

Curso 2004/05
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/18
I.S.B.N.: 84-7756-648-8

VERÓNICA PABLA MELO MARTÍN

Evolución e impacto de estallidos
de formación de estrellas
en núcleos de galaxias

Directores

CASIANA MUÑOZ TUÑÓN
JOSÉ MIGUEL RODRÍGUEZ ESPINOSA



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS
Serie Tesis Doctorales

Resumen

Los estallidos de formación de estrellas o *starbursts* en núcleos de galaxias son eventos en los que se forman más de $10^4 M_{\odot}$ de estrellas a un elevado ritmo en un área muy pequeña (menos de 1 kpc). Estos sucesos son capaces de modificar la apariencia y definir la evolución de la galaxia anfitriona; duran muy poco tiempo en comparación con la edad del universo pero su influencia sobre éste es tan importante que su estudio es esencial para entender su evolución. La consecuencia final de algunos *starbursts* es la expulsión de todo el material procesado hacia fuera de la galaxia por medio de los llamados supervientos galácticos (SVG). Los supervientos galácticos son además los principales responsables de la presencia de metales en el medio intergaláctico.

En este trabajo se estudian tres casos de galaxias candidatas a desarrollar SVG. Se discuten los observables y se concluye que solo una de ellas, M82, presenta evidencias que apoyen esa posibilidad. Esta galaxia ha sido utilizada para establecer las condiciones necesarias para el desarrollo de un SVG. Se ha identificado además, que la población de supercúmulos estelares existentes en el núcleo de la galaxia es la responsable de la producción de supervientos – el gas que escapa del disco hacia fuera de la galaxia – a través del halo.

Las galaxias objeto de esta tesis son: M82, NGC 253 y NGC 4631. Para su estudio se han utilizado observaciones de alta resolución espacial del instrumento WFPC2 en el HST en múltiples longitudes de onda, observaciones fotométricas en el infrarrojo medio y lejano y observaciones espectroscópicas de rendija larga y Fabry-Perot. Se han catalogado los supercúmulos estelares (SSC) de los *starburst* de las tres galaxias en $H\alpha$ ya que son los responsables de la formación de los filamentos de supervientos galácticos que se extienden a grandes distancias del núcleo de la galaxia como proponen Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003).

Concluimos en nuestro trabajo que, de las tres galaxias analizadas sólo M82 está desarrollando un superviento galáctico mientras que en los otros casos los estallidos estelares quedan confinados en la galaxia. Hemos identificado además los SSC como los elementos constituyentes de los *starburst* en galaxias y concluimos que sus propiedades, densidad (número de SSC por unidad de área) y luminosidades, son factores determinantes para desencadenar supervientos galácticos. Así, en M82 – el caso cierto de supervientos galácticos en el universo próximo – se dan las condiciones suficientes para que se genere un SVG.

Además exploramos las condiciones necesarias para que los SSC puedan ir enriqueciendo de metales el medio interestelar del *starburst* en cada galaxia anfitriona y su entorno concluyendo, de nuevo tomando M82 como ejemplo, que cuando dos o más SSC están suficientemente cerca se pueden formar filamentos por donde escapa el material rico en metales enriqueciendo el medio intergaláctico. En las otras galaxias estudiadas este material procesado se queda dentro de la galaxia lo que influye en la población de SSC formados posteriormente.

En cuanto a la población de SSC catalogados se dividen en dos categorías, unos SSC típicos como los encontrados en otras galaxias y el otro tipo que serían los SSC de NGC 4631, que son menos luminosos y compactos.

M82 es el prototipo de galaxia con supervientos galácticos. Hemos catalogado casi doscientos supercúmulos estelares en su *starburst*. Estos además son muy compactos ($3 \leq R(\text{pc}) \leq 9$), masivos ($4 \leq \log M (M_{\odot}) \leq 6$) y cercanos entre sí con una distancia entre

SSC del orden de 2–3 veces el radio típico de los mismos. Hemos analizado las propiedades de los SSC para encasillar M82 como patrón de referencia de las características necesarias para desarrollar los supervientos galácticos.

NGC 253 tiene una población de SSC en su *starburst* menor que M82, sólo 48 SSC aunque con las mismas propiedades físicas. Además hemos detectado en el infrarrojo lejano un halo de polvo frío que se extiende a grandes distancias del disco lo que impide que el material expulsado por el *starburst* alcance el medio intergaláctico.

Por otro lado, NGC 4631 tiene distribuida la formación estelar a lo largo de todo el disco de la galaxia. Los SSC que analizamos en los 5.8 kpc centrales son diferentes que los SSC de M82 y NGC 253, no son compactos, tienen masas similares pero repartida en un radio mayor. Además los SSC están muy separados entre sí. El material producido por los brotes de formación estelar está contenido en el halo de la galaxia en estructuras de burbujas.

También se discuten otros aspectos como son el impacto del *starburst* en las galaxias, la historia de la formación estelar en M82 y el desenlace de la historia de la formación estelar en las tres galaxias, entre otros.

Códigos de la UNESCO: 2101.04, 2101.06, 2101.99

Summary

Bursts of star formation or starbursts are events where hundreds of solar masses per year are transformed into stars, in a small region in the nuclei of galaxies. Often, starbursts are capable of modifying the structure of the galaxy hosting them. The timescale for these events is much smaller than a Hubble time but their impact on the host galaxies makes them essential objects in the study of galaxy evolution, and thus in the evolution of the Universe. Some starbursts end up expelling enriched material, processed during the outburst, to the intergalactic medium. This is done through the Super Galactic Winds (SGW). Super galactic winds are in fact proposed as the principal mechanism responsible for the presence of metals in the intergalactic medium.

In this work we have studied three galaxies candidates to developing Super Galactic Winds. We discuss various observables, and conclude that only one of them, M82, shows features which support this possibility. M82 has therefore been used to establish the necessary conditions to develop SGW. Indeed, the population of existing super star clusters in the nucleus of this galaxy has been identified as the driver for the development of SGW – gas outflow from the disc – all the way out to the halo.

The sample of galaxies studied is: M82, NGC 253 and NGC 4631. We have used high resolution spatial observations with the WFPC2/HST camera at several wavelengths, combined with photometric observations in the mid and far infrared, long slit spectroscopic observations as well as Fabry-Perot.

We have used images in $H\alpha$ to produce a catalogue of the super star clusters (SSC) present in the starbursts on these galaxies. SSC are important players (Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón 2003) in the formation of the conspicuous filaments seen in Super Galactic Winds, which extend to large distances from the nucleus of the host galaxy.

We have identified the SSCs as key players in starbursts, and conclude that their properties, densities (number of SSC per unit area) and luminosities, are decisive factors in the production of Super Galactic Winds. After an examination of the properties of the SSCs in the three galaxies studied, we conclude that only M82 is currently developing Super Galactic Winds. For the other two galaxies, the processed material will remain confined within the halo of the galaxy and so no Super Galactic Winds will develop.

We have also explored the necessary conditions for SSCs to enrich with metals both the interstellar medium of actual starburst where the starburst is taking place as well as the intergalactic medium. M82 has been used as a model. Our study indicates that it is necessary that two or more SSCs be sufficiently close for kiloparsec long filaments to form. It is then through these filaments that the metal rich material can escape out of the galaxy, thus enriching the intergalactic medium. This is what happens in M82, while in the other two galaxies the processed material will remain within the galaxies, thus influencing the future SSC population abundances.

The SSCs catalogued are divided in two categories, typical SSCs, seen in M82 and NGC 253, and in many other galaxies and the SSCs of NGC 4631 which are less luminous and compact than the typical ones.

M82 is the prototype galaxy suffering Super Galactic Winds. We have catalogued almost two hundred SSC in the starburst. These are very compact ($3 < R(\text{pc}) < 9$), massive ($4 < \log M (M_{\odot}) < 6$) and close between each other, with separations between them of 2-3 times

their typical radio. We have analyzed the properties of the SSCs in M82 and recognise M82 as bound to produce super galactic winds.

NGC 253 has 48 SSC in a smaller starburst than that one in M82, although the SSCs have similar physical properties. However, it does not seem to be enough mechanical energy to drive the super galactic winds. Moreover, we have detected a cold dust halo in the far infrared, extending a big distance from the disc of the galaxy. This halo further prevents the expelled material from reaching the intergalactic medium.

The star formation in NGC 4631 is sparsely distributed throughout the disc of this galaxy. We find 102 SSCs in the central 5.8 kpc. These SSCs are different than those of M82 and NGC 253. The SSCs in NGC 4631 are not compact and although they have similar masses they are spread out in larger radii. The material produced by the bursts of star formation remains contained inside bubble structures within the halo of the galaxy.

We also discuss other topics in our work, such as the impact of starburst in galaxies hosting them, the star formation history of M82, the outcome of the star formation history in the three galaxies, etc.

UNESCO codes: 2101.04, 2101.06, 2101.99

Índice

1	Introducción	1
1.1	Galaxias <i>Starburst</i>	2
1.2	Supervientos galácticos	6
1.3	Supercúmulos estelares	6
1.4	El ciclo de la formación estelar.	7
1.5	Emisión infrarroja	10
1.6	Objetivos y contenido de este trabajo	12
2	Teoría de los supervientos galácticos. Modelos teóricos	15
2.1	Evolución hidrodinámica de un brote estelar	16
2.2	Modelos para la formación de los supervientos galácticos	25
2.3	Modelos de síntesis evolutiva	35
2.3.1	Starburst99	35
2.3.2	Código χ^2 para el modelado y la caracterización parametrizados de datos fotométricos y espectrofotométricos	37
3	Metodología	39
3.1	Muestra de galaxias	40
3.1.1	Catálogo de galaxias	40
3.1.2	Muestra de galaxias de esta tesis	42
3.2	Observaciones	43
3.3	Observaciones fotométricas en el óptico	45
3.3.1	Reducción de imágenes de la WFPC2/HST	45
3.3.2	Reducción de imágenes en H α desde tierra	48
3.3.3	Detección y medida de los candidatos a SSC	50
3.3.4	Obtención de parámetros físicos	55
3.4	Observaciones espectroscópicas	60
3.4.1	Observaciones con TAURUS	60
3.4.2	Observaciones de rendija larga	62
3.5	Observaciones en el infrarrojo	64
3.5.1	Identificación y caracterización de estructuras fotométricas	67

4	M82	73
4.1	Características de M82	74
4.2	Observaciones y reducción de datos	78
4.2.1	Elaboración de la imagen de continuo	79
4.3	Análisis de las observaciones	79
4.3.1	Comparación con medidas de otros autores	79
4.3.2	Emisión difusa de la galaxia	81
4.3.3	Comparación con FOCAS	82
4.3.4	Extinción, edades y masas	82
4.4	Catálogo de SSC y resultados	88
4.5	Discusión	101
5	NGC 253	111
5.1	Características de NGC253	112
5.2	NGC 253 vista por el telescopio espacial	112
5.2.1	Observaciones y reducción de datos del HST	112
5.2.2	Elaboración de la imagen de continuo	114
5.2.3	Comparación con medidas de otros autores	117
5.2.4	Emisión difusa de la galaxia	118
5.2.5	Masas estelares	119
5.2.6	Catálogo de SSC y resultados	119
5.2.7	Discusión	124
5.3	NGC 253 en el infrarrojo	126
5.3.1	Perfiles de luminosidad infrarroja	126
5.3.2	Componentes estructurales de NGC 253 a partir de los perfiles de brillo superficial.	133
5.3.3	Las distribuciones espectrales de energía (SED)	136
5.3.4	Propiedades físicas de las componentes estructurales	138
5.3.5	Conclusiones del estudio en el infrarrojo	143
6	NGC 4631	145
6.1	Características de NGC4631	146
6.2	Observaciones y reducción de datos de la WFPC2/HST	147
6.2.1	Elaboración de la imagen de continuo	148
6.2.2	Comparación con medidas de otros autores	149
6.2.3	Emisión difusa de la galaxia	149
6.2.4	Masas estelares	149
6.3	Catálogo de SSC y resultados	149
6.4	Discusión	154
6.5	Catalogación de las regiones HII de toda la galaxia	156
6.5.1	Comparación de las medidas en el JKT y el HST	160
6.6	Estudio cinemático de NGC 4631	161
6.6.1	Burbuja en el halo sur de NGC 4631	166

7	Discusión	175
7.1	Gas	176
7.2	Formación estelar	178
7.3	Starburst–Galaxia	186
7.4	Supervientos galácticos	187
7.5	Función inicial de masas de cúmulos	189
7.6	Historia de la formación estelar en M82	191
7.7	Desenlace de la historia de la formación estelar y su retroalimentación . . .	195
8	Conclusiones y trabajo futuro	197
8.1	Conclusiones	197
8.2	Trabajo futuro	199
A	Glosario de abreviaturas	203
B	Otras tablas de M82	205
C	Otras tablas de NGC 253	221
D	Otras tablas de NGC 4631	225
E	Publicaciones resultantes de esta tesis	231
F	Bibliografía	233

1

Introducción

El Universo evoluciona a través de procesos cíclicos en los que las estrellas nacen y mueren y vuelven a nacer otras estrellas. A lo largo de estos ciclos de creación y destrucción, el medio interestelar se va enriqueciendo en metales a medida que se van formando regiones H II, galaxias, cúmulos de galaxias, etc.

