilegiada.

Cuarto, podemos ver en el mapa de velocidades en  $H\alpha$  (Figura 7.24) que en ambos extremos de la galaxia, se aprecia un gradiente de velocidad, siendo claro el del extremo N, donde se localiza la estructura ionizada más extensa.

De la Figura 5.13c, Capítulo 5, podemos ver que las dimensiones de los brazos ionizados es de  $\sim 900$  pc para el brazo N (desde el cuerpo principal hasta alcanzar el nivel de cielo), y de  $\sim 600$  pc para el S, el cual se ve más cerrado, quizás por efecto de la proyección. En el trabajo de Amorín (2008) sobre el perfil de las galaxias anfitrionas de las galaxias BCDs, se obtiene para Mrk 324 un índice de Sérsic de  $1.12 \pm 0.23$ , esto es, es una galaxia disco, lo cual es importante para el desarrollo de un superviento (ver modelos de Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1997, 1998). Por efecto de la proyección, todo apunta a que sean dos columnas colimadas de gas ionizado (perpendiculares al disco), que estén originando un Superviento Galáctico.

# 8

---

## Conclusiones

En este capítulo se resumen los aspectos más importantes que se derivan del estudio espectrofotométrico realizado sobre una muestra de 9 galaxias clasificadas como Blue Compact Dwarf (BCD), incluyendo objetos de los cuatro tipos morfológicos, BCDs: Nucleadas, Extendidas, Cometarias y Concadenadas. La muestra de galaxias es heterogénea, formada por objetos de distinto tamaño, metalicidad, luminosidad y morfología.

El primer bloque de la tesis se basa en un estudio fotométrico multibanda, combinando banda ancha (filtros Johnson UBVRI) y banda estrecha (filtro  $H\alpha$ ), con el que pretendemos identificar y catalogar los brotes de FE y caracterizar la historia de FE en la muestra de galaxias. Mientras que el segundo bloque, está basado en un estudio espectroscópico realizado mediante un interferómetro Fabry-Perót con el que exploraremos las propiedades cinemáticas del gas ionizado, la interacción con el medio interestelar circundante y la restructuración del medio en forma de “shells”, “loops” o vientos chocados (“feedback”).

- En base a un reanálisis de la fotometría en  $H\alpha$  y en banda ancha UBVRI, se han elaborado una serie de catálogos en los que se censa el número de brotes de formación estelar de cada galaxia, derivando para cada región, una serie de parámetros físicos como: tamaño, flujo, luminosidad, anchura equivalente, colores, etc, a partir de los cuales se han inferido las propiedades del evento de formación estelar actual.

- En general, hemos encontrado que las galaxias BCDs más grandes son las que contienen un mayor número de brotes. La excepción la presenta III Zw 107, siendo una galaxia del tipo LBCG en la que sólo se han detectado 3 brotes. La razón puede ser devida al límite de resolución impuesto en las observaciones. Este objeto es la galaxia más lejana de la muestra.

- Las galaxias en donde más brotes se han identificado, son en las BCDs Extendidas, obteniendo un número de regiones  $N \geq 30$ , mientras que en las Nucleadas  $N \leq 4$ . El mínimo de brotes se han localizado en Mrk 324 ( $N=1$ ) y en Mrk 5 ( $N=2$ ).

- Los tamaños típicos encontrados en las regiones toda la muestra de galaxias, supera

los cientos de parsecs, exceptuando las galaxias Mrk 370 y III Zw 102, que aunque contienen regiones con  $R \geq 100$  pc, el promedio de tamaños en ambos casos es similar  $\langle R \rangle \sim 84$  pc y con una dispersión baja  $\sigma_R \leq 32$  pc. La región más pequeña se detectó en III Zw 102, con  $R \sim 37$  pc y las más grandes en III Zw 107, con radios que superan 1 kpc.

- Mrk 370 y III Zw 102 también comparten otra peculiaridad, además del tamaño medio de las regiones. Mientras que en el resto de galaxias, en promedio, los brotes presentan luminosidades típicas de las regiones HII gigantes (GHIIRs), con  $\log L(\text{H}\alpha) \geq 38.5$ , la luminosidad promedio de las regiones de Mrk 370 y III Zw 102 es de  $\log L(\text{H}\alpha) < 38$ .

Mrk 297 y III Zw 107 presentan los valores más extremos, tanto en tamaño como en luminosidad. Ambas pertenecen a la familia de las LBCGs.

- En todos los casos de la muestras, las observaciones están limitadas en resolución, por lo que es posible que la gran mayoría contenga regiones más pequeñas que las detectadas. El caso más perceptible en el que el radio mínimo detectado es realmente más grande que la resolución impuestas por las observaciones, es el caso de Mrk 5 donde  $\frac{R_{min}}{R_{res}} \sim 2.6$ .

- Respecto a los colores, las galaxias II Zw 71 y III Zw 102 muestran el valor más bajo de  $U-B$ . El caso más extremo lo presenta III Zw 102 con  $U-B \geq 0$ . Colores nada típicos para una BCD. Mientras que las galaxias Mrk 297 y Mrk 324, presentan los colores más azules de toda la muestra, con  $U-B \leq -0.60$ , siendo el caso más extremo el de Mrk 324, con  $U-B \leq -1.24$ .

- Se ha realizado un estudio del evento de formación estelar actual, utilizando los modelos de síntesis evolutiva STARBURST99. Mediante el valor de la anchura equivalente en  $\text{H}\alpha$  y el color  $U-B$  de los brotes, ambos trazadores de población joven, se han obtenido las edades y las masas en estrellas, de cada uno de los brotes. En general existe un buen acuerdo con ambos estimadores.

Del estudio con los modelos, el primer resultado importante que se deriva es que, para toda las galaxias de la muestras, los datos son consistentes con un proceso de formación estelar instantaneo, conducido por una función inicial de masas de Salpeter ( $\alpha = 2.35$ ) y un rango de masas  $1 \leq M/M_{\odot} \leq 100$ .

La edad media varía entre  $\sim 5.0 - 6.5$  Maños. Para las galaxias Mrk 370, Mrk 297, III Zw 102 y III Zw 107, la dispersión entorno a este valor medio es baja ( $< 1$  Maño), lo que implica que los brotes de formación estelar son coetáneos, producidos por un proceso global que activó, el episodio de FE actual, en todo el cuerpo principal de la galaxia.

La excepción a este resultado la presentan las galaxias Mrk 600, II Zw 40, Mrk 5 y II Zw 71, en las cuales hay un claro gradiente entre las partes centrales (aparentemente más viejas) y las regiones externas (más jóvenes). Varias circunstancias pueden dar lugar a este resultado.

En el caso de Mrk 600, se ha comprobado que la extinción interna entre las regiones 1 y 2 es el doble, existiendo un gradiente de color dentro de las aperturas que definen a cada

brote. También, los brotes centrales están superpuestos a una envoltura con colores típicos de una población subyacente más evolucionada ( $U-B \geq -0.3$ ).

Para el caso de II Zw 40, los colores parecen estar claramente contaminados por las líneas de emisión del gas. Lo mismo parece ocurrirle a Mrk 5. En II Zw 40, se detectaron las edades más jóvenes,  $\sim 3$  Maños, consistente con una población WR en dicho objeto, la cual ha sido identificada espectroscópicamente.

Por último, para II Zw 71, aunque exploramos la posibilidad de una autopropagación de la FE, estudios espectroscópicos recientes parecen indicar que los brotes están superpuestos a una población subyacente de edad  $> 100$  Maños.

- El estudio del evento de FE actual, se ha completado usando el resto de información proporcionada por los colores con los modelos. Aunque éstos dan lugar a edades mayores, en algunos casos de hasta 2 Maños superiores a las obtenidas con la  $EW(H\alpha)$  y el color  $U-B$ , reproducen el mismo proceso de FE: coetáneo o no.