Los procesos de formación estelar son muy diferentes entre sí; difieren en intensidad, extensión y duración. En algunos casos podemos encontrarnos que en una galaxia el ritmo de formación estelar es bajo y ha permanecido aproximadamente constante durante miles o cientos de millones de años, y en cambio, en otros la formación de estrellas es tan rápida e intensa que necesariamente tiene que durar poco tiempo, ya que si no se podrían agotar las reservas de gas de la galaxia (Searle, Sargent y Bagnuolo 1973). Este último es el caso de las galaxias que se conocen como galaxias *starburst* o galaxias con un estallido de formación de estrellas.

La formación casi simultánea de cientos de estrellas masivas en el núcleo de una galaxia no sólo cambia su apariencia en el óptico, sino que tiene efectos en la estructura de la galaxia anfitriona. Los *starbursts* son laboratorios excelentes para estudiar los procesos de formación y evolución de estrellas masivas, así como del medio interestelar y su impacto en la evolución de las galaxias. En este proceso de formación de cientos de miles de estrellas sólo el 10% de la masa termina en estrellas con masa mayor que $10 M_{\odot}$, aun así estas estrellas masivas tienen un papel importante en la evolución del *starburst*.

El impacto que la formación estelar violenta tiene en el medio interestelar circundante involucra un gran número de procesos físicos de interacción: fotoionización del gas por las estrellas calientes (regiones de hidrógeno ionizado o HII), vientos estelares, formación de superburbujas y supervientos galácticos. También influye en la formación de futuras generaciones de estrellas, al cambiar la composición química, densidad y distribución espacial del ISM.

Los supervientos galácticos constituyen la etapa final de algunos *starbursts*; se establecen cuando todo el material procesado en el estallido estelar es lanzado fuera de la galaxia progenitora. El objetivo principal de esta tesis es identificar las condiciones que deben darse para que en una galaxia se dispare un brote estelar que desencadene un superviento galáctico.

1.1 Galaxias *Starburst*

Las galaxias *starburst* son laboratorios ideales para el estudio de: la formación y evolución de estrellas masivas, la física del medio interestelar bajo condiciones extremas, los procesos implicados en la formación de las galaxias y su evolución temprana y los procesos que probablemente son los responsables del enriquecimiento químico y del calentamiento del medio interestelar.

Ya en 1970, Sargent y Searle llamaron la atención sobre las galaxias *starbursts* que están sufriendo un brote intenso de formación estelar. Las galaxias *starburst* son galaxias en las que está teniendo lugar un episodio de formación estelar muy intenso en un tiempo muy corto (relativo a la edad de la galaxia; p. ej. millones de años), capaz de consumir todo el material disponible para la formación de estrellas en una escala de tiempo mucho menor que la edad del universo. Así, con tasas de formación estelar de cientos de masas solares por año, el tiempo de duración del estallido estelar es muy pequeño, el 1% de la edad del universo (Darling 2003). Consecuentemente, los *starburst* que observamos ahora han empezado en un pasado relativamente reciente.

En la Tabla 1.1 se comparan las propiedades de la formación estelar en los discos espirales y en los núcleos de galaxias (donde se incluyen los *starbursts*), recopiladas por Kennicutt (1998a; y en sus referencias). Se presentan, entre otros parámetros, los ritmos de formación estelar, tiempos característicos y tamaños típicos. Nos permite apreciar las diferencias entre la formación estelar en los brazos y las zonas nucleares de galaxias cercanas.

Tabla 1.1: Formación estelar en los discos y núcleos de las galaxias (Kennicutt 1998a).

PROPIEDAD	DISCOS ESPIRALES	REGIONES CIRCUMNUCLEARES (INCLUYE STARBURSTS)
Radio	1-30 kpc	0.2-2 kpc
Tasa de formación estelar (TFS)	0-20 M_{\odot} año ⁻¹	0-1000 M_{\odot} año ⁻¹
Luminosidad bolométrica	10 ⁶ -10 ¹¹ L_{\odot}	10 ⁶ -10 ¹³ L_{\odot}
Masa gas	10 ⁸ -10 ¹¹ M_{\odot}	10 ⁶ -10 ¹¹ M_{\odot}
Escala temporal de la formación estelar	1-50 Gaños	0.1-1 Gaños
Densidad gas	1-100 M_{\odot} pc ⁻²	10 ² -10 ⁵ M_{\odot} pc ⁻²
Profundidad óptica (0.5 μ m)	0-2	1-1000
Densidad TFS	0-0.1 M_{\odot} año ⁻¹ kpc ⁻²	1-1000 M_{\odot} año ⁻¹ kpc ⁻²
Modo dominante	estado constante	estado constante + brote
Dependencia tipo morfológico	fuerte	débil/ninguna
Dependencia barra	débil/ninguna	fuerte
Dependencia estructura espiral	débil/ninguna	débil/ninguna
Dependencia interacciones	moderada	fuerte
Dependencia cúmulos	moderada/débil	moderada ¹
Dependencia redshift	fuerte	?

¹ Whittle en http://www.astro.virginia.edu/class/whittle/astr553/Topic11/Lecture_11.html

La formación estelar en los discos espirales presenta valores promedio de 0 – 0.1 M_{\odot} año⁻¹ kpc⁻², en cambio en los *starburst* se miden tasas de formación estelar mayores que 1 M_{\odot} año⁻¹ kpc⁻² pudiendo superar las 1000 M_{\odot} año⁻¹ kpc⁻². La duración del evento

para la formación estelar “tranquila” en el disco de la galaxia está en un rango de 1 – 50 Gaños, en cambio, en los *starburst* la duración es menor, 0.1 – 1 Gaños (ver Tabla 1.1). Estos episodios breves de intensa formación estelar suelen ocurrir en el centro de la galaxia, ocupan un área pequeña, con un tamaño típico de 0.1 – 1 kpc, y dominan la luminosidad total de la galaxia (Weedman et al. 1981; Balzano 1983; Gehrz, Sramek y Weeman 1983; Heckman 1998).

ESPECTRO DE LAS GALAXIAS STARBURSTS

Para estudiar y caracterizar una galaxia *starburst* se utilizan indicadores de la actividad de formación estelar, como son los colores, el brillo superficial y los rasgos del espectro, desde el UV hasta el NIR (Kinney et al. 1984; Heckman 1998).

Las galaxias *starburst* contienen una gran cantidad de estrellas masivas, que dan lugar a un espectro característico muy azul. De hecho, Sargent y Searle (1970) las definen como galaxias cuyo espectro óptico e infrarrojo cercano está dominado totalmente por una población joven y azul. Esto lo podemos ver en la Figura 1.1 donde se presentan los espectros suavizados (promediados con una caja de 200Å y normalizados a 4000Å) para diferentes tipos de galaxias lo cual nos permite ver el comportamiento medio de la emisión en cada tipo de objeto. Se presentan los espectros de un bulbo, una galaxia elíptica, galaxias espirales tipos S0, Sa y Sb y diferentes galaxias *starburst* con distintas cantidades de polvo.

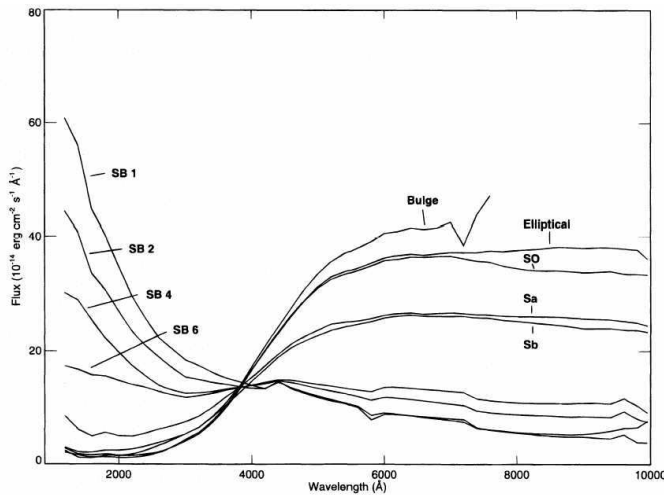


Figura 1.1: Espectros para diferentes tipos de galaxias. Kinney et al. (1996) muestran los espectros entre 1200Å y 10000Å normalizados en 4000Å de: un bulbo, una galaxia elíptica, una galaxia espiral tipo S0, una Sa, una Sb y para galaxias *starburst* (SB1, 2, 4, 6) con diferente cantidad de polvo. Las galaxias *starburst* están agrupadas según el exceso de color medio, desde $E(B-V) < 0.1$ (SB1) hasta $0.61 < E(B-V) < 0.70$ (SB6).

En la Figura 1.2 se muestran dos espectros del núcleo de la galaxia M33. El espectro superior fue observado por Long, Charles y Dubus (2002) cubriendo el rango [1200Å, 5600Å] y el espectro inferior, presentado por Gordon et al. (1999), completa el rango hasta 9100Å ([3300Å, 9100Å]). En este último se muestran además las líneas más intensas identificadas, como son las líneas de las series de Balmer y de Paschen. En el espectro también se observa el máximo de emisión en el UV (Figura 1.2), resultado de la alta temperatura ($T > 25000$ K) de las estrellas masivas ionizantes.

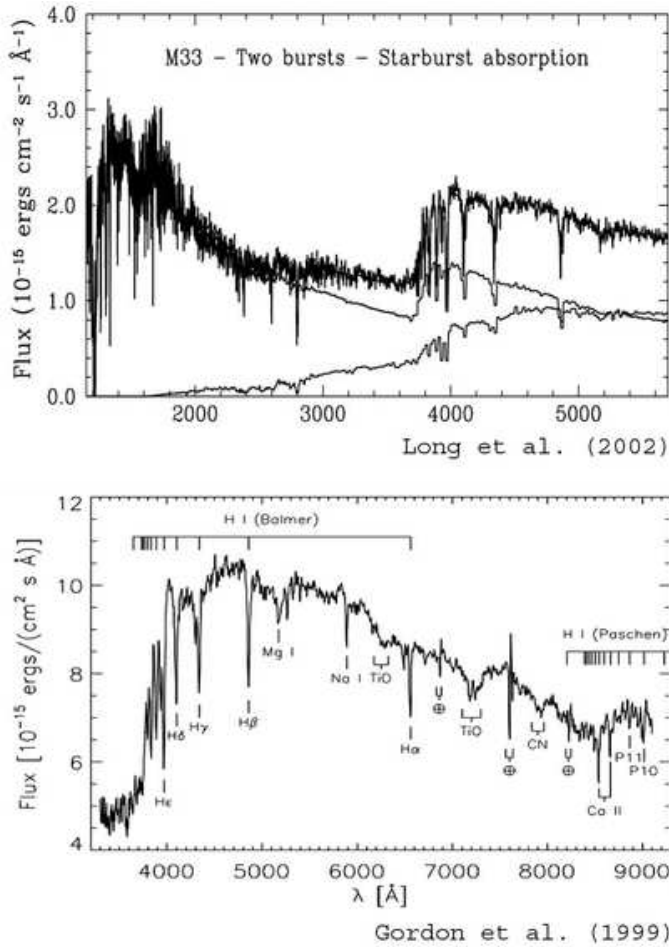


Figura 1.2: Espectros del núcleo de la galaxia *starburst* M33. El espectro superior fue tomado por Long, Charles y Dubus (2002) en el rango aproximado [1200Å, 5600Å] también se muestran unos ajustes al mismo, el espectro observado está en negrita. El espectro inferior completa el anterior, Gordon et al. (1999) muestran el espectro en el rango [3300Å, 9100Å], en él se muestran las líneas más intensas identificadas.

EL CONTENIDO DE GAS Y POLVO

Las galaxias *starbursts* son muy luminosas en el infrarrojo, con un rango de luminosidad típico de $L_{FIR} = [2 \times 10^{10} - 2 \times 10^{13}] L_{\odot}$ (Kennicutt 1998a), y muy ricas en gas molecular, con masas de H_2 en un rango de $2-60 \times 10^9 M_{\odot}$ (Sanders, Scoville y Soifer 1991), lo que supone que es de 0.5 a 30 veces mayor que la masa de H_2 de la Vía Láctea. Estas galaxias son numerosas en el Universo Local y dan cuenta de una parte importante de la formación estelar local; si consideramos las cuatro galaxias *starburst* más luminosas de Universo Local –M82, NGC 253, M83 y NGC 4945– veremos que son responsables del 25% de la formación estelar total local (Heckman 1998) y del 10% de la luminosidad bolométrica total observada en el universo local (Whittle ¹).

Las galaxias *starburst* se caracterizan por tener grandes cantidades de polvo lo que provoca que sufran de extinciones muy altas. La extinción puede provocar el oscurecimiento parcial o total del brote en el rango óptico y ultravioleta mientras se mantiene muy brillante en el infrarrojo (Sanders 1997). Las observaciones en radio tampoco están afectadas por

¹www.astro.virginia.edu/class/whittle/astr553/Topic11/Lecture_11.html

la extinción por lo que se suelen utilizar para estudiar la formación estelar y en general, la estructura del *starburst*. Los granos de polvo absorben la energía de todo el espectro electromagnético y la re-emiten en el infrarrojo en condiciones de equilibrio térmico. Las observaciones de la intensidad y distribución espectral de energía (SED de las siglas en inglés) de la emisión en el IR lejano proporcionan información valiosa de las propiedades de los granos y de la masa del polvo en el medio interestelar (Hildebrand 1983; la emisión de los granos de polvo se verá en más detalle en el apartado 1.5).

Las galaxias *starbursts* también son muy ricas en gas, material interestelar que al convivir con las estrellas se puede presentar en diversas fases (resultado de la retroalimentación de la formación estelar – ver Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988) que se resumen a continuación (Estalella y Anglada 1999):

- Regiones frías atómicas (HI). Las regiones HI difusas están compuestas por hidrógeno neutro atómico con la presencia de algunos iones de baja excitación (CII, CaII).
- Regiones frías moleculares (H₂). Las nubes moleculares están compuestas fundamentalmente por hidrógeno molecular (H₂), con trazas de otras moléculas (CO, NH₃, H₂O, etc.). Su temperatura típica es de $T \sim 10 - 30$ K. Debido a que su densidad es tan alta ($n(\text{H}_2) = 10^3 - 10^5 \text{ cm}^{-3}$) las nubes moleculares son los lugares de formación de las estrellas.
- Regiones calientes atómicas (gas internube). El gas internube está compuesto por hidrógeno atómico (HI) caliente, con una fracción de ionización 10–20%. Se distribuye alcanzando una gran altura sobre el plano galáctico y ocupa aproximadamente la mitad del volumen galáctico.
- Regiones fotoionizadas (HII). Las regiones HII están formadas por hidrógeno fotoionizado alrededor de estrellas jóvenes. Se encuentran dentro de nubes moleculares y son regiones creadas y mantenidas por los fotones ultravioletas estelares.
- Regiones ionizadas colisionalmente (gas coronal). Una fracción importante (20–60%) del volumen del medio interestelar está en forma de gas coronal (van Dishoek²). El gas coronal está formado por hidrógeno ionizado colisionalmente. Se detecta a partir de su emisión de rayos X blandos o duros, según la temperatura. Este gas es calentado por las explosiones de supernovas. La onda de choque calienta el gas a su paso hasta temperaturas de $10^6 - 10^7$ K y el gas tarda mucho tiempo en enfriarse porque es muy poco denso ($n < 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$) y el tiempo de recombinación es muy largo (Tenorio-Tagle 1996).

MECANISMO QUE DISPARA LA FORMACIÓN ESTELAR

El mecanismo que desencadena los estallidos de formación estelar en núcleos de galaxias no se conoce aún con certeza. Heckman (1998) indica que incluso para un *starburst*

²<http://www.strw.leidenuniv.nl/thi/common/outline.html>

moderado se requiere al menos 10^8 - $10^{10} M_{\odot}$ de gas frío para alimentar su formación estelar (suponiendo 100% de eficiencia en la conversión de gas en estrellas). El proceso de caída de material al centro de una galaxia parece indispensable para provocar un estallido estelar en el núcleo (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1997, 1998). Pero ¿qué mecanismo es el que lleva esta gran cantidad de gas al centro de la galaxia en tan poco tiempo? Las interacciones y los *mergers* (fusión de galaxias) entre galaxias son las opciones más probables. En la interacción de galaxias se produce un intercambio de material que podría provocar el disparo de la formación estelar. Nosotros vamos a centrarnos en los *starbursts* que tienen lugar en los núcleos de galaxias aparentemente aisladas (sin intercambio de material entre las galaxias) y que, por lo tanto, requieren de las reservas de gas de la galaxia para poder mantener esta formación estelar masiva durante un cierto tiempo, es decir se trataría de *starbursts* “endógenos”. En la mayoría de ellos hubo una interacción en el pasado con otra galaxia cercana. No consideramos, por tanto, objetos claramente interactuantes, como pares de galaxias, aunque entre ellos se encuentran los *starbursts* más luminosos del universo local, las ULIRs (Galaxias ultraluminosas en el infrarrojo).

1.2 Supervientos galácticos

El fenómeno más impactante resultante de un *starburst* es el superviento galáctico (SVG). El *starburst* expulsa de forma violenta el material procesado hasta distancias que exceden las dimensiones de la galaxia. La energía liberada por todas las explosiones de supernova y los vientos estelares de las estrellas del brote se va acumulando en una estructura de burbuja, que en el caso de brotes muy potentes y/o galaxias con un halo poco masivo, puede alcanzar el límite de la galaxia, expulsando así toda esta energía fuera de la misma. Este material expulsado es rico en metales, lo que constituye un elemento a considerar en el estudio del enriquecimiento del medio intergaláctico.

El prototipo de SVG lo encontramos en la galaxia *starburst* M82. Ya en 1963, Lynds y Sandage observaron y analizaron los filamentos que se extienden a grandes distancias del núcleo a ambos lados del disco y con velocidades de unos 1000 km s^{-1} . Además propusieron que tuvo que haber ocurrido una explosión violenta en el núcleo de la galaxia hace unos 1.5×10^6 años, que expulsó material fuera del núcleo. Esta fue por tanto una primera aproximación al concepto de los SVG. Esta estructura compleja de filamentos ha sido estudiada por varios autores (p. ej. Heckman, Armus y Miley 1987; Nakai et al. 1987; Bland y Tully 1988; Shopbell y Bland-Hawthorn 1998; Lehnert, Heckman y Weaver 1999; Hoopes et al. 2003). La evidencia más clara la ofrece la imagen tomada con el telescopio SUBARU en $H\alpha$ (Ohyama et al. 2002; ver Figura 4.1).

1.3 Supercúmulos estelares

Recientemente se ha descubierto, gracias a observaciones de alta resolución espacial con el Telescopio Espacial Hubble (HST, del inglés *Hubble Space Telescope*), que un *starburst* no es una entidad única sino que se estructura en un conjunto de entidades más pequeñas: Se trata de cúmulos de estrellas de gran masa y reducido tamaño, los supercúmulos estelares (SSC, del inglés *Super Star Clusters*). Estos SSC han sido observados en frecuencias ópticas, infrarrojas y en el ultravioleta y se caracterizan por ser muy compactos, con tamaños típicos

en el rango 1-6 pc (Meurer 1995; Maíz-Apellániz 2001; Whitmore et al. 1999; Hunter et al. 2000; de Grijs et al. 2003b); además son objetos masivos (10^4 – $10^6 M_{\odot}$, Ho 1997; Maíz-Apellániz 2001; Anders et al. 2004a; de Grijs et al. 2003b) y muy luminosos, con luminosidades bolométricas en el rango 10^{40} – $10^{42.5}$ (Strickland y Stevens 1999). Algunos autores han sugerido que estos supercúmulos estelares en su evolución llegarán a convertirse en cúmulos globulares, o dicho de otra manera que los SSC son los protocúmulos globulares (Ho 1997; van den Bergh 1995; Meurer 1995). Trabajos en cúmulos cercanos demuestran que tienen tamaños, velocidades de dispersión y masas similares a las de los cúmulos globulares típicos (Ho y Filippenko 1996a; Ho y Filippenko 1996b). Otro tipo de objetos que podrían estar relacionados con los SSC son las regiones HII ultradensas (UDHII, del inglés *Ultra Dense HII*; Johnson et al. 2001). Estos autores proponen que las UDHII constituyen el estado más temprano en la evolución de los cúmulos estelares masivos. Las UDHII no son observables en el óptico ni en el ultravioleta, pero sí en el infrarrojo medio y lejano y en radio. El estudio de estos objetos ayuda a completar una parte de la historia de la evolución de los cúmulos en la galaxia.

La existencia de los SSC fué propuesta en la década de los ochenta por varios autores (Schweizer 1982; Arp y Sandage 1985) aunque no fué hasta después del lanzamiento del HST cuando se empezó a contar con observaciones con la suficiente resolución espacial para poder descubrirlos y estudiarlos. Los SSC no sólo son trazadores de la historia de la formación estelar de la galaxia sino también de su evolución química, de la función inicial de masas y de otras características de los *starburst*.

En la Vía Láctea también se han encontrado SSC, como son el cúmulo de los Arcos (*Arches*), el cúmulo de los Quintillizos (*Quintuplet*) y el cúmulo Central. Figer et al. (2002) analizaron el cúmulo de los Arcos midiendo un límite superior para la masa de $7 \times 10^4 M_{\odot}$ y un radio de 0.23 pc. Además contiene el $\sim 5\%$ de las estrellas Wolf-Rayet de la Galaxia. El cúmulo de los Quintillizos es menos masivo que el de los Arcos, $\sim 10^4 M_{\odot}$ (Figer, McLean y Morris 1999) con un radio de ~ 1 pc. El cúmulo Central tiene similares características (Figer, McLean y Morris 1999). El cúmulo de los Arcos y el del Quintuplete se encuentran a unos 30 pc del centro Galáctico. Portegies-Zwart et al. (2002) estiman mediante modelos que en los 200 pc centrales de la Galaxia podría haber más de 50 SSC similares a estos ya estudiados. Esta predicción apoya el trabajo de Dutra y Bica (2000) que encontraron 58 candidatos a SSC en los 600 pc centrales utilizando observaciones de 2MASS.

Uno de los SSC más cercano es R136, en 30 Dorados, en la gran nube de Magallanes. Se ha estimado una masa inicial de $\geq 1.7 \times 10^4 M_{\odot}$ por Malumuth y Heap (1994) y $3 \times 10^4 M_{\odot}$ con un límite superior de $1.5 \times 10^5 M_{\odot}$ por Brandl et al. (1996).

1.4 El ciclo de la formación estelar.

Los brotes de formación estelar están asociados con una serie de procesos físicos muy energéticos, como son fotoionización del gas por las estrellas calientes, vientos estelares, explosiones de supernovas, entre otros. En las cercanías de estos estallidos estelares se encuentran estructuras gaseosas de cascarones, bucles, arcos, burbujas, filamentos, etc. Desde hace muchos años se han estado desarrollando modelos para estudiar que efectos provoca el *starburst* sobre el medio circundante y sobre la galaxia en general. En la Figura 1.3 podemos ver el cúmulo de estrellas jóvenes más masivo del Grupo Local de galaxias, 30 Dorados,

localizado en la Gran Nube de Magallanes, una de las galaxias más cercanas a la Vía Láctea, a una distancia de 52 kpc . Algunas de sus estrellas ya han explotado como supernovas liberando parte de su material al medio que les rodea. La expulsión de material se produce a velocidades supersónicas, generando ondas de choque que dan origen a la formación de arcos y filamentos en el gas. Este cúmulo es muy joven, 2–3 millones de años, en la Figura 1.3 vemos los efectos de las estrellas masivas re-estructurando el medio circundante. Los vientos de las estrellas del cúmulo han empezado a formar una burbuja de gas ionizado alrededor de R136 (arriba-izquierda). Un episodio de formación estelar más viejo fue debido al cúmulo Hodge 301, localizado en la parte inferior derecha de la imagen. Este cúmulo tiene unos 10 millones de años e incluye tres estrellas supergigantes rojas.

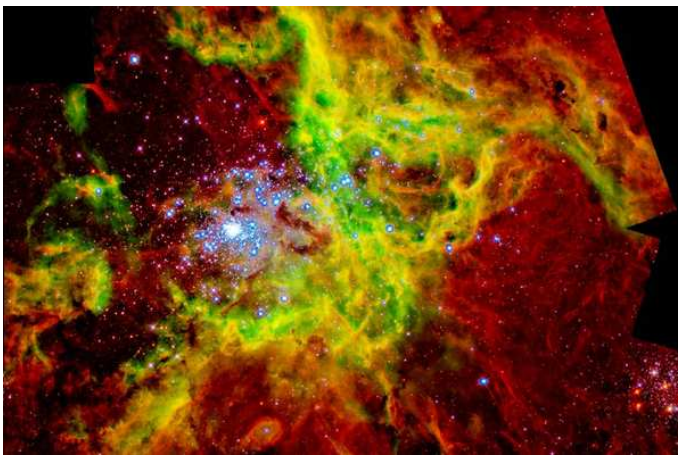


Figura 1.3: El cúmulo 30 Dorados observado con el HST. Composición realizada por Jesús Maíz-Apellániz de cinco imágenes tomadas con la WFPC2/HST. Este mosaico está compuesto de tres filtros continuos: I (rojo), V (verde) y U (azul), y dos filtros nebulares: [SII] (rojo) y $H\alpha$ (verde). Las regiones rojas muestran áreas de baja excitación (p. ej. hidrógeno neutro), las regiones amarillas-verdes muestran las áreas de alta excitación, donde la mayoría del hidrógeno se encuentra ionizado. El núcleo de 30 Dorados se llama R136.