Estos colores, por regla general se ven más afectados por la contaminación de líneas de emisión, en especial hemos visto que en la gran mayoría de objetos, el color  $B-V$  era más rojo que el valor predicho por los modelos. También hemos visto que en muchos casos, la contaminación de una población subyacente más evolucionada, reproduce colores más rojos. Y por último, otro efecto que hay que tener en cuenta es la distribución inhomogénea de polvo que se pueden dar en algunos objetos, como el caso de III Zw 102.

Tras este estudio hay que aclarar que, limitándonos tan sólo al estudio de la FE con el color  $U-B$  y la anchura equivalente, el no disponer conjuntamente de ambos valores para algunas galaxias de la muestra (ver Tabla 7.1), no resta importancia ni fiabilidad a las estimaciones y cálculos realizados para datar sus brotes, y cuantificar la masa del conjunto de cúmulos ionizantes. De hecho, lo que sí que hemos podido determinar es que tener ambos estimadores es recomendable pero no una condición “sine qua non”. El estimador más fiable para el cálculo de las edades es la anchura equivalente (la cual disponemos para 8 de 9 objetos), por dos motivos: *i*) Es un parámetro que no se ve afectado por la extinción. *ii*) Los modelos no presentan un comportamiento multivaluado para un valor dado de la anchura equivalente, como ocurre con el color  $U-B$  (ver *Figura 8.1ab*).

Los casos en los que poseíamos también el color  $U-B$ , nos permitieron comprobar que el introducir el valor de la anchura equivalente rompe la degeneración en el color y nos permitía obtener edades concordantes con las obtenidas a partir de la anchura equivalente (ver *Figura 8.1c*). En la *Figura 8.1c* podemos ver que la degeneración en el color, usando conjuntamente ambos estimadores, se encuentra en el intervalo  $\log[EW(H\alpha)] = [0, 1]$ , que se traduce a un intervalo de edad  $t \approx [13 - 25]$  Maños. Los casos de Mrk 370, Mrk 297 y III Zw 102, donde se detectaron el mayor número de brotes (25, 30 y 65 respectivamente) y donde se puede empezar a hablar de cierta estadística, nos sirvieron para precisar el rango de edad en el que realmente debemos trabajar para aquellos casos en los que sólo disponemos del color  $U-B$  con los modelos.

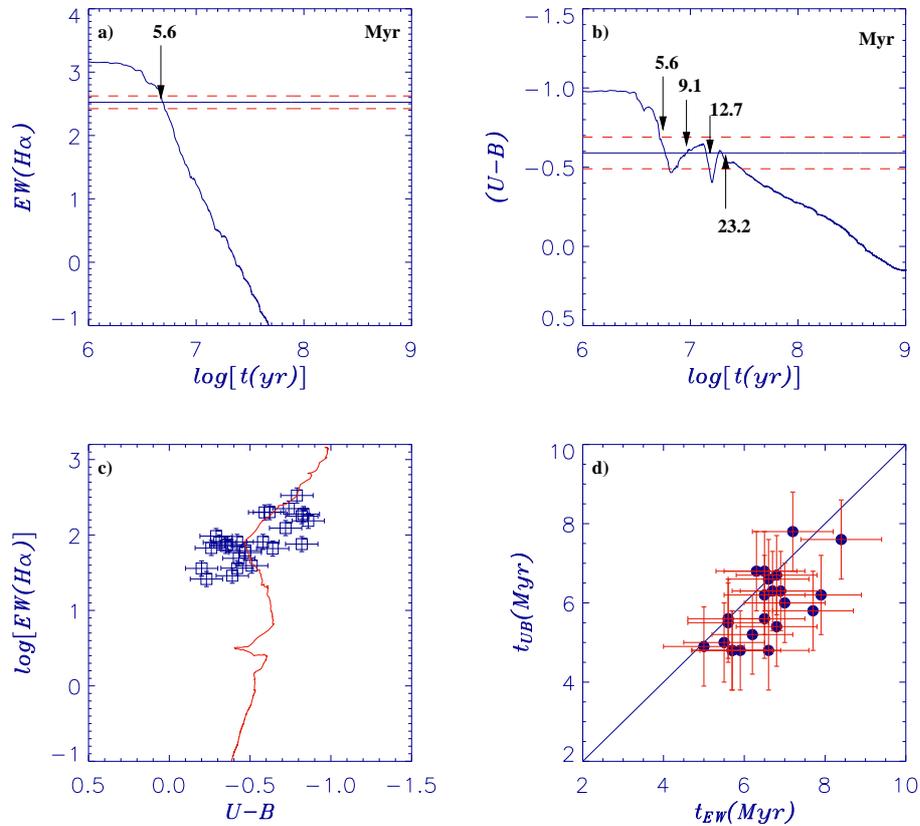


Figura 8.1: *a-b)* Estimación de las edades del brote n° 1 de Mrk 370 con ambos estimadores, la anchura equivalente en H $\alpha$  y el color U–B. La degeneración de los modelos en el color hacen posibles la existencia de 4 valores en el resultado de datación del brote, aún para colores muy azules. La anchura equivalente, nos ayuda a obtener de forma más precisa la edad excluyendo el resto de posibles valores. La línea horizontal azul representa el valor de la anchura equivalente y el color del brote estudiado, delimitado por el intervalo de error (líneas discontinuas en rojo). Superpuestas están las edades derivadas de los modelos en Maños. *c)* Gráfica de la anchura equivalente vs el color de los modelos superpuesta a los valores de Mrk 370. *d)* Representación de la edad obtenida con ambos estimadores.

- Los datos muestran que los brotes contienen un gran rango de masas en estrellas, variando desde  $10^4 M_{\odot}$  a  $10^6 M_{\odot}$ . Las masas obtenidas por debajo de este límite pueden representar a grupos estelares de poca masa o pequeñas nubes ionizadas por cúmulos cercanos, de hecho, estos cúmulos de baja masa se localizan principalmente, en las partes más externas de las galaxias que los albergan, donde se alcanzan los valores de brillo superficial y señal a ruido más bajos. Por otro lado, los cúmulos más masivos (que superan las  $10^6 M_{\odot}$ ), se encuentran en las galaxias más lejanas de la muestra (Mrk 297 y III Zw 107), por lo que la estimación de la masa está claramente afectada por la limitación en la resolución espacial, y es más que probable que se esté midiendo la luz proveniente de un conjunto de

regiones superpuestas y no resueltas. El máximo de la distribución de masas está entorno a  $10^5 M_{\odot}$ , el valor típico encontrado para SSCs en otras galaxias (ver deGrijs et al. 2003, Melo et al. 2005).

- Al representar las luminosidad de todas las regiones, de todas las galaxias, frente a su tamaño fotométrico, hemos detectado:

- a) la existencia de una cota inferior dada la cual, no puede existir un brote de cierto tamaño con una luminosidad por debajo de esa cota.

- b) para  $\log R < 2.2$ , detectamos dos áreas en las que se distribuyen los puntos en función de la masa de los brotes. Así, tenemos regiones de igual tamaño pero distinta luminosidad, siendo el área de las más luminosas, la formada por las regiones con masas en estrellas  $M > 10^4 M_{\odot}$ .

- c) para  $\log R > 2.2$  encontramos las regiones de masa  $M > 10^5 M_{\odot}$ .

La distribución de los puntos en función del tamaño y la masa es consecuencia directa de la relación luminosidad y tamaño de una RHII,  $L(\text{H}\alpha) = \frac{4\pi}{3} R^3 \beta n^2$

- En aquellas galaxias donde se detectaron más brotes de FE, detectamos un cambio de pendiente en sus respectivas funciones de distribución de luminosidad. Este cambio de pendiente es característico de las galaxias disco, y supone un límite de transición a partir del cual las regiones en tamaño, superan las escalas (en altura) de los discos de las galaxias espirales. Esto permite escape de fotones y material de la región en cuestión. Este comportamiento se complementa con el hecho de que estas galaxias son objetos de los que más contenido de luz difusa tienen de la muestra, además de que en un estudio reciente sobre el modelado de la componente subyacente de las galaxias BCDs, se derive que estos objetos tienen perfiles de Sérsic no  $n = 1$ .