Si tenemos un brote de formación de estrellas donde se están produciendo cientos de estrellas masivas, vamos a tener tres fuentes principales de energía: **vientos estelares**, **radiación ionizante** y **explosiones de supernovas**. Inmediatamente después de que la mayoría de las estrellas alcancen la secuencia principal se produce un intenso **campo de radiación ultravioleta** (UV) que provoca la ionización del medio circundante y la expansión del medio hacia zonas del gas de fondo menos denso (Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988). Prácticamente toda esta energía es proporcionada por estrellas O con masas $> 30 M_{\odot}$ (Abbott 1982). Este flujo ionizante UV se mantiene aproximadamente constante hasta que la mayoría de las fuentes ionizantes salgan de la secuencia principal ($> 10^7$ años) y entonces se produce una disminución rápida de este flujo UV.

Mediante los **vientos estelares** se aporta también una gran cantidad de energía al medio, principalmente debido a los vientos producidos por estrellas O y B0 y estrellas Wolf-Rayet (Abbott 1982). Si consideramos pérdidas de masa de $\dot{M} = [10^{-5}-10^{-6}] M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y velocidades terminales de más de 2500 km s^{-1} , cada estrella masiva puede depositar $\sim 10^{51}$ ergs en el medio interestelar durante toda su vida, lo que es equivalente a la energía liberada en una explosión de supernova. Para las estrellas con masa $> 15 M_{\odot}$ aunque se producen vientos, la deposición de energía va a estar dominada por su **explosión final como supernova**. En las estrellas que tienen masas por encima de $7 M_{\odot}$ se espera que terminen como supernova tipo II. Tenemos un gran número de estrellas con masas en el rango $7-15 M_{\odot}$ que puesto que tienen un tiempo de vida relativamente largo van a retrasar

su inyección de energía al medio en una escala de tiempo entre $1 - 5 \cdot 10^7$ años (Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988).

En la Figura 1.4 Tenorio-Tagle y Bodenheimer (1988) resumen la posible relación cerrada entre la formación estelar, la evolución estelar y la materia interestelar. Para el diseño de este esquema se han basado en la combinación de las teorías de muchos autores (ver discusión en Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988). El punto clave es que la formación de nubes moleculares, causadas por inestabilidades gravitacionales locales, es realmente una consecuencia de la formación estelar.

El ciclo empieza con la formación de las estrellas masivas y continúa con la producción de fotones ionizantes, produciendo a su vez las regiones HII y causando la alteración de la nube principal. Después de que las estrellas abandonen la secuencia principal, la recombinación da como resultado la vuelta a una nube de HI, seguramente con más metales.

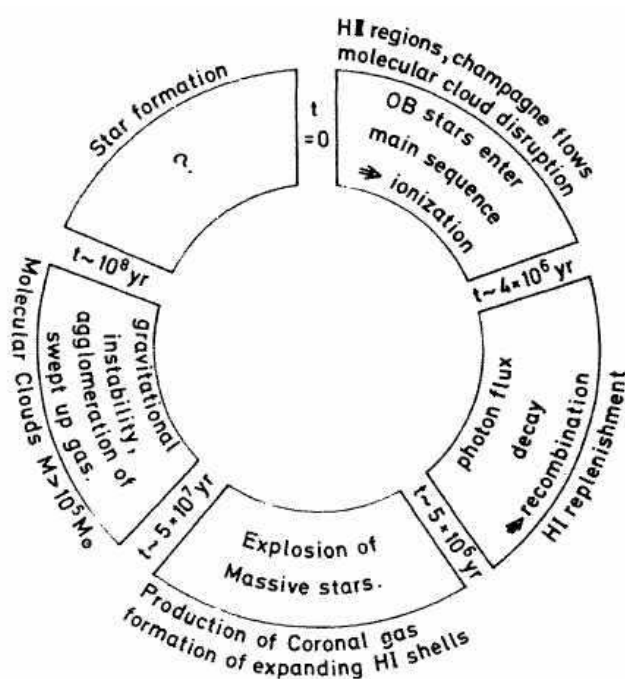


Figura 1.4: El ciclo de la formación estelar. Vemos la representación de una posible relación cerrada entre la formación estelar, la evolución estelar y la materia interestelar. (Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988)

Las consecuencias en el medio interestelar debidas a la radiación estelar ultravioleta son muy diferentes a las producidas por los vientos estelares y explosiones de supernovas. La radiación ultravioleta ioniza el gas circundante creando volúmenes de gas “templado” ($T_e \sim 10000$ K) y con una densidad similar a la que se tenía previamente en las cercanías de la estrella ($\sigma \sim 10-1000$ cm^{-3}) que se denomina región HII. En cambio, los vientos estelares y las explosiones de SN tienden a barrer el medio interestelar formando cascarones de gas templado e ionizado quedando dentro de ellos un volumen de gas muy caliente ($T_e \sim 10^6$ K) y muy poco denso ($n \sim 0.01$ cm^{-3}) al que se denomina gas coronal (Spitzer 1956). En el caso de los remanentes típicos es probable que crezcan hasta alcanzar un tamaño mayor que la escala de altura del disco galáctico (~ 200 pc) descargando su exceso de presión en el halo, en un tiempo $t \leq 10^7$ años, mucho antes que ocurra la última explosión de supernovas ($t \sim 5 \times 10^7$ años). En la imagen de 30 Dorados que hemos mostrado anteriormente se ve

claramente lo que acabamos de comentar.

Todos los sucesos más importantes o procesos que conducen a transiciones de fase en el medio interestelar están incluidos en el esquema (Fig. 1.4). Se supone que todas las estrellas están formadas al mismo tiempo y con esta suposición se establecen el momento en el que podría empezar cada uno de los procesos; hay que tener en cuenta que dos o más procesos pueden estar ocurriendo al mismo tiempo. De hecho vemos cascarones ionizados (como se ve en la imagen de 30 Dorados, Figura 1.3) lo que significa que hay un rango de tiempo en el que se da el ciclo. Los vientos estelares estructuran el medio interestelar y simultáneamente otras estrellas del brote ionizan las estructuras que vemos brillando en H_{α} . Podemos ver algunas de las consecuencias asociadas a cada proceso en la parte externa de las cajas. Este diagrama introduce un tema importante, el *feedback* o retroalimentación de la formación de estrellas (Oey y Muñoz-Tuñón 2002).

1.5 Emisión infrarroja

Una de las características de las galaxias *starburst* es que están afectadas fuertemente por la extinción debido a las grandes cantidades de polvo que contienen. Es, por tanto, muy importante estudiar esta componente de polvo y cuantificarla para saber cuanto puede estar afectándonos.

Los granos de polvo emiten la radiación en el rango infrarrojo (IR) del espectro electromagnético. El problema de este rango es que es prácticamente inaccesible desde Tierra, sobre todo el infrarrojo medio y lejano. El satélite IRAS (satélite astronómico infrarrojo) abrió las puertas a esta región espectral suponiendo un increíble avance para la astrofísica.

Tabla 1.2: Características del espectro infrarrojo (Darling 2003).

Región espectral	Rango de longitud de onda (μm)	Rango temperatura (K)	Objetos vistos
IR cercano	1 – 5	740 – 3000	Las estrellas rojas más frías, gigantes rojas, el polvo es transparente
IR medio	5 – 30	140 – 740	Planetas, cometas y asteroides, polvo calentado por luz de las estrellas, discos protoplanetarios
IR lejano	30 – 350	11.6 – 140	Emisión del polvo frío, regiones centrales de las galaxias, nubes moleculares muy frías

El dominio IR se extiende desde $1 \mu\text{m}$ (300 THz) hasta $300 \mu\text{m}$ y ha sido subdividido en tres regiones espectrales (como se presenta en la Tabla 1.2). El rango submilimétrico se extiende desde $300 \mu\text{m}$ hasta 1mm (300 GHz). En la Figura 1.5 se muestra un esquema de la transmisión de la luz a través de la atmósfera terrestre. Vemos que la atmósfera es opaca en la mayor parte del rango infrarrojo, salvo en en el infrarrojo cercano donde se localizan diferentes ventanas a través de las cuales pasa la radiación.

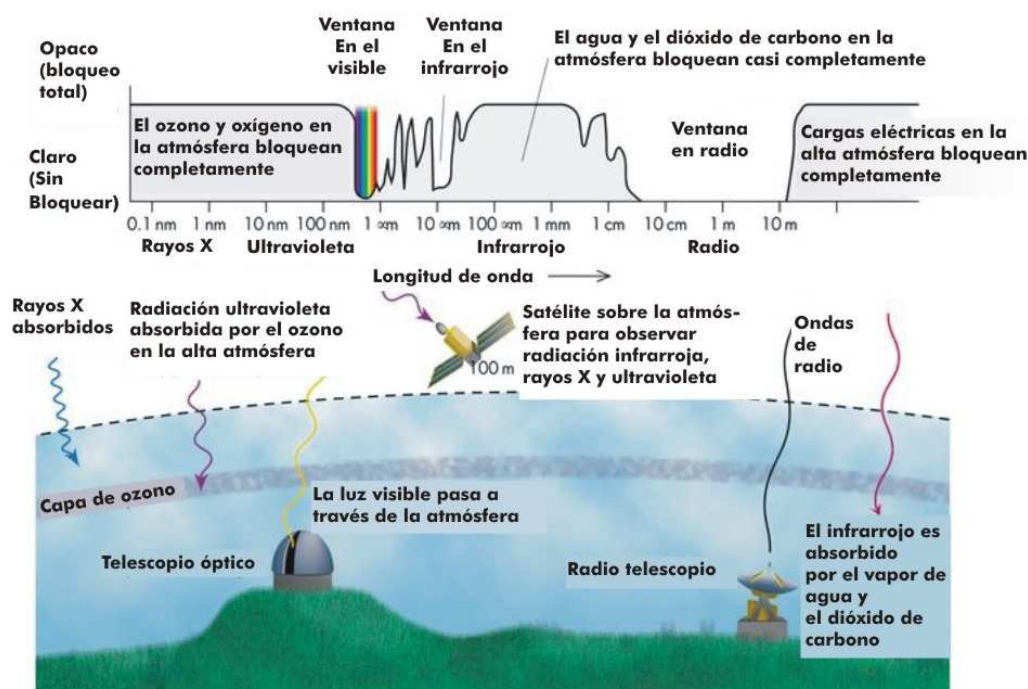


Figura 1.5: Diagrama que muestra la transmisión de la luz a través de la atmósfera terrestre. Se puede ver como la atmósfera es opaca prácticamente en todo el rango infrarrojo. Del libro *Explorations*, por Thomas Arny, McGraw-Hill (2000)

COMPONENTES TÉRMICAS DEL POLVO.

El proceso más importante de emisión en el continuo infrarrojo y a longitudes de onda más largas (submilimétricas y milimétricas), en las regiones de formación estelar, es la radiación térmica de los granos de polvo. Las pequeñas partículas de polvo (~ 0.01 – $1 \mu\text{m}$ de tamaño) que existen en las nubes moleculares absorben de manera muy eficiente la radiación de longitud de onda más corta que su tamaño y, cuando hay equilibrio entre calentamiento y enfriamiento, la reemiten como emisión en el continuo, principalmente a longitudes de onda largas. El espectro resultante es muy parecido al de un cuerpo negro caracterizado por una temperatura, y modificado por el efecto de un coeficiente de absorción que depende de la frecuencia (un cuerpo gris; Estalella y Anglada 1999)

El análisis de la distribución espectral de la emisión debida a los granos de polvo nos permite separar esta emisión en sus diferentes fases en el medio interestelar, principalmente gracias a la temperatura característica de cada fase. En diversos estudios (Rodríguez-Espinosa et al. 1996; Pérez García y Rodríguez-Espinosa 2001; Klaas et al. 1997) se explica cómo se puede ajustar la distribución espectral de energía de un objeto con diferentes cuerpos negros. Por ejemplo podemos ver en Pérez García y Rodríguez-Espinosa (2001) cómo mediante un método de inversión se asigna a cada componente del polvo un rango de temperaturas. De esta manera se establece que los granos de polvo responsables para cada una de estas componentes tienen temperaturas dentro de un rango determinado. El hecho

de poder distinguir entre componentes indica que cada una de ellas es debida a fuentes concretas diferentes con un perfil de temperaturas bien definido.

A continuación describimos cada una de las componentes con sus características:

◇ POLVO TEMPLADO:

Su pico de temperatura característica está en el rango 120-170 K; Se atribuye al polvo calentado por el núcleo activo y/o regiones de formación estelar masiva cerca del núcleo activo, nuclear o circumnuclear. Heckman et al. (1997) confirma que el polvo caliente puede ser también calentado por regiones de formación estelar masiva (*starburst*).

◇ POLVO FRÍO:

El rango de temperaturas obtenidas para esta componente está entre 40 y 70 K. El polvo frío está presente en todo tipo de galaxias, no sólo en galaxias activas, sino también en galaxias normales y de tipo *starburst*. El calentamiento de polvo a temperaturas de este rango es debido a estrellas de las asociaciones OB en regiones de formación estelar. Las temperaturas más altas corresponden a ritmos más altos de formación estelar (Young et al. 1989).

◇ POLVO MUY FRÍO:

Las temperaturas del componente más frío están en un rango entre 15 y 25 K. El campo de radiación interestelar calienta el polvo a estas temperaturas. En general, el polvo que se encuentra a temperaturas tan frías está compuesto por granos grandes de polvo en equilibrio térmico con el campo de radiación interestelar.

1.6 Objetivos y contenido de este trabajo

Los estallidos de formación de estrellas o *starbursts* en núcleos de galaxias son eventos en los que se forman más de $10^4 M_{\odot}$ de estrellas a un elevado ritmo en un área muy pequeña (menos de 1 kpc). La formación casi simultánea de cientos de estrellas masivas en el núcleo de una galaxia no sólo cambia su apariencia en el óptico, sino que tiene efectos en la estructura de la galaxia anfitriona. Los *starbursts* son laboratorios excelentes para estudiar los procesos de formación y evolución de estrellas masivas, así como del medio interestelar y su impacto en la evolución de las galaxias. La consecuencia final de algunos *starbursts* es la expulsión de todo el material procesado hacia fuera de la galaxia por medio de los supervientos galácticos. Los supervientos galácticos se proponen como los principales responsables de la presencia de metales en el medio intergaláctico. Siendo este último aspecto es la motivación final de este trabajo de tesis.

El objetivo principal de esta tesis es averiguar que condiciones deben darse en una galaxia para que sea capaz de generar los supervientos galácticos. Para ello hemos analizado tres galaxias *starburst* M82, NGC 253 y NGC 4631. La galaxia *starburst* M82 que es el caso cierto de supervientos galácticos en el universo próximo. Estudiaremos también las galaxias NGC 253 y NGC 4631 por ser galaxias propuestas por algunos autores como

galaxias sufriendo SVG debido a que la emisión de rayos X se extiende a grandes distancias sobre el disco.

La tesis se ha estructurado en ocho capítulos. El esquema seguido es el siguiente: en este primer capítulo se ha presentado una introducción a las galaxias *starbursts* así como a los supervientos galácticos. Se expone una revisión de las características de los *starburst*, así como de los SSC como entidades que constituyen los pilares básicos de los *starburst* y que han podido dar lugar a la estructura a gran escala de los supervientos galácticos. En el segundo capítulo se hace un resumen de los modelos teóricos que han sido presentados para explicar los supervientos galácticos haciendo hincapié en los que servirán de base en este trabajo de tesis. La metodología seguida en el análisis de cada uno de los tipos de observaciones utilizadas en este trabajo se encuentra en el capítulo 3. El estudio de la galaxia M82 se explica en el capítulo 4, en él se presenta el catálogo de SSC del *starburst* de esta galaxia. El catálogo de SSC de NGC 253 se muestra en el capítulo 5, así como un estudio de las componentes fotométricas en el infrarrojo medio y lejano. Para la galaxia NGC 4631 se presenta el catálogo de SSC en el capítulo 6 además del estudio de la cinemática del gas ionizado a partir de observaciones con Fabry-Perot. Una discusión de los resultados encontrados para las tres galaxias se expone en el capítulo 7, terminando en el capítulo 8 con las conclusiones y trabajo futuro.

Para facilitar la lectura de la memoria al principio de cada capítulo se presenta un resumen del mismo.

2

Teoría de los supervientos galácticos. Modelos teóricos

RESUMEN:

En este capítulo se presenta una recopilación de los principales trabajos teóricos sobre formación y evolución de los supervientos galácticos.

Empezamos presentando la teoría clásica de las diferentes zonas formadas en el medio interestelar debido a un brote de formación estelar que está liberando energía y expulsando material por medio de los vientos estelares y las explosiones de supernova. Este proceso forma una burbuja en el medio que, en determinadas condiciones, puede llegar a romperse expulsando todo el material rico en metales fuera de la galaxia, estableciendo una estructura de supervientos galácticos.

En segundo lugar, se describen en detalle las principales teorías que modelan la física de los supervientos. La concepción básica se centra en el brote de formación estelar o *starburst* como unidad que incluye la formación de una burbuja supergigante. Esta puede llegar a romperse al alcanzar el límite de la galaxia debido al déficit de presión externa. Se tratan pues aspectos como la importancia del grosor del disco o la caída de material del disco al *starburst*. Recientemente se ha elaborado más esta teoría, teniendo en cuenta la existencia de los supercúmulos estelares. El primer paso consiste en despejar un canal hacia fuera de la galaxia gracias a la rotura de la burbuja. A continuación, los supercúmulos estelares (SSC) forman ondas de choque inversas como consecuencia de la interacción de los vientos estelares de dos o más cúmulos cercanos, formándose filamentos de material que emiten en $H\alpha$ tal y como se observan en la galaxia M82 y que alcanzan grandes distancias sobre el disco. Estos modelos permiten hacer predicciones de las temperaturas, velocidades, emisiones en diferentes longitudes de onda, etc. observables.

Por último, en este capítulo, se introduce el código de síntesis evolutiva Starburst99 que será utilizado para la obtención de diferentes propiedades de los cúmulos. Además se dan detalles del programa CHORIZOS, que a su vez utiliza Starburst99 para obtener valores de la extinción, edad y metalicidad en el caso de cúmulos mediante cálculo de probabilidades de las diferentes soluciones posibles.

2.1 Evolución hidrodinámica de un brote estelar

En un brote de formación estelar se forman cientos de miles de estrellas de las cuales un 10% son estrellas masivas de más de $10 M_{\odot}$. Durante la evolución de un brote, los vientos estelares (principalmente de estrellas O, B0 y Wolf-Rayet) suministran energía mecánica al medio, que para pérdidas de masa de $\dot{M} = 10^{-5} - 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y velocidades terminales del viento de $\sim 2500 \text{ km s}^{-1}$ supone una deposición de energía al medio interestelar de $\sim 10^{51}$ ergios durante toda la vida de la estrella (Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988). Pero, ¿cuales son las consecuencias sobre el medio interestelar? Vamos a ver como este material supersónico va generando una onda de choque que barre el gas interestelar formando una estructura de burbuja (Tenorio-Tagle y Bodenheimer 1988).

PARTES DE UNA BURBUJA

Weaver et al. (1977) han elaborado una teoría para la formación de burbujas como consecuencia de la interacción de un viento estelar fuerte, que proviene de un brote de formación estelar, con el medio interestelar (ISM). En el esquema básico de una burbuja, suponiéndola como un sistema esférico en expansión, podemos encontrarnos cinco zonas diferentes (ver Fig. 2.1):

- a) *Starburst*: zona más interna donde se inyecta la masa y la energía. Se representa con el símbolo de una estrella en la Figura 2.1 (rojo).
- b) Zona dominada por los vientos estelares de alta velocidad (Figura 2.1, en gris).
- c) Zona de los vientos estelares chocados: el material al pasar por R1 (R1 se llama onda de choque inversa) se termaliza, es decir transforma toda la energía que está en forma de energía cinética (2500 km s^{-1}) a energía térmica, alcanzando temperaturas muy altas. Este material se observará en rayos X, se llama la *ejecta* (Figura 2.1, en azul).
- d) Cascarón que confina la burbuja de gas enriquecido: la onda de choque externa (R2) va barriendo el medio interestelar, que se va acumulando inmediatamente detrás. Se forma un cascarón de gas interestelar barrido. La superficie interna, de radio R_c , se llama discontinuidad de contacto (Figura 2.1, en naranja).
- e) Medio interestelar: zona externa a la burbuja que constituye en medio donde se encuentran todas las estrellas de la galaxia.

En cuanto a la morfología detallada de las burbujas, depende de como esté distribuido el ISM; por ejemplo, va a ser esférica si el medio tiene densidad constante, o en forma de 8 si el medio tiene estratificación horizontal (Silich et al. 2001).

SECUENCIA TEMPORAL EN LA EVOLUCIÓN DE UNA BURBUJA

Partimos de un brote masivo y muy luminoso, en el que suponemos que todas las estrellas se forman al mismo tiempo (brote instantáneo). La deposición de energía mecánica

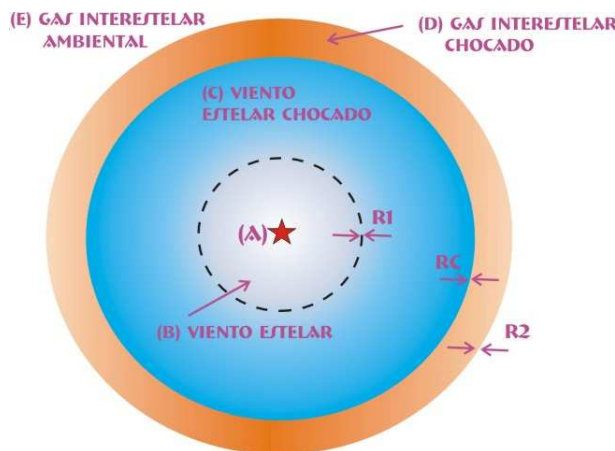


Figura 2.1: Esquema de las diferentes partes que forman una burbuja (propuesto por Weaver et al. 1977). El brote de formación de estrellas se ha representado en la figura con el símbolo una estrella.

del *starburst* puede ser a través de los vientos estelares y de las explosiones de supernovas. Las estrellas gigantes antes de morir como supernovas liberan gran parte de su materia por medio de los vientos estelares. Inicialmente la deposición de energía mecánica va a estar dominada por los vientos estelares pero a partir de unos 5 Maños domina la energía suministrada por explosiones de supernovas, como vemos en la Fig. 2.2 tomada del modelo Starburst99 (Leitherer et al. 1999).

Esta inyección de energía al medio interestelar se produce de forma violenta, con velocidades de $\sim 2500 \text{ km s}^{-1}$ y expulsa el gas que es rico en los elementos nuevos sintetizados. Este material eyectado empieza a barrer el medio interestelar al generar una onda de choque externa, que va acumulando material del medio interestelar formando un cascarón. A continuación, como consecuencia de la formación de esta onda de choque, el material empieza a termalizarse a partir de la onda de choque externa hacia dentro de la burbuja, formándose una onda de choque inversa que separa el material de los vientos estelares y el material termalizado. Este material termalizado alcanza temperaturas de $T > 10^7 - 10^8 \text{ K}$. La onda de choque inversa es la que frena el material del viento estelar. El borde interno de la burbuja delimita dos gases, el termalizado y el barrido, que están separados por una discontinuidad de contacto, en la que se produce evaporación, con lo que el medio interestelar se va enriqueciendo poco a poco, con los metales del gas termalizado (Silich et al. 2001).

Como consecuencia del enfriamiento radiativo, el material que se va barriendo en la onda de choque externa se va condensando en un cascarón delgado exterior que se mantiene ionizado a la temperatura típica de las regiones H II, debido al flujo de fotones ionizantes del brote central (Tenorio-Tagle, Muñoz-Tuñón y Cid-Fernandes 1996). Los cascarones desarrollan choques isoterms lo que hace que la densidad de los mismos sea \mathcal{M}^2 veces la densidad del medio interestelar, donde \mathcal{M} es el número de Mach de la onda de choque externa. A continuación se presentan algunas de las expresiones dadas en Tenorio-Tagle et al. (1996) para el cálculo de las propiedades dinámicas del cascarón. Estas ecuaciones suponen un cascarón delgado con una razón de inyección de energía continua.

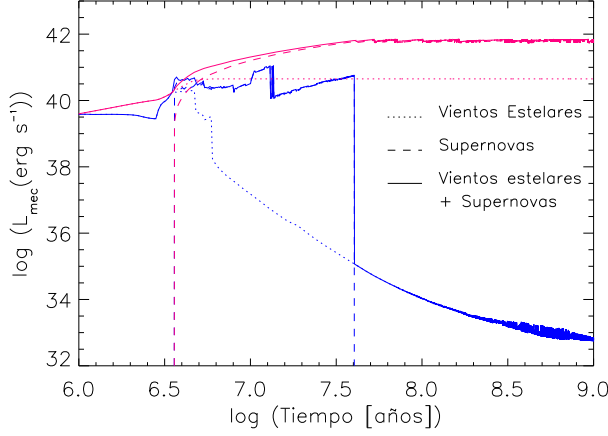


Figura 2.2: Energía mecánica producida por el brote en función del tiempo de evolución, para los casos instantáneo (azul) y continuo (rosa). Hemos considerado una FIM de Salpeter con un exponente de $\alpha = 2.35$ y un rango de masas de $1 M_{\odot}$ y $100 M_{\odot}$ para ambos casos así como una metalicidad de $0.008 (2/5 Z_{\odot})$. Para el brote continuo la tasa de formación estelar es $1 M_{\odot}$. Además podemos ver la contribución de los vientos estelares (línea punteada) y de las explosiones de supernovas (línea a trazos) a la energía mecánica. Tomado del modelo Starburst99.