- Se ha estudiado la fracción de luz difusa ( $\psi$ ) como indicador de probabilidad para desarrollar supervientos galácticos. Y para ello nos hemos preguntado si:

- a) ¿Existe correlación entre la fracción de luz difusa y el número de brotes de cada galaxia?

Para la que hemos visto que las galaxias BCDs con más brotes de formación estelar, continen una mayor cantidad de luz difusa. Mientras que las galaxias con pocos brotes, muestran un bajo contenido de la misma.

Los casos extremos son las galaxias Cometarias y las Extendidas: las primeras muestra el más bajo contenido de luz difusa y las segundas el mayor. El hecho de que las galaxias Cometarias presenten este comportamiento puede ser debido a que el medio interestelar sea muy compacto entorno a la galaxia evitando el avance de un frente hacia el medio intergaláctico. Por otro lado, hay que destacar, que las galaxias Nucleadas, tienen alto contenido de luz difusa y pocos brotes.

Del análisis de las estructuras de bajo brillo, realizado a diversos niveles isofotales en las imágenes “outburst”, se corrobora que las galaxias con mayor número de brotes, presentan más estructuras ionizadas, y se confirma que las BCDs Nucleadas tienen un alto valor de

$\psi$ , presentando tanto Mrk 324 como Mrk 600, una gran maraña de filamentos, puentes ionizados y estructuras colimadas. En los casos de las galaxias ricas en luz difusa, como las BCDs Extendidas, hemos detectado la presencia de vientos chocados, donde se producen perfiles muy asimétricos y perfiles de doble pico muy acentuados, así como estructuras de tipo filamentos.

En las galaxias con una fracción de luz difusa baja, como es el caso de III Zw 107, también hemos contrastado, buscando estructuras, que ésta está carente prácticamente de las mismas, confirmando por tanto su bajo valor de  $\psi$ . En el caso de Mrk 5, vimos que el puente ionizado estaba por debajo de los  $3\sigma$  a parte de no tener el suficiente peso para aumentar el contenido de luz difusa en exceso. Pero el caso de la galaxia II Zw 40, el procesado y método de filtrado utilizado para analizar  $\psi$ , puede haber sido severo y haber degradado la señal de la componente de luz difusa, ya que la gran mayoría de las estructuras localizadas, está próximas a los  $3\sigma$ . Por lo que su firma podría haber sido borrada en el proceso de filtrado.

También está el problema de la subestimación de flujo de los brotes, que los programas elaborados para el estudio de RHII presentan, por lo que se exige sofisticar los métodos de análisis.

Teniendo en cuenta estas consideraciones, la relación número de brotes- $\psi$ , no queda clara, siendo necesario el estudio de nuevos datos, de mayor resolución espacial, y de un número mayor de galaxias, para confirmar o descartar esta tendencia.

b) ¿Existe correlación entre la fracción de luz difusa y el tamaño?

En varios estudios centrados tanto en las distribuciones de luminosidad de RHII en galaxias espirales como en los diagramas luminosidad - tamaño ( $L-R$ ), se detectan cambios de pendiente en torno a un valor de luminosidad denominado Luminosidad Crítica  $L_c$  (Kennicutt 1989, Muñoz-Tuñón et al. 1998, Rozas et al. 1996a, 1996b) que se origina cuando el tamaño de la RHII supera la escala en altura de los discos, momento en el cual las burbujas de gas ionizado se rompen permitiendo el escape de fotones y material de la región en cuestión. Para las galaxias en las cuales hemos detectado un número de brotes  $N \geq 25$  (Mrk 370, Mrk 297 y III Zw102), hemos podido representar sus distribuciones de luminosidad con los suficientes puntos como para detectar en los tres casos un cambio de pendiente similar al de las galaxias disco. El más notorio y destacado, es el hallado en el caso de Mrk 297 en torno a  $\log L(\text{H}\alpha) = 39.70$ , donde incluso se detecta muy bien este cambio de pendiente en el diagrama  $L-R$ , dando lugar a una posible escala de disco de 282 pc. Los cambios de pendiente, son consistentes con el modelado 2D realizado por Amorín et al. (2007) y Amorín (2008) sobre la componente subyacente de las galaxias BCDs, en la que se obtiene para estos objetos, perfiles de Sérsic con  $n = 1$ .

c) ¿Existe correlación entre la fracción de luz difusa y la luminosidad de los brotes y/o la de la galaxia?

En la búsqueda de alguna otra correlación, se han explorado otros parámetros como la luminosidad total de todos los brotes, la luminosidad total de la galaxia y la luminosidad del brote más brillante. No se ha encontrado ninguna relación entre alguno de estos parámetros y la fracción de luz difusa.

- Se ha realizado y analizado espectroscopía 3D, realizada mediante un instrumento Fabry-Perót. Cada uno de los 22500 espectros obtenidos fueron ajustados mediante un perfil gaussiano del cual se derivó la velocidad de dispersión  $\sigma$ , la intensidad del pico  $I_{peak}$  y la longitud de onda central  $\lambda_c$ .

Al representar todos los puntos en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , se aprecia que todos los puntos son supersónicos ( $\sigma > 10 \text{ km s}^{-1}$ ), y la distribución de los puntos es muy similar a la encontrada en regiones HII gigantes extragalácticas, donde se aprecian: una serie de bandas inclinadas formadas por puntos de baja intensidad y alta dispersión de velocidades, y unas barras horizontales que se extienden a todo el rango de intensidades, alrededor de una  $\sigma \sim \text{cte}$ . El origen de esta banda horizontal principal, está en los brotes más luminosos y masivos de cada galaxia, quedando los brotes menos masivos, camuflados dentro del rango de intensidades tan amplio que abarca la misma. Esto evidencia, que el origen principal del ensanchamiento supersónico de las bandas horizontales, esté originado por la acción dominante de la gravedad.

Hemos confirmado que los puntos que proceden de las bandas supersónicas inclinadas en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , están causados por la energía mecánica depositada por las estrellas masivas, que dependiendo de la edad del brote y de la densidad del gas, puede afectar a volúmenes más grandes o pequeños. En todos los casos estudiados, esta interacción se manifiesta mediante perfiles asimétricos y estructuras de doble pico en la línea de emisión  $H\alpha$ , evidenciando estos puntos en los diagramas por el alto valor supersónico que presentan. Por tanto, el mecanismo de ensanchamiento dominante en estos puntos, está originado por todo el conjunto de “shells” y vientos estelares de depositados por las estrellas.

En galaxias con varios brotes de FE, éstos pueden aparecer camuflados dentro de la banda horizontal (por conservar el perfil), para lo cual ha sido de gran utilidad la creación del diagrama  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ , los cuales aparecen separados en distintas bandas, gracias a la alta resolución espectral. Los brotes menos masivos, se pueden identificar en el nuevo diagrama  $\sigma$  vs  $\lambda_c$ , así como las estructuras ionizadas que tengan un dirección privilegiada como flujos champagne, o un superviento.

Destacamos el caso de III Zw 102 y Mrk 370, en el que aparecen una serie de “estalactitas”, correspondientes a regiones ionizadas en las partes más externas de las galaxias, lo que puede explicar su amplio rango en  $\sigma$ , si consideramos a estas regiones HII en expansión en un medio de baja densidad. En el caso de III Zw 102, se ha detectado además, una banda inclinada asociada a puntos de alta intensidad, localizada en el interior de la región nuclear de la galaxia, que presenta perfiles de doble pico y del tipo “top-hat”, evidenciando un área de gas chocado.

En el caso de Mrk 5, mediante los diagramas, se ha podido detectar la presencia de otro brote adyacente a la región principal, lo cual refuerza la importancia de la identificación de brotes en imágenes de baja resolución espacial, pero alta resolución espectral.

También hemos sido capaces de detectar un desacoplo cinemático entre dos componentes de Mrk 297, que apoya y da fuerza al origen “merger” de esta galaxia, detectándose entre las regiones de choque, un desdoblamiento del perfil de la línea de emisión en  $H\alpha$ , asociado a gas chocado con una cinemática compleja. Los mapas de velocidad HII de la galaxia,

también apoyan un proceso de colisión.