Velocidad del cascarón

$$V_s(t) = 100 \left(\frac{L_{mec}}{n} \right)^{1/5} t_4^{-2/5} \quad [km s^{-1}] \quad (2.1)$$

Radio exterior

$$R_s(t) = 1.6 \left(\frac{L_{mec}}{n} \right)^{1/5} t_4^{3/5} \quad [pc] \quad (2.2)$$

Anchura grosor cascarón

$$\Delta R_s(t) = R_s(t) \left[\left(1 - \frac{1}{\mathcal{M}(t)^2} \right)^{1/3} \right] \quad [pc] \quad (2.3)$$

Masa del cascarón

$$M_s(t) = 0.07 L_{mec}^{3/5} n^{2/5} t_4^{9/5} \quad [M_{\odot}] \quad (2.4)$$

Luminosidad en $H\alpha$

$$L_s(t) = 1.6 \cdot 10^{34} \left(\frac{C_{HII}}{10} \right)^{-2} n t_4 L_{mec} \quad [erg/s] \quad (2.5)$$

Edad dinámica del cascarón :

$$t_4 = 62.5 \frac{R_s}{V_s} \quad [año] \quad (2.6)$$

donde:

- L_{mec} = luminosidad mecánica en 10^{36} erg/s
- n = densidad del ISM alrededor de la estrella, en cm^{-3}
- t_4 = edad del cascarón en 10^4 años
- C_{HII} = velocidad del sonido, en $km s^{-1}$

BLOW OUT

Hemos visto como un *starburst* forma una burbuja con el material expulsado por las supernovas y los vientos de las estrellas masivas. Esta burbuja tiene una presión muy alta que hace que se expanda y barra el gas del medio interestelar. El enfriamiento del material está definido por la expresión:

$$\Lambda = \frac{Q}{n^2} \quad (2.7)$$

donde Q es la razón de enfriamiento, n es la densidad del viento y Λ (Z, T) es la función de enfriamiento interestelar.

En este modelo, el tiempo de enfriamiento tanto del material barrido como del termalizado se hace menor que la escala de tiempo de la expansión de los vientos. Se complica un poco más el planteamiento del problema si consideramos un modelo geométrico más realista, en el que el **medio interestelar sea plano-paralelo estratificado** (como es el caso del *starburst* en un disco). La burbuja se va a expandir en el eje menor y una vez alcanza un diámetro de varias veces la escala de altura del disco va a pasar de la fase radiativa a la fase de *blow-out*. El cascarón de material barrido se acelera hacia fuera y se fragmenta debido a las inestabilidades de Rayleigh-Taylor. El viento se propagará hacia el medio intergaláctico a velocidades de varios miles de km s^{-1} (Heckman et al. 1993). Una versión esquemática de este proceso se muestra en la Figura 2.3. En el diagrama superior de la misma se muestra la fase radiativa antes del *blow-out*. El material chocado (SW) puede ser una fuente importante de emisión en rayos X. La burbuja se alarga en la dirección perpendicular al disco ya que es la dirección donde el gradiente de presión es mayor. El gas chocado que forma el cascarón emite en el óptico. En el diagrama inferior (Fig. 2.3) se muestra la situación después del *blow-out*, la cavidad formada por la burbuja se rellena de viento en expansión libre. Alrededor de los pedazos de material del cascarón que quedan flotando en el halo se formarán ondas de choque (BS; Heckman, Lehnert y Armus 1993) en forma de arcos como consecuencia del choque de los vientos libres contra estas nubes, emitiendo en líneas en el óptico y UV.

Como vemos en las ecuaciones 2.1 y 2.2, tanto la velocidad como el radio del cascarón dependen inversamente de la densidad del medio, con lo que si el cascarón alcanza una región del halo de la galaxia donde la densidad disminuye fuertemente, la velocidad y el radio aumentarán provocándose el *blow-out*. La sección del cascarón que se ve acelerado sufre la inestabilidad de Rayleigh-Taylor y se fragmenta, quedando trozos del cascarón flotando en el material termalizado (Fig. 2.3-abajo). Estos fragmentos van a emitir en $\text{H}\alpha$ puesto que están emitiendo fotones ionizantes del *starburst*. Por otro lado, el gas termalizado emite en rayos X y se expande por los orificios hacia el gas de los alrededores menos denso. En este caso, todos los elementos procesados que se encontraban dentro de la burbuja pasarán al medio intergaláctico enriqueciéndolo (Silich et al. 2001). Pero no necesariamente el primer *blow-out* produce los SVG ya que, dependiendo de las dimensiones y forma del halo de la galaxia el viento termalizado puede volver a formar una segunda onda de choque y generar otra estructura similar a la descrita anteriormente (Silich y Tenorio-Tagle 2001).

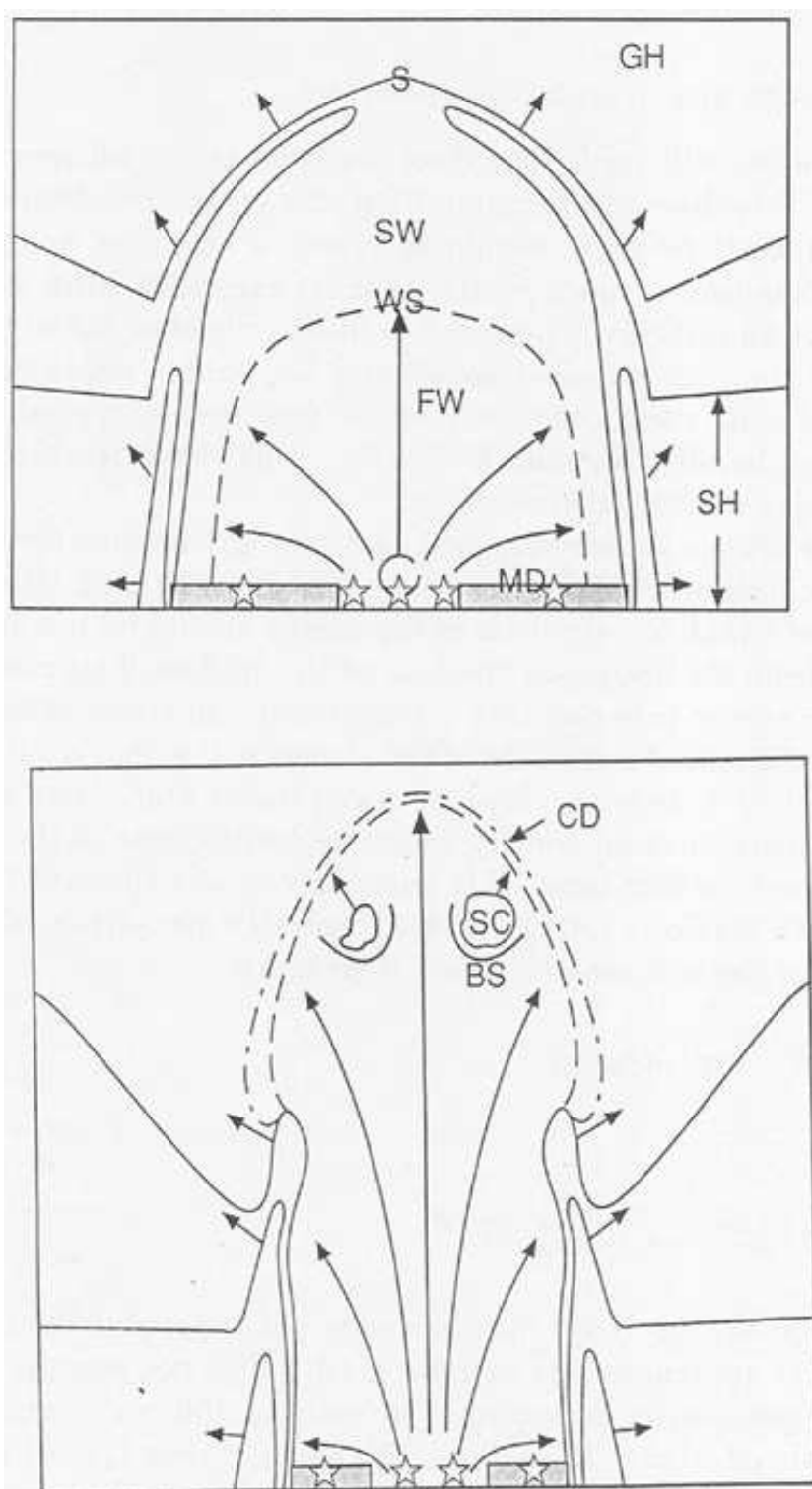


Figura 2.3: Esquemas de los diferentes escenarios en la evolución de una burbuja. En la figura superior muestra la fase radiativa antes de romperse la burbuja. Y la inferior después de producirse el *blow-out*, que provoca la inestabilidad de Rayleigh-Taylor y el viento se expande libremente. Heckman et al. (1993) en http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/March01/Heckman/Heckman_contents.html

EVAPORACIÓN

La evaporación es un proceso también importante, aunque de menor impacto en los supervientos galácticos. En la Figura 2.4 se presenta un esquema del proceso de evaporación del material del cascarón que está en contacto con el viento termalizado. Una parte del cascarón (Fig. 2.4-zona 3) no está en contacto con el material procesado (Fig. 2.4-zona 1) de la burbuja por lo que no se enriquece. La superficie del cascarón en contacto con el gas termalizado (Fig. 2.4-zona 2) sufre el proceso llamado evaporación. El *ejecta* tiene más energía por lo que sus electrones al tener un recorrido libre medio mayor van penetrando en la cáscara y van arrancando parte de este material, que se va diluyendo dentro del gas caliente. Este proceso depende de la densidad de ambos gases y, en cualquier caso, la masa que se pueda añadir por este proceso resulta despreciable. Un caso particular sería cuando llegue al extremo de romperse la burbuja (inestabilidad de Rayleigh-Taylor) y se forme una mayor. Entonces nos quedan los pedazos de la antigua cáscara flotando dentro del gas caliente y dependiendo siempre de las densidades, dichos pedazos se pueden “disolver” contribuyendo de un modo apreciable a la masa del gas caliente.

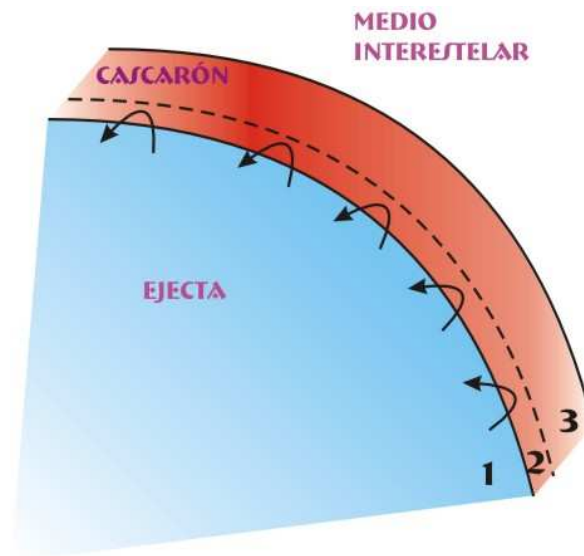


Figura 2.4: Esquema del proceso de evaporación del material del cascarón.

La evaporación térmica ha sido estudiada por Cowie y McKee (1977) y McKee y Cowie (1977a, 1977b), trabajos recogidos en Tenorio-Tagle (1996). Estos autores analizaron los flujos de calor clásicos y saturados y la introducción de material dentro de la fase caliente. En el caso cuasiestacionario los valores del flujo total de calor F y el flujo de masa \dot{m} a través del frente, entre el material termalizado y el barrido, es constante. Se está suponiendo en que el camino libre medio de los electrones es menor que la escala característica del gradiente de temperatura (clásico). Pero cuando estos son comparables (saturado), el flujo de calor va a depender de la velocidad característica v_{sat} que es similar a la velocidad térmica de los electrones. Ellos adoptaron la condición de que el flujo de energía neta debe de ser

cero a través del frente para que las tasas de pérdida de masa de las nubes o cascarón sean:

$$\dot{M}_{clásica} = 2.75 \times 10^4 T^{2.5} r_{pc} g \quad [s^{-1}] \quad \text{cuando } 0.03 \leq \sigma \leq 1 \quad (2.8)$$

$$\dot{M}_{saturada} = 3.75 \times 10^4 T^{2.5} r_{pc} \phi \Sigma g \quad [s^{-1}] \quad \text{para } \sigma \geq 1 \quad (2.9)$$

Donde σ es la razón entre el flujo de calor clásico y el flujo de calor saturado, T es la temperatura en el interior y $\Sigma = (T/1.54 \times 10^7)^2 (nr_{pc}\phi)^{-1}$, r es el radio de la nube en parsecs y ϕ da cuenta de la geometría de la nube y de la configuración del campo \mathbf{B} (< 1).

El proceso de evaporación también ocurre cuando la *ejecta* encuentra condensación preexistente del ISM, la disuelve y diluye, bajando la metalicidad promedio del material de la *ejecta*.

ROTURA PARCIAL DE LA BURBUJA

Una posible variación al *blow-out*, y consecuentemente a la inestabilidad de Rayleigh-Taylor, sería la posibilidad de que la burbuja se rompiera por varios sitios y el gas se escapase a través de estos huecos con mucha presión (ver Fig. 2.5). En este caso podrían formarse localmente arcos del material barrido por estos “chorros” de material termalizado. Si son muchos y muy pegados pueden terminar uniéndose y formar un nuevo cascarón (ver Fig. 2.6-A). Otra configuración que podemos encontrarnos es una burbuja dentro de otra burbuja (ver Fig. 2.6-B). Esta puede tener dos posibles explicaciones, una es la que acabamos de ver, que se haya escapado gas y se forme la segunda burbuja y otra que tengamos un nuevo brote muy cercano al primer brote ya apagado que tenga la energía suficiente para formar una nueva burbuja, queda un cascarón vacío y un nuevo cascarón formado por un nuevo brote.



Figura 2.5: Esquema de la formación de arcos fuera de la burbuja al romperse esta.

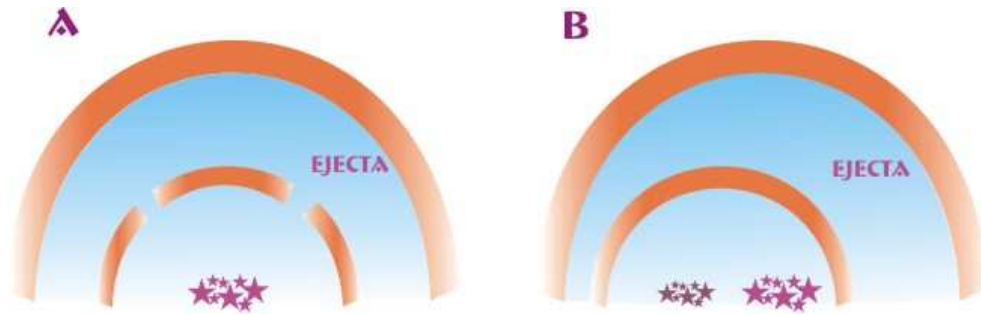


Figura 2.6: Esquema de dos posibles procesos que pueden explicar la presencia de dos burbujas contenidas una dentro de otra.

EXPRESIONES BÁSICAS PARA EL VIENTO LIBRE

Una vez el cascarón de una burbuja se rompe todo el material termalizado que se encontraba en la region B–viento estelar chocado (ver descripción de las partes de una burbuja en la Figura 2.1)– se escapa hacia fuera en forma de un viento fuerte, denominado viento libre (esquema en la Figura 2.7).

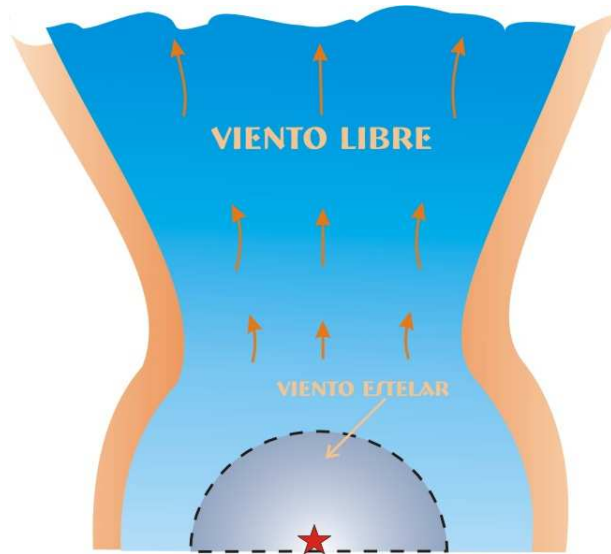


Figura 2.7: Esquema básico de viento libre. Si el cascarón de una burbuja se rompe todo el material termalizado se escapa hacia fuera de la galaxia en forma de un fuerte viento.

Chevalier y Clegg (1985) proponen una solución analítica para el viento libre suponiendo que el gas termalizado se expande hacia fuera de la región de formación estelar y después se enfría adiabáticamente alcanzando una distribución de temperatura proporcional a $r^{-4/3}$. Estas ecuaciones han sido la base para los posteriores modelos hidrodinámicos. En ellas se supone que el viento es tan fuerte que las fuerzas gravitacionales no están involucradas y que este es simétricamente esférico. Las ecuaciones dinámicas para el flujo son :

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (\rho v r^2) = q \quad (2.10)$$

$$\rho u \frac{du}{dr} = -\frac{dP}{dr} - qu \quad (2.11)$$

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} \left[\rho u r^2 \left(\frac{1}{2} u^2 + \frac{\gamma}{\gamma - 1} \frac{P}{\rho} \right) \right] = Q \quad (2.12)$$

donde:

- para $r < R_{SB}$: $q = \dot{M}/V$; $Q = \dot{E}/V$; $V = 4/3 \pi R_{SB}^3$. Siendo \dot{M} la razón de deposición de masa y \dot{E} la razón de deposición de energía mecánica.
- para $r > R_{SB}$: $q = Q = 0$
- R_{SB} = radio que indica el límite de masa y entrada de energía
- $Q = n^2 \Lambda$ es la razón de enfriamiento, n es la densidad de partículas del viento (cm^{-3}) y $\Lambda(Z, T)$ es la función de enfriamiento interestelar que podemos ver como depende de la temperatura y de la metalicidad en la Figura 2.8
- r = coordenada radial
- $u = u(r)$ = velocidad del viento
- $\rho = \rho(r)$ = densidad del viento
- $P = P(r)$ = presión térmica del viento
- γ = índice adiabático

Estas expresiones se simplifican utilizando el número de Mach, $\mathcal{M} = u/c$, donde c es la velocidad del sonido y es igual a $(\gamma P/\rho)^{1/2}$. Para $r = R_{SB}$ el número de Mach es igual a 1.

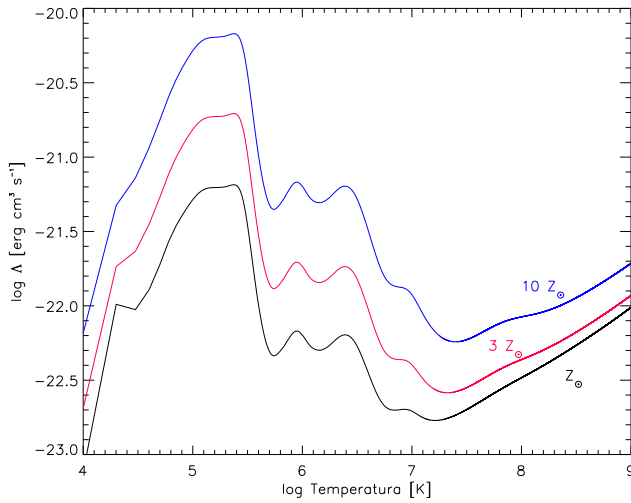


Figura 2.8: Función de enfriamiento para tres valores diferentes de la metalicidad (Z_{\odot} , $3 Z_{\odot}$ y $10 Z_{\odot}$) en función de la temperatura. Cedita por Ary Rodríguez, Sergey Silich y Guillermo Tenorio-Tagle.

2.2 Modelos para la formación de los supervientos galácticos

Hemos visto en la sección anterior como se forma una superburbuja en una galaxia *starburst*. Las estrellas del *starburst* expulsan una gran cantidad de energía por medio de los vientos estelares y las explosiones de supernovas que barren el medio interestelar formando una cavidad. Si la burbuja alcanza los límites de la galaxia todo el material procesado se escapa hacia el medio intergaláctico, formándose el superviento galáctico. La onda de choque externa, que barría el medio interestelar y formó el cascarón que delimitaba la burbuja, se pierde debido a que no hay material suficiente que contenga la alta presión del material termalizado de la burbuja que fluye hacia el medio intergaláctico como viento libre. Se han desarrollado múltiples modelos teóricos que explican la formación y la evolución de los supervientos galácticos (entre otros, Chevalier y Clegg 1985; Tomisaka y Ikeuchi 1988; Norman e Ikeuchi 1989; Heckman, Armus y Miley 1990; De Young y Heckman 1994; Suchkov et al. 1994; Leitherer y Heckman 1995; Wang 1995; Murakami y Babul 1999; Strickland y Stevens 2000). En este capítulo se presentará un resumen de algunos de los modelos más representativos para el trabajo que se ha llevado a cabo aquí, centrándonos en el modelo que ha sido la base para esta tesis.

Modelo de Tomisaka & Ikeuchi (1988)

Mediante simulaciones hidrodinámicas en dos dimensiones estos autores explican la formación de una burbuja de varios cientos de parsecs. Esta estructura se forma mediante la liberación de energía de las explosiones de supernova del brote estelar masivo que se encuentra en el núcleo de la galaxia. Consideran un disco grueso. La burbuja formada se va elongando perpendicularmente al disco hasta que se rompe en los polos liberando el material caliente hacia arriba. Este material puede alcanzar hasta 1–2 kpc.

Modelo de Suchkov et al. (1994)

Las simulaciones hidrodinámicas en 2D consideran una estructura de dos componentes, un disco delgado y un halo de baja densidad. Primero los vientos estelares producen un viento suave que va formando una cavidad vertical en el disco y en el halo. Estas condiciones van a favorecer el escape del gas caliente en la posterior fase dominada por las explosiones de supernovas. La emisión en rayos X blandos viene de los vientos chocados y no de los vientos en sí mismos. La componente de rayos X duros está dominada por el material del viento.

Estos dos modelos requieren que los *starburst* tengan una gran cantidad de energía mecánica ($L_{\star} \geq 10^{40}$ erg/s). Estas estructuras deben tener unas condiciones determinadas para que se mantengan el tiempo suficiente y las podamos ver.

Modelos de Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (1997, 1998)

Estos autores proponen la caída de material del disco hacia el corazón del *starburst* para explicar las estructuras biconicas observadas en los supervientos galácticos. Para ello muestran cálculos hidrodinámicos en dos dimensiones. Parten de la interpretación basada en

los modelos hidrodinámicos de Tomisaka y Ikeuchi (1988) para brotes de formación estelar nucleares en discos gruesos y que posteriormente fue extendida por Suchkov et al. (1994) para discos delgados rodeados de un halo de baja densidad. Esta primera interpretación de los modelos propuestos anteriormente se presenta en el modelo de disco estático. A continuación Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (1997) y Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (1998) presentan un modelo donde se incluye la caída de material en el núcleo para un disco grueso. Es importante aclarar que el concepto de grosor del disco no se traduce en unas dimensiones absolutas determinadas; no es directamente interpretable con lo que se entiende por disco grueso por ejemplo en la Vía Láctea. En este contexto el disco es grueso si sus dimensiones son mucho mayores que las del *starburst* y se considera disco delgado cuando ambas dimensiones son comparables.

a) Modelo de disco estático

Las diferentes regiones y distribuciones hidrodinámicas esperadas en estos modelos se pueden ver en la Fig. 2.9. El esquema adoptado es como sigue: los vientos estelares van barriendo el gas del ISM formando una onda de choque externa (la que delimita la burbuja) lo que provoca que se forme una onda de choque interna que termaliza los vientos estelares, este material termalizado rellena el volumen de la burbuja. Si el cascarón alcanza el halo de la galaxia, el material caliente de la burbuja se expande a grandes velocidades, cercanas a la velocidad del sonido (varios cientos de km s^{-1}) generando a su vez supervientos galácticos. Chevalier y Clegg (1985) dedujeron las dependencias para el viento expandiéndose libremente con la densidad ($\sim R^{-2}$), temperatura ($\sim R^{-4/3}$) y presión ($\sim R^{-10/3}$).

Esta es la interpretación clásica de la generación de los supervientos galácticos. Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (1998) discuten los principales problemas que presenta este modelo:

1. La gran presión que se genera en la superburbuja hace que el cascarón de material interestelar limitado por la onda de choque externa se expanda (ya que no es estacionaria) aumentando rápidamente su tamaño, tanto que exceda las dimensiones de los conos observados (ver Fig. 2.9).
2. La gran presión de la superburbuja conduce rápidamente a una cavidad central gigante, mucho más grande que las observadas alrededor del *starburst*.
3. En todos los cálculos previos el *starburst* tiene la luminosidad mecánica suficiente para expulsar el material, pero los modelos no tienen en cuenta que los discos pequeños no son capaces de generar *starburst* potentes.

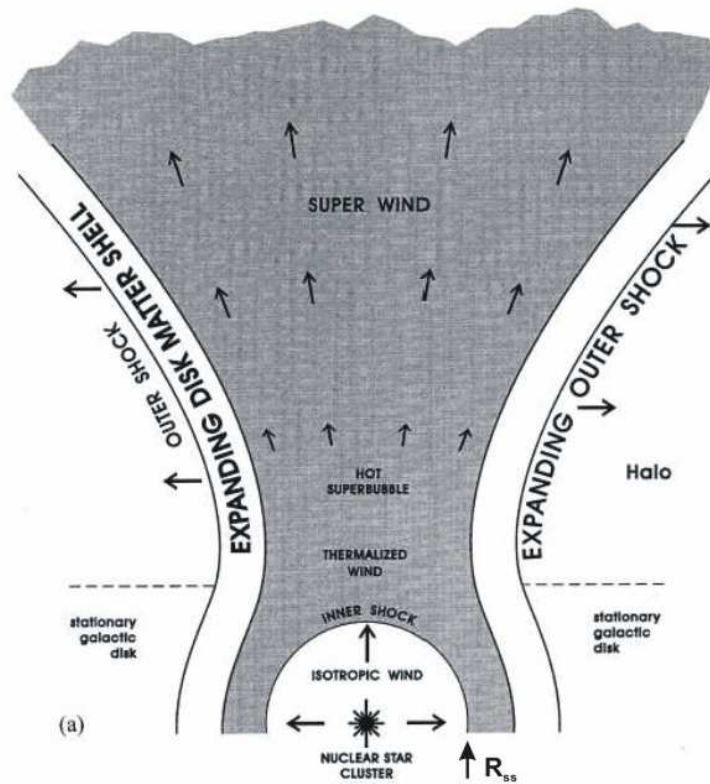


Figura 2.9: Modelo de disco estático (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1998).

b) Modelo de disco grueso estacionario (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1998)

La distribución central en este modelo es igual que en el modelo anterior, salvo que se introduce la caída de material hacia el *starburst*. Cuando se alcanza el equilibrio de presiones entre los vientos estelares y el material del disco cayendo, la onda de choque interna adopta una posición estática (R_{ss}), siendo este radio menor que el grosor del disco de la galaxia (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1998). Los problemas que presenta el modelo de disco estático se resuelven con la caída de material hacia el corazón del *starburst* (ver Fig. 2.10), consiguiendo un flujo estacionario (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1997). Además esta caída de material es necesaria para poder mantener la tasa de formación estelar tan alta que se presenta en estos objetos (Larson 1987).