Sus diagramas  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , muestran una serie múltiple de bandas horizontales centradas a distintas  $\sigma$  supersónicas, estando la principal localizada al rededor de  $\sigma > 50 \text{ km s}^{-1}$ , bastante por el encima del resto de banda horizontales de la muestra de galaxias (con  $\sigma$  comprendida entre  $20-35 \text{ Km s}^{-1}$ ).

El núcleo principal de Mrk 600, muestra la presencia de dos marcadas y bien diferenciadas bandas horizontales en el diagrama  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ , localizadas a diferentes  $\sigma$  lo que podría estar asociado a algún proceso turbulento que interviene con mayor fuerza en el brote 1 que en el 2.

- Proponemos el método de los diagramas  $\sigma$  vs  $I_{peak}$ ,  $\sigma$  vs  $\lambda$  y  $\lambda_c$  vs  $I_{peak}$ , como un método para identificar estructuras no resueltas, especialmente que puedan diferenciarse en velocidad. Es un conjunto de diagramas potencialmente útil para estudios de “starburst” lejanos.

- Otro análisis resultante de la espectroscopía 3D, ha sido el estudio de la relación  $R-\sigma^2$  de sistemas relajados gravitacionalmente, a partir de las bandas horizontales de los los brotes principales (“main knots” y por tanto los más masivos), y determinando su radio espectroscópico (a partir del cual se encuentran todos los puntos que conservan el perfil de la línea de emisión  $H\alpha$ ). De los resultados, hemos podido ver que existen objetos que siguen la tendencia de los sistemas virializados con  $R \sim \sigma^2$ , como son los casos de III Zw 107, Mrk 5 y Mrk 324. En el resto de casos, se aprecia que el ancho supersónico no está producido por por movimientos ordenados regidos por la gravedad (Terlevich y Melnick 1981; Tenorio-Tagle et al. 1993), siendo el más fiel reflejo, de que otros mecanismos son los causantes (la interacción directa del conjunto de estrellas masivas con el MI, ver Dyson et al. 1979; y/o procesos turbulentos del gas, ver Chu y Kennicutt 1994).

- Hemos realizado un estudio cinemático a partir de los mapas de velocidad en  $H\alpha$  obtenidos para cada galaxia. En función del rango de velocidades computado para cada objeto, distinguimos entre 3 regímenes cinemáticos:

- a)  $\Delta v > 100 \text{ km s}^{-1}$ .
- b)  $70 \text{ km s}^{-1} < \Delta v < 100 \text{ km s}^{-1}$ .
- c)  $\Delta v \leq 44 \text{ km s}^{-1}$ .

Mrk 370 y III Zw 102, son un claro ejemplo de movimiento de gas ordenado mostrando un movimiento de rotación, similar al de una galaxia disco. Aunque en el caso de III Zw 102, el brote 1, parece estar desacoplado de la cinemática del resto del cuerpo principal.

En los casos de las galaxias Nucleadas vemos gradientes de velocidad en los extremos de ambas galaxias. EN Mrk 600, este gradiente se identifica junto al brote 3, que está separado del cuerpo principal del objeto, y unido a éste mediante un puente de HII, el cual puede ser el creador de dicho gradiente.

En el caso de Mrk 324, el gradiente se aprecia muy marcado, en la dirección de la estructura ionizada que emana del brote principal hacia el N de la galaxia.

En II Zw 40, se detecta un gradiente de velocidad inverso en la cola SE, coincidente con el encontrado en mapas de HI (Brinks y Klein 1988; van Zee et al. 1998). El origen del

mismo, podría estar en un “infall” de gas hacia el centro de la galaxia. Un comportamiento similar, se ve en la otra Cometary, Mrk 5.

Mrk 297, presenta una estructura cinemática compleja, en la que se aprecian dos zonas desacopladas, confirmando el origen “merger” de esta galaxia.

- Hemos encontrado un posible caso de superviento galáctico, detectado en la galaxia Mrk 324. Esta galaxia es del tipo morfológico de las BCDs Nucleadas, con un brote de FE de 288.59 pc, cuya luminosidad  $H\alpha$  es tal que  $\log L(H\alpha) = 39.70$ . Su edad es de 4.4 Maños y alberga un contenido estelar de  $1.4 \cdot 10^5 M_{\odot}$ . Es el segundo objeto de la muestra con mayor contenido de luz difusa ( $\psi \sim 56\%$ ) y posee un medio interestar muy estructurado.

Las estructuras que parten del brote principal de la galaxia, en direcciones opuestas N y S, de 900 y 600 pc respectivamente, podrían ser la consecuencia directa de la formación de un superviento. No se han identificado contrapartidas ópticas de ambas estructuras que se dirigen hacia el exterior de la galaxia, de manera colimada, abriéndose camino entre los conjuntos estelares subyacentes, detectados en el continuo.

En el diagrama  $\sigma$  vs.  $\lambda_c$  de esta galaxia, se aprecian dos bandas de puntos inclinadas a ambos lados de la velocidad sistémica de la galaxia, firmas características del movimiento de un gas que se mueve en una dirección privilegiada.

La firma de estas estructuras, se aprecia también en los mapas de velocidad HII, especialmente la estructura N. Este tipo de fenómeno, es más probable que se produzca en galaxias de tipo disco, y según Amorín et al. (2007) y Amorín (2008), el modelado 2D del cuerpo principal de esta galaxia, presenta un perfil de Sérsic  $n = 1.12 \pm 0.23$ , lo esperado para una galaxia disco.

# 9

---

## Trabajo futuro

Siguiendo con la línea de trabajo aquí presentada, nos proponemos ampliar el estudio, haciendo uso de toda la información obtenida, que nos servirá de complemento para profundizar más en el conocimiento y entendimiento de los procesos de la FE en las galaxias de tipo Compactas Azules. A continuación se presentan las metas de trabajo futuro, puntos en los que ya hemos comenzado a trabajar en algunos.

1. Continuar el estudio de la espectroscopía 3D de la muestra de galaxias que ya tenemos observadas y que no han sido presentadas en el presente trabajo: II Zw 70, Mrk 33, Mrk 35 y Mrk 36.
2. Análisis del campo de velocidades complementando nuestros estudios en H $\alpha$  con los realizados en CO y H I por otros miembros del grupo GEFÉ<sup>1</sup>, que combinaremos con el estudio y modelado hidrodinámico de algunas de las galaxias para las cuales se ha podido modelar la componente subyacente. Completar el estudio cinemático de las galaxias, no sólo con el gas, sino con la cinemática de las estrellas mediante el estudio de los perfiles del triplete de Ca.
3. Modelado más preciso de las edades de los brotes, haciendo uso de nuevos modelos de síntesis evolutiva, conocidos como PopStar<sup>2</sup> (ver Mollá *et al.* 2009; Martín-Majón *et al.* 2009; García-Vargas *et al.*, en preparación) y teniendo en cuenta la componente subyacente y la contaminación de las líneas de emisión en los estimadores. Las características más novedosas de PopStar son:

*incorporan nuevas IMFs:*

- (a) IMF de Salpeter (1955) con  $0.85 \leq M/M_{\odot} \leq 120$
- (b) IMF de Salpeter (1955) con  $0.15 \leq M/M_{\odot} \leq 100$
- (c) IMF de Ferrini, Penco y Palla (1990) con  $0.15 \leq M/M_{\odot} \leq 100$
- (d) IMF de Kroupa (2002) con  $0.15 \leq M/M_{\odot} \leq 100$

---

<sup>1</sup><http://www.iac.es/proyecto/GEFE/portal.html>

<sup>2</sup><http://www.fractal-es.com/>

(e) IMF de Chabrier (2003) con  $0.15 \leq M/M_{\odot} \leq 100$

*nuevos modelos de atmósfera:* en los que tienen en cuenta las pérdidas de masa producida tanto en estrellas jóvenes (O, B y WR) y estrellas viejas (desde post-AGB hasta NPs), además de incorporar modelos non-LTE<sup>3</sup>.

4. Comparación de los parámetros de los brotes de FE y la estructura de las galaxias (“host”) anfitrionas. Recalcular edades con todos los indicadores una vez descontaminados de los colores de la galaxia subyacente y que tenga en cuenta la información sobre la distribución de polvo de los objetos.
5. Realizar espectroscopía IFU de BCDs para poder calcular bien la distribución de polvo las galaxias.
6. Comparación de la distribución de luz difusa y la componente extendida, con la distribución de gas neutro y molecular. Realizar fotometría profunda en H $\alpha$  para estudiar las estructuras de bajo brillo.
7. Realizar una campaña de observación para ampliar todo este estudio y análisis sobre la gran cantidad de posibles nuevos candidatos a BCDs, sin explorar y que pueden aportar mucha información sobre de estos objetos, identificados a través de Sloan (ver Sánchez-Almeida et al. 2008).
8. Reanalizar la espectroscopía 3D disponible en nuestro grupo, de una alta población de regiones HII gigantes, con alta resolución espectral y espacial, tal que nos permita llegar al nivel de las estrellas de baja masa y al conjunto de “shells” no resueltas para poder determinar, si es la gravedad, los vientos, la turbulencia o un conjunto de todos la que producen el ensanchamiento supersónico de las líneas. Conocer el mecanismo físico completo de la formación estelar en estos entornos, nos permitirá extrapolarlo al entorno de las Galaxias HII y las BCDs, versiones a escala galáctica de las RGHIIs.
9. Estudio más profundo, con espectroscopía 3D de alta resolución espacial y espectral, de la galaxia Mrk 324, y modelado hidrodinámico de la misma, conocidos los parámetros físicos que definen a la galaxia anfitriona. Comprobar con observaciones de mejor resolución espacial y espectral, la hipótesis del superviento en la galaxia.
10. Extender el estudio de la espectroscopía 3D en infrarojo cercano y medio, con la suficiente resolución que nos permita estudiar con profundidad las regiones más másivas y densas, hasta el punto de poder mapear con mayor precisión la FIM.

---

<sup>3</sup>de su acrónimo del Inglés: non Linear Thermodynamical Equilibrium

# A

## Reducción y calibración fotométrica en H $\alpha$

### A.1 OBTENCIÓN IMÁGENES NETAS EN H $\alpha$

Cuando observamos a través de un filtro estrecho, tenemos que el flujo total será:

$$F_{total} = \int f_{cont,\lambda} T_{\lambda} d\lambda + \int f_{línea,\lambda} T_{\lambda} d\lambda \quad (A.1)$$

donde  $f_{cont,\lambda}$  y  $f_{línea,\lambda}$  son los flujos por unidad de longitud de onda ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$ ) emitidos por el objeto tanto en el continuo como en la línea de emisión, y donde  $T_{\lambda}$ , es la función de respuesta conjunta tanto del filtro como del instrumento. De manera que para obtener la imagen neta en la línea de emisión se escala la imagen de continuo respecto a la imagen de H $\alpha$ . Para ello se degrada la imagen de mejor “*seeing*”, de manera que éste sea igual en ambas imágenes. Convolucionamos la imagen con un filtro gaussiano cuya  $\sigma$  vendrá dada por:

$$\sigma = \sqrt{\sigma_{peor}^2 - \sigma_{mejor}^2} \quad (A.2)$$

donde

$$\sigma_i = \frac{FWHM_i}{2\sqrt{2\ln 2}} \quad i = \{peor, mejor\} \quad (A.3)$$

Se supone que las estrellas emiten por igual tanto en el continuo como en la línea. Medimos los flujos para una serie de estrellas en el campo de ambas imágenes (línea y continuo) y mediante el cociente de los mismos, obtenemos el factor de escala que iguale el flujo para cada una de las estrellas medidas en ambos campos:

$$\alpha = \frac{\int f_{cont,\lambda} T_{NB,\lambda} d\lambda}{\int f_{línea,\lambda} T_{NB,\lambda} d\lambda} \quad (A.4)$$

de manera que la imagen que contiene la emisión neta en la línea será:

$$imagen_{neta} = imagen_{H\alpha} - \alpha \cdot imagen_{cont} \quad (A.5)$$

## A.2 CALIBRACIÓN FOTOMÉTRICA

El proceso de calibración consiste en transformar el flujo que lee el detector en en cuentas por segundo a unidades lineales de flujo ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ ). Para ello se hace uso de estrellas de calibración (*Estrellas Estándares Espectrofotométricas*), para las cuales, se conoce la distribución de flujo con la longitud de onda. Para calibrar en flujo, procedemos a la obtención de la constante de calibración mediante un ajuste lineal por mínimos cuadrados a la siguiente relación de flujos:

$$F_{0,i} = C_i \times F_{t,i} \quad (\text{A.6})$$

donde  $C_i$  es la constante de calibración (cuentas  $\text{erg}^{-1} \text{cm}^{-2}$ ),  $F_{0,i}$  es el flujo de la estrella estándar  $i$ -ésima fuera de la atmósfera (cuentas  $\text{s}^{-1}$ ) y  $F_{t,i}$  es el flujo de la misma estrella, obtenido a partir de la distribución de energía de la misma, convolucionada con el filtro usado. Generalmente, para este tipo de estrellas se tienen tabuladas las magnitudes aparentes en función de la longitud de onda

$\lambda(\text{\AA})$	$m_\lambda$
...	....
5840	10.43
6056	10.48
6436	10.55
6790	10.60
...	....

de manera que, obtenida la magnitud para nuestra  $\lambda$  de observación, mediante una ecuación de transformación como la de Oke (1990) tenemos que:

$$m_{i,\lambda} = -2.5 \log f_\lambda - 2.5 \log \left( \frac{\lambda^2}{c} \right) - 48.6 \quad (\text{A.7})$$

donde el flujo  $f_\lambda$  viene dado en  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$  y por tanto  $F_{t,i} = f_\lambda \Delta\lambda$  con  $\Delta\lambda$  igual al ancho de banda del filtro empleado.

Pero, para realizar el ajuste lineal anterior, necesitamos calcular el flujo de la estrella fuera de la atmósfera  $F_{0,i}$ , es decir, corregidos de efectos de extinción por las capas atmosféricas de la Tierra. La transformación de magnitudes instrumentales a estándares se realiza ajustando la siguiente ecuación:

$$m_{\lambda,t} - m_{\lambda,i} = K_0 + K X_i \quad (\text{A.8})$$

donde  $m_{\lambda,t} = -2.5 \log F_t$ ,  $m_{\lambda,i}$  es la magnitud instrumental y  $X_i$  es la masa de aire a la cual fue observada la estrella. Se ha obviado el término de color, ya que estamos tratando con filtros estrechos y por tanto podemos suponer que es prácticamente nulo.

Determinadas las constantes  $K_0$  y  $K$ , que es el coeficiente de extinción, por medio de un ajuste por mínimos cuadrados, el flujo lo podemos determinar como:

$$F_{0,i} = N 10^{0.4 X_i K} \quad (\text{A.9})$$

donde  $N$  es el número de cuentas de la estrella estandar usada,  $X_i$  su masa de aire y  $K$  el coeficiente de extinción, como ya dijimos anteriormente. Tenemos todos los ingredientes para obtener la constante de calibración por lo que el flujo expresado en unidades lineales vendrá dado por:

$$F(H\alpha) = NC^{-1}T(H\alpha)^{-1}10^{0.4(XK+A_{H\alpha})} \quad (\text{A.10})$$

donde  $T(H\alpha)$  es la transmisión del filtro y  $A_{H\alpha}$  es el *coeficiente de extinción galáctica* para la banda del filtro usado, sabiendo que  $A_{H\alpha} = 0.774 A_V$ .

# B

---

## Bibliografía

- Afanasiev, V. L., & Moiseev, A. V., 2005, *Astronomy Letters*, 31, 194
- Aguerri, J. A. L., & González-García, A. C. 2009, *A&A*, 494, 891
- Alloin, D. y R. Duflot, 1979, *A&A* 78, L5.
- Aloisi, A., Tosi, M., & Greggio, L. 1999, *AJ*, 118, 302
- Aloisi, A., van der Marel, R. P., Mack, J., Leitherer, C., Sirianni, M., & Tosi, M. 2005, *ApJ*, 631, L45
- Amorín, R. O., Muñoz-Tuñón, C., Aguerri, J. A. L., Cairós, L. M., & Caon, N., 2007, *A&A*, 467, 541
- Amorín, R. O., 2008, Tesis: La Galaxia Anfitriona de las Galaxias Compactas Azules. *España: Universidad de La Laguna/Instituto de Astrofísica de Canarias.*
- Amorín, R., Aguerri, J. A. L., Muñoz-Tuñón, C., & Cairós, L. M. 2009, *A&A*, 501, 75
- Anders, P., & Fritze-v. Alvensleben, U. 2003, *A&A*, 401, 1063
- Annibali, F., Greggio, L., Tosi, M., Aloisi, A., & Leitherer, C. 2003, *AJ*, 126, 2752
- Arsenault, R., & Roy, J.-R., 1986, *AJ*, 92, 567
- Atherton, P. D., & Reay, N. K., 1981, *MNRAS*, 197, 507
- Baldwin, J. A., Spinrad, H., & Terlevich, R., 1982, *MNRAS*, 198, 535
- Bekki, K. 2008, *MNRAS*, 388, L10
- Bergvall, N., Östlin, G. 2002, *A&A*, 390, 891
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., & Gavazzi, G. 2008, *ApJ*, 674, 742
- Bothun, G. D., J. R. Mould, N. Caldwell, y H. T. MacGillivray, 1986. *AJ* 92, 1007.
- Brinks, E. y U. Klein, 1988, *MNRAS* 231, 63P.
- Bruzual, G. y S. Charlot, 1993, *ApJ* 405, 538.
- Bruzual, G. y S. Charlot, 2003, *MNRAS* 344, 1000.

- Cairós, L. M., 2000, Tesis: Formation and evolution of Blue Compact Dwarf Galaxies. *España:Universidad de La Laguna/Instituto de Astrofísica de Canarias.*
- Cairós, L. M., J. M. Vílchez, J. N. González Pérez, J. Iglesias-Páramo, y N. Caon, 2001a, *ApJS* 133, 321.
- Cairós, L. M., N. Caon, J. M. Vílchez, J. N. González-Pérez, y C. Muñoz-Tuñón, 2001b, *ApJS* 136, 393.
- Cairós, L. M., N. Caon, B. García-Lorenzo, J. M. Vílchez, y C. Muñoz-Tuñón, 2002, *ApJ* 577, 164.
- Cairós, L. M., N. Caon, P. Papaderos, K. Noeske, J. M. Vílchez, B. G. Lorenzo, y C. Muñoz-Tuñón, 2003, *ApJ* 593, 312.
- Campos-Aguilar, A. y M. Moles, 1991, *A&A* 241, 358.
- Campos-Aguilar, A., M. Moles, y J. Masegosa, 1993, *AJ* 106, 1784.
- Caon, N., Cairós, L. M., Aguerri, J. A. L., & Muñoz-Tuñón, C. 2005, *ApJS*, 157, 218
- Carignan, C., S. Beaulieu, S. Côté, S. Demers, y M. Mateo, 1998, *AJ* 116, 1690.
- Charbonnel, C., G. Meynet, A. Maeder, G. Schaller, y D. Schaerer, 1993, *A&AS* 101, 415.
- Chengalur, Ekta 2009, MNRAS, enviado.
- Chevalier, R. A., & Clegg, A. W., 1985, *Nature*, 317, 44
- Chu, Y.-H., y Kennicutt, R. C, 1994, *ApJ* 425, 720.
- Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 2004, *ApJ*, 616, 768
- Conti, P. S., 1991, *ApJ*, 377, 115
- Davies, J. I. y S. Phillipps, 1988, *MNRAS* 233, 553.
- de Grijs, R., Anders, P., Bastian, N., Lynds, R., Lamers, H. J. G. L. M., & O'Neil, E. J., 2003, *MNRAS*, 343, 1285
- De Young, D. S. y J. S. Gallagher, 1990, *ApJ* 356, L15.
- De Young, D. S. y T. M. Heckman, 1994, *ApJ* 431, 598.
- Dekel, A. y J. Silk, 1986, *ApJ* 303, 39.
- Doublier, V., Comte, G., Petrosian, A., Surace, C., & Turatto, M. 1997, *A&AS*, 124, 405
- Doublier, V., Caulet, A., & Comte, G. 1999, *A&AS*, 138, 213
- Emelgreen, B., 1999, *ed.J.E. Beckman, & T.J. Mahoney, ASPConf.Ser.,187, 145-187*, 145.
- Fanelli, M. N., R. W. O'Connell, y T. X. Thuan, 1988, *ApJ* 334, 665.
- Franco, J., Tenorio-Tagle, G., & Bodenheimer, P., 1990, *ApJ*, 349, 126
- Fricke, K. J., Izotov, Y. I., Papaderos, P., Guseva, N. G., & Thuan, T. X. 2001, *AJ*, 121, 169
- Fuentes-Ma
- Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 2004, *ApJ*, 616, 768
- sip, O., Castañeda, H. O., & Muñoz-Tuñón, C., 2000, *AJ*, 119, 2166

- García-Lorenzo, B., Cairós, L. M., Caon, N., Monreal-Ibero, A., & Kehrig, C., 2008, *ApJ*, 677, 201
- García-Vargas, M.L., Mollá M. & Martín-Manjón, M.L., in preparation.
- Garland, C. A., Pisano, D. J., Williams, J. P., Guzmán, R., & Castander, F. J. 2004, *ApJ*, 615, 689
- Garland, C. A., Pisano, D. J., Williams, J. P., Guzmán, R., Castander, F. J., & Sage, L. J., 2007, *ApJ*, 671, 310
- Gerola, H., P. E. Seiden, y L. S. Schulman, 1980, *ApJ* 242, 517.
- Gil de Paz, A., B. F. Madore, y O. Pevunova, 2003, *ApJS* 147, 29.
- Gil de Paz, A., & Madore, B. F. 2005, *ApJS*, 156, 345
- Gilmore, G., Wilkinson, M. I., Wyse, R. F. G., Kleyana, J. T., Koch, A., Evans, N. W., & Grebel, E. K. 2007, *ApJ*, 663, 948
- Gordon, S., Koribalski, B., Houghton, S., & Jones, K., 2000, *MNRAS*, 315, 248
- Guseva, N. G., Y. I. Izotov, y T. X. Thuan, 2000, *ApJ* 531, 776.
- Guzman, R., Gallego, J., Koo, D. C., Phillips, A. C., Lowenthal, J. D., Faber, S. M., Illingworth, G. D., & Vogt, N. P. 1997, *ApJ*, 489, 559
- Guzmán, R., Östlin, G., Kunth, D., Bershadsky, M. A., Koo, D. C., & Pahre, M. A. 2003, *ApJ*, 586, L45
- Hammer, F., Gruel, N., Thuan, T. X., Flores, H., & Infante, L. 2001, *ApJ*, 550, 570
- Haro, G., 1956, *AJ* 61, 178.
- Heeschen, D. S., Heidmann, J., & Yin, Q. F., 1983, *ApJ*, 267, L73
- Ho, L. C., 1997, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 6, 5
- Hoyos, C., Guzmán, R., Díaz, A. I., Koo, D. C., & Bershadsky, M. A. 2007, *AJ*, 134, 2455
- Hibbard, J. E., & Mihos, J. C., 1995, *AJ*, 110, 140
- Hodge, P. W., 1971, *ARA&A* 9, 35.
- Hunter, D. A., Hawley, W. N., & Gallagher, J. S., III, 1993, *AJ*, 106, 1797
- Iglesias-Paramo, J. y J. M. Vílchez, 1997, *ApJ* 489, L13.
- Irwin, M. y D. Hatzidimitriou, 1995, *MNRAS* 277, 1354.
- Israel, F. P., & van der Kruit, P. C., 1974, *A&A*, 32, 363
- Izotov, Y. I., A. B. Dyak, F. H. Chaffee, C. B. Foltz, A. Y. Kniazev, y V. A. Lipovetsky, 1996, *ApJ* 458, 524.
- Izotov, Y. I., T. X. Thuan, y V. A. Lipovetsky, 1997, *ApJS* 108, 1.
- Izotov, Y. I. y T. X. Thuan, 1998, *ApJ* 500, 188.
- Izotov, Y. I. y T. X. Thuan, 1999, *ApJ* 511, 639.
- Izotov, Y. I., Chaffee, F. H., & Schaerer, D. 2001, *A&A*, 378, L45

- Izotov, Y. I., Noeske, K. G., Guseva, N. G., Papaderos, P., Thuan, T. X., & Fricke, K. J. 2004, *A&A*, 415, L27
- Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 2004, *ApJ*, 616, 768
- Karachentsev, I. D., Karachentseva, V. E., Huchtmeier, W. K., & Makarov, D. I. 2004, *AJ*, 127, 2031
- Kennicutt, R. C., Jr., 1984, *ApJ*, 287, 116
- Kennicutt, R. C., Jr., & Chu, Y.-H., 1988, *AJ*, 95, 720
- Kennicutt, R. C., Jr., 1989, *ApJ*, 344, 685
- Kennicutt, R. C., Jr., 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556, 121
- Kunth, D. y M. Joubert, 1985, *A&A* 142, 411.
- Kunth, D. y W. L. W. Sargent, 1986, *ApJ* 300, 496.
- Landolt, A., 1983, *AJ* 88, 439.
- Landolt, A., 1992, *AJ* 104, 340.
- Leitherer, C. y T. M. Heckman, 1995, *ApJS* 96, 9.
- Leitherer, C., D. Alloin, U. Fritze-v. Alvensleben et al., 1996, *PASP* 108, 996.
- Leitherer, C., et al., 1999, *ApJS* 123, 3 .
- Lejeune, T., F. Cuisinier, y R. Buser, 1997, *A&AS* 125, 229.
- Lin, D. N. C. y S. M. Faber, 1983, 266, L21.
- López-Sánchez, A. R., 2006, Tesis: Formación de estrellas masivas en Galaxias Wolf-Rayet enanas. *España:Universidad de La Laguna/Instituto de Astrofísica de Canarias*.
- Loose, H. y T. X. Thuan, 1986, *ApJ* 309, 59.
- Mac Low, M.-M., & Ferrara, A. 1999, *ApJ*, 513, 142
- Maíz-Apellániz, J., Muñoz-Tuñón, C., Tenorio-Tagle, G., & Mas-Hesse, J. M., 1999, *A&A*, 343, 64
- Marlowe, A. T., T. M. Heckman, R. F. G. Wyse, y R. Schommer, 1995, *ApJ* 438, 563.
- Martin, C. L., 1998, *ApJ* 506, 222.
- Martín-Manjón, M.L., García-Vargas, M.L., Mollá, M. & Díaz. A.I., 2009, submitted.
- Martínez-Delgado, D., Aparicio, A., Gómez-Flechoso, M. Á., & Carrera, R. 2001, *ApJ*, 549, L199
- Martínez-Delgado, D., Butler, D. J., Rix, H.-W., Franco, V. I., Peñarrubia, J., Alfaro, E. J., & Dinescu, D. I. 2005, *ApJ*, 633, 205
- Martínez-Delgado, D., Peñarrubia, J., Jurić, M., Alfaro, E. J., & Ivezić, Z. 2007, *ApJ*, 660, 1264

- Martínez-Delgado, D., Peñarrubia, J., Gabany, R. J., Trujillo, I., Majewski, S. R., & Pohlen, M. 2008, *ApJ*, 689, 184
- Martínez-Delgado, D., Pohlen, M., Gabany, R. J., Majewski, S. R., Peñarrubia, J., & Palma, C. 2009, *ApJ*, 692, 955
- Martínez-Delgado, I., 2005, DEA: Catálogo y Parámetros de brotes de Formación Estelar de una Muestra de Galaxias Enanas Compactas Azules. *Universidad de La Laguna/Instituto de Astrofísica de Canarias*.
- Martínez-Delgado, I., Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., Moiseev, A. V., & Cairós, L. M. 2007, *AJ*, 133, 2892
- Martins, L. P., Delgado, R. M. G., Leitherer, C., Cerviño, M., & Hauschildt, P. 2005, *MNRAS*, 358, 49
- Marzke, R. O. y L. N. da Costa, 1997, *AJ* 113, 185.
- Mas-Hesse, J. M. y D. Kunth, 1991, *A&AS* 88, 399.
- Mateo, M. L., 1998, *ARA&A* 36, 435.
- Mayer, L., Governato, F., Colpi, M., Moore, B., Quinn, T., Wadsley, J., Stadel, J., & Lake, G. 2001, *ApJ*, 559, 754
- Mazzarella, J. M. y T. A. Boroson, 1993, *ApJS* 85, 27.
- Melnick, J., 1977, *ApJ* 213, 15.  
Hilger Series on Optics and Optoelectronics, Bristol: Hilger, 1989,
- Melnick, J., Terlevich, R., y Moles, M., 1988, *MNRAS* 235, 297.
- Melnick, J., Tenorio-Tagle, G., & Terlevich, R., 1999, *MNRAS*, 302, 677
- Melo, V. P., Muñoz-Tuñón, C., Maíz-Apellániz, J., & Tenorio-Tagle, G., 2005, *ApJ*, 619, 270
- 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
- Meynet, G., A. Maeder, G. Schaller, D. Schaerer, y C. Charbonnel, 1994, *A&AS* 103, 97.
- Mollá, M., García-Vargas, M.L. & Bressan, A., 2009, *MNRAS*, submitted.
- Moore, B., Lake, G., & Katz, N. 1998, *ApJ*, 495, 139
- Morrison, H. L., Harding, P., Hurley-Keller, D., & Jacoby, G. 2003, *ApJ*, 596, L183
- Muñoz-Tuñón, C., 1994, Violent Star Formation, from 30 Doradus to QSOs. *In: Tenorio-Tagle, G. (ed.). Cambridge University Press, p.25.*
- Muñoz-Tuñón, C., Tenorio-Tagle, G., Castañeda, H. O., y Terlevich, R., 1996, *AJ* 112, 1636.
- Muñoz-Tuñón, C., Fuentes-Masip, O., & Castañeda, H. O., 1998, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 15, 103
- 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
- Noeske, K. G., Koo, D. C., Phillips, A. C., Willmer, C. N. A., Melbourne, J., Gil de Paz, A., & Papaderos, P. 2006, *ApJ*, 640, L143
- Oke, J. B., 1990, *AJ* 99, 1621.
- Olofsson, K., 1995, *A&AS* 111, 57.
- Osterbrock, D. E., 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae y Active Galactic Nuclei. University Science Books.*
- Östlin, G., P. Amram, J. Masegosa, N. Bergvall, y J. Boulesteix, 1999, *A&AS* 137, 419.
- Östlin, G., 2000, *ApJ* 535, L99–L102.
- Östlin, G., P. Amram, N. Bergvall, J. Masegosa, J. Boulesteix, y I. Márquez, 2001, *A&A* 374, 800.
- Papaderos, P., H.-H. Loose, T. X. Thuan, y K. J. Fricke, 1996a, *A&AS* 120, 207.
- Papaderos, P., H.-H. Loose, K. J. Fricke, y T. X. Thuan, 1996b, *A&A* 314, 59.
- Papaderos P., 1998, Ph.D. Thesis, Universität Göttingen
- 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
- Papaderos, P., Izotov, Y. I., Guseva, N. G., Noeske, K. G., Thuan, T. X., & Fricke, K. J. 2006, *The Scientific Requirements for Extremely Large Telescopes*, 232, 229
- Papaderos, P., Guseva, N. G., Izotov, Y. I., & Fricke, K. J. 2008, *A&A*, 491, 113
- Pérez-Montero, E., & Díaz, A. I., 2003, *MNRAS*, 346, 105.
- Perez-Montero, E., Garcia-Benito, R., Diaz, A. I., Perez, E., & Kehrig, C., 2009, arXiv:0901.2274, aceptado en *a*.
- Pustilnik, S., A. Kniazev, A. Pramskij, Y. Izotov, C. Foltz, N. Brosch, J.-M. Martin, y A. Ugryumov, 2004, *A&A* 419, 469.
- Roy, J. R., Arsenault, R., y Joncas, G., 1986, *ApJ* 300, 624.
- Rozas, M., J. E. Beckman, y J. H. Knapen, 1996a, *A&A*.
- Rozas, M., J. H. Knapen, y J. E. Beckman, 1996b, *A&A* 312, 275.
- Rozas, M., Richer, M. G., López, J. A., Relaño, M., & Beckman, J. E., 2006, *A&A*, 455, 539
- Sabalisk, N. S. P., Tenorio-Tagle, G., Castañeda, H. O., & Muñoz-Tuñón, C., 1995, *ApJ*, 444, 200
- Salzer, J. J., 1989, *ApJ* 347, 152.
- Sánchez Almeida, J., Muñoz-Tuñón, C., Amorín, R., Aguerri, J. A., Sánchez-Janssen, R., & Tenorio-Tagle, G., 2008, *ApJ*, 685, 194

- Sánchez Almeida, J., Aguerri, J. A. L., Muñoz-Tuñón, C., & Vazdekis, A. 2009, *ApJ*, 698, 1497
- Sánchez-Janssen, R., Aguerri, J. A. L., & Muñoz-Tuñón, C. 2008, *ApJ*, 679, L77
- Sandage, A., & Tammann, G. A., 1974, *ApJ*, 190, 525
- Sargent, W. L. W. y L. Searle, 1970, *ApJ* 162, L155.
- Schaerer, D., Charbonnel, C., Meynet, G., Maeder, A., & Schaller, G., 1993a, *A&AS*, 102, 339
- Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., & Schaller, G., 1993b, *A&AS*, 98, 523
- Schaller, G., D. Schaerer, G. Meynet, y A. Maeder, 1992, *A&AS* 96, 269.
- Schmutz, W., C. Leitherer, y R. Gruenwald, 1992, *PASP* 104, 1164.
- Schulte-Ladbeck, R. E., Hopp, U., Greggio, L., & Crone, M. M. 2000, *AJ*, 120, 1713
- Schulte-Ladbeck, R. E., Hopp, U., Greggio, L., Crone, M. M., & Drozdovsky, I. O. 2001, *AJ*, 121, 3007
- Searle, L. y W. L. W. Sargent, 1972, *ApJ* 173, 25.
- Searle, L. 1973, *Stellar Ages*, 52
- Searle, L., W. L. W. Sargent, y W. G. Bagnuolo, 1973, *ApJ* 179, 427.
- Silich, S. y G. Tenorio-Tagle, 2000, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel Supplement* 3, 85.
- Silich, S. y G. Tenorio-Tagle, 2001, *ApJ* 552, 91.
- Silk, J., R. F. G. Wyse, y G. A. Shields, 1987, *ApJ* 322, L59.
- Simon, J. D., & Geha, M. 2007, *ApJ*, 670, 313
- Skillman, E. D., & Balick, B., 1984, *ApJ*, 280, 580
- Skillman, E. D. y R. C. Kennicutt, 1993, *ApJ* 411, 655.
- Smith, L. J., Norris, R. P. F., & Crowther, P. A. 2002, *MNRAS*, 337, 1309
- Smith, M. G., y Weedman, D. W., 1970a, *ApJ* 161, 33.
- Smith, M. G., & Weedman, D. W., 1970b, *ApJ*, 160, 65
- Smith, M. G., & Weedman, D. W., 1972, *ApJ*, 172, 307
- Suchkov, A. A., Balsara, D. S., Heckman, T. M., & Leitherer, C., 1994, *ApJ*, 430, 511
- Taniguchi, Y., & Noguchi, M., 1991, *AJ*, 101, 1601
- Taylor, C., E. Brinks, y E. D. Skillman, 1993, *AJ* 105, 128.
- Telles, E., y Terlevich, R., 1993, *Ap&SS* 205, 49.
- Telles, E. y R. Terlevich, 1997, *MNRAS* 286, 183.
- Telles, E., Muñoz-Tuñón, C., y Tenorio-Tagle, G., 2001, *ApJ* 548, 671.
- Tenorio-Tagle, G., & Bodenheimer, P., 1988, *ARA&A*, 26, 145
- Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., y Cox, D. P., 1993, *ApJ* 418, 767.
- Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., y Cid-Fernandes, R., 1996. *ApJ* 456, 264.

- Tenorio-Tagle, G., y Muñoz-Tuñón, C., 1997, *ApJ*, 478, 134
- Tenorio-Tagle, G., & Munoz-Tunon, C., 1998, *MNRAS*, 293, 299
- Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., Pérez, E., Silich, S., & Telles, E., 2006, *ApJ*, 643, 186
- Terlevich, R., y Melnick, J., 1981, *MNRAS* 195, 839.
- Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J., Moles, M., & Copetti, M. V. F. 1991, *A&AS*, 91, 285
- Terlevich, R., 1997, 1st Guillermo Haro Conference on Astrophysics: Starburst Activity in Galaxies. *Franco, J. y Terlevich, R. y Serrano, A. (eds.).Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series.*
- Terlevich, R., Silich, S., Rosa-González, D., & Terlevich, E. 2004, *MNRAS*, 348, 1191
- Tajiri, Y. Y., & Kamaya, H. 2002, *A&A*, 389, 367
- Tomisaka, K., & Ikeuchi, S., 1988, *ApJ*, 330, 695
- Thuan, T. X., 1985, *ApJ* 299, 881.
- Thuan, T. X., 1991, Massive Stars in Starburst. *In: Leitherer C., Walborn N.R., Heckman T.M., Norman C.A. (eds.).Cambridge University Press, p.183.*
- Thuan, T. X., Y. I. Izotov, y C. B. Foltz, 1999, *ApJ* 525, 105.
- Thuan, T. X., Y. I. Izotov, V. A. Lipovetsky, y S. A. Pustilnik, 1994, Studies of a New Sample of Low-Metallicity Blue Compact Galaxies. *In Dwarf Galaxies*, pp. 421.
- Thuan, T. X., Izotov, Y. I., y Lipovetsky, V. A., 1995, *ApJ*, 445, 108
- Thuan, T. X. y G. E. Martin, 1981, *ApJ* 247, 823.
- Tully, R. B., 1974, *ApJS* 27, 415.
- Valdes, F., 1982, Faint Object Classification y Analysis System. *National optical Astronomy Observatories.*
- van Zee, L., E. D. Skillman, y J. J. Salzer, 1998, *AJ* 116, 1186.
- Vaughan, J. M., 1989, The Adam Hilger Series on Optics and Optoelectronics, Bristol: Hilger, 1989.
- Vazdekis, A., E. Casuso, R. F. Peletier, y J. E. Beckman, 1996, *ApJS* 106, 307.
- Vázquez, G. A., & Leitherer, C. 2005, *ApJ*, 621, 695
- von Weizsäcker, C. F., 1951, *ApJ* 114, 165.
- Vorontsov-Vel'Yaminov, B. A., 1977, *A&AS* 28, 1.
- White, S. D. M. y M. J. Rees, 1978, *MNRAS* 183, 341.
- Whitmore, B. C., Lucas, R. A., McElroy, D. B., Steiman-Cameron, T. Y., Sackett, P. D., & Olling, R. P. 1990, *AJ*, 100, 1489
- Wu, Y., Charmandaris, V., Hao, L., Brandl, B. R., Bernard-Salas, J., Spoon, H. W. W., & Houck, J. R., 2006, *ApJ*, 639, 157
- Zwicky, I. F., 1964a, *AJ* 69, 565.
- Zwicky, I. F., 1964b, *ApJ* 140, 1467.