En cuanto a la onda de choque externa se separa en dos sectores: un sector se encarga de termalizar el material del disco que va cayendo y también se vuelve estacionario, a un radio $R_{os} \sim (1.5 - 2) R_{ss}$; el otro sector se expande rápidamente desarrollándose dentro del halo de la galaxia y terminando por envolver gran parte del disco de la galaxia. El segundo sector empieza a expandir el cascarón de material barrido hasta que termina sufriendo la inestabilidad de Rayleigh-Taylor. El viento termalizado y el material del disco procesado por el sector estacionario de la onda de choque externa, producen un aumento de presión

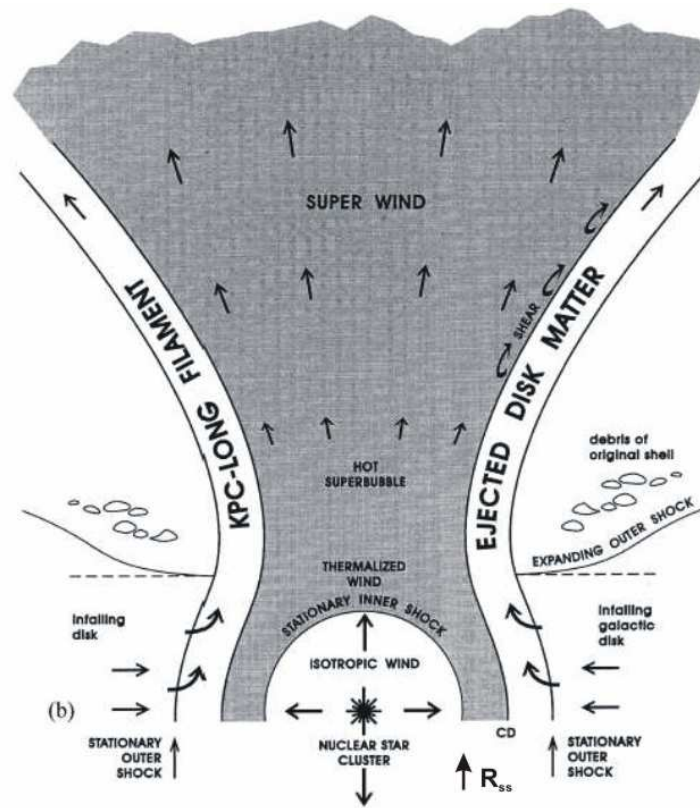


Figura 2.10: Modelo de disco grueso estacionario (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1998).

en el flujo, como consecuencia ambos van a moverse rápidamente a regiones con presión más baja. Este material del disco que ha caído en la onda de choque externa va a fluir fuera del disco de la galaxia, formando una estructura bicónica estrecha. Una vez esté bien desarrollado el viento, comienza el fenómeno de evaporación (*shear*), que hace que se aumente hasta diez veces la velocidad a la que escapa este material (Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 1998).

Resultados numéricos de Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (1998) muestran como la inyección continua de materia a través de la onda de choque externa (sector estacionario) causa una eyección continua de materia que forma unos conos de una escala de kpc que limitan el superviento galáctico central.

Modelo de supercúmulos estelares (Tenorio-Tagle et al. 2003)

Recientemente Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003) publicaron una ampliación de sus modelos teóricos. Por un lado, sus cálculos hidrodinámicos de supervientos galácticos que se expanden libremente tienen en cuenta un fuerte enfriamiento radiativo. Por otro lado, los SVG están producidos por un conjunto de supercúmulos estelares (SSC). Este modelo es la base teórica principal de este trabajo de tesis. En efecto estudiaremos la población de SSC en tres galaxias (M82, NGC 253 y NGC 4631) para determinar si son capaces de

formar una estructura de supervientos galácticos en el halo de la galaxia.

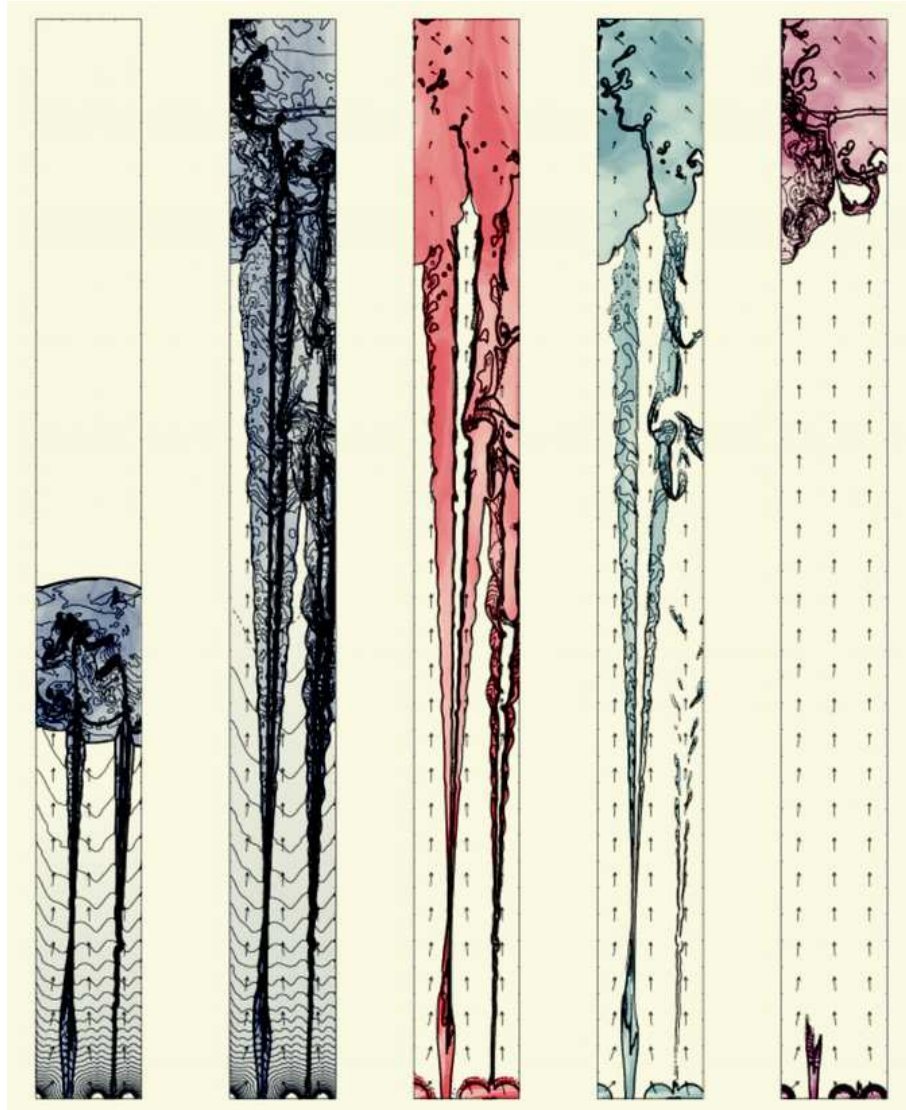


Figura 2.11: Modelo de supercúmulos estelares (Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón 2003). Los paneles tienen dimensiones de $100 \text{ pc} \times 1 \text{ kpc}$, muestran densidades y velocidades, o temperaturas y velocidades, a lo largo de la malla computacional para diferentes estadios de la evolución del viento. En este ejemplo del modelo se consideran tres SSC de un millón de masas solares cada uno y separados entre sí 30 y 60 pc. Los dos primeros paneles muestran contornos de isodensidad de material (con una separación logarítmica $\Delta = 0.1$) así como el campo de velocidades, cuyo valor en cada punto se deduce proporcionalmente de la mayor flecha de cada panel, que representa mil kilómetros por segundo. Los tiempos de evolución para estos dos primeros paneles son 4.82×10^5 y 1.39×10^6 años y la metalicidad es diez veces la solar. En los últimos tres paneles se representa la temperatura del gas en el rango de 10^4 – 10^5 , 10^5 – 10^6 y 10^6 – 10^7 K, para el último tiempo calculado. La alta metalicidad induce a un fuerte enfriamiento que lleva a que el gas, sometido a la onda de choque, colapse en forma de finos filamentos.

Las estrellas masivas en un *starburst* producen grandes cantidades de metales, esta alta metalicidad tiene un impacto muy fuerte en las propiedades de enfriamiento del material que es expulsado y, por tanto, en las propiedades observacionales del SVG. Más adelante se presentan las expresiones que tienen en cuenta el enfriamiento radiativo.

El modelo muestra como la interacción de los vientos de los SSC vecinos provoca un conjunto de ondas de choque oblicuas que son capaces de estructurar el material expulsado en una red de filamentos densos y fríos, con tamaños de kiloparsecs, originados cerca de la base de la estructura del material expulsado.

El primer paso consiste en abrir un canal en el halo de la galaxia. Esto se explica considerando que inicialmente la colección de supercúmulos estelares actúa en conjunto formando una cavidad central de material barrido con los vientos, tal y como se explica en el anterior modelo. Una vez esté abierta la cavidad central los SSC empiezan a actuar individualmente. En la Figura 2.11 vemos un ejemplo. En él se consideran tres SSC de un millón de masas solares cada uno y separados entre sí 30 y 60 pc. Los paneles tienen dimensiones de $100 \text{ pc} \times 1 \text{ kpc}$, muestran densidades y velocidades, o temperaturas y velocidades, a lo largo de la malla computacional para diferentes estadios de la evolución del viento. Los dos primeros muestran contornos de isodensidad del material (con una separación logarítmica de $\Delta = 0.1$), así como el campo de velocidades, cuyo valor en cada punto se deduce proporcionalmente de la mayor flecha de cada panel, que representa mil kilómetros por segundo. Los tiempos de evolución para estos dos primeros paneles son 4.82×10^5 y 1.39×10^6 años. En los últimos tres paneles se representa la temperatura del gas en el rango de 10^4 – 10^5 , 10^5 – 10^6 y 10^6 – 10^7 K, para el último tiempo calculado. La metalicidad del gas inyectado se fijó en diez veces la metalicidad solar. En la Figura 2.11 vemos como interaccionan los vientos estelares de cada cúmulo con el del compañero formándose una onda de choque inversa por donde es expulsado el material procesado por el SSC y que adopta la morfología de filamento que emite en $\text{H}\alpha$. La emisión en rayos X blandos se superpone con la de $\text{H}\alpha$ como se ha observado en M82. La emisión en rayos X duros está localizada entorno a los SSC (último panel).

ENFRIAMIENTO RADIATIVO

En el contexto de este modelo pasaremos a presentar las expresiones para los supervientos galácticos. Los puntos más importantes que se han considerado son, primero se tiene en cuenta el enfriamiento radiativo y segundo el *starburst* está compuesto de una colección de supercúmulos estelares, que actúan tal y como se presenta en la teoría de Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003).

Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (2003), Silich y Tenorio-Tagle (2003) y Silich, Tenorio-Tagle y Rodríguez-González (2004) presentan dos cálculos hidrodinámicos en dos dimensiones para supervientos galácticos, teniendo en cuenta el enfriamiento radiativo y la evolución química del gas. Sabemos que los brotes violentos de formación estelar influyen en gran medida en el medio interestelar en el que se encuentran, mediante la formación de estructuras como las superburbujas o supervientos galácticos y también mediante el enriquecimiento del mismo por los materiales recién formados en el brote, hay, por tanto, una evolución química en el medio interestelar galáctico e intergaláctico.

El enriquecimiento causado por las supernovas fue incorporado en los modelos por Silich et al. (2001) donde suponían un brote instantáneo con una función inicial de masas de Salpeter e incorporando la producción de hierro y oxígeno. Los contenidos de hierro y oxígeno resultantes se pueden ver en la Figura 2.12. En el caso A no se considera la evaporación del cascarón exterior y representa un límite superior para la metalicidad de la superburbuja. En el caso B sí se considera la evaporación y representa un caso más realista, se ve que el oxígeno alcanza un máximo después de los 6 millones de años de evolución y luego disminuye lentamente hasta $0.1 Z_{\odot}$ al final de *starburst*, alcanzando la metalicidad solar después de los 10 millones de años.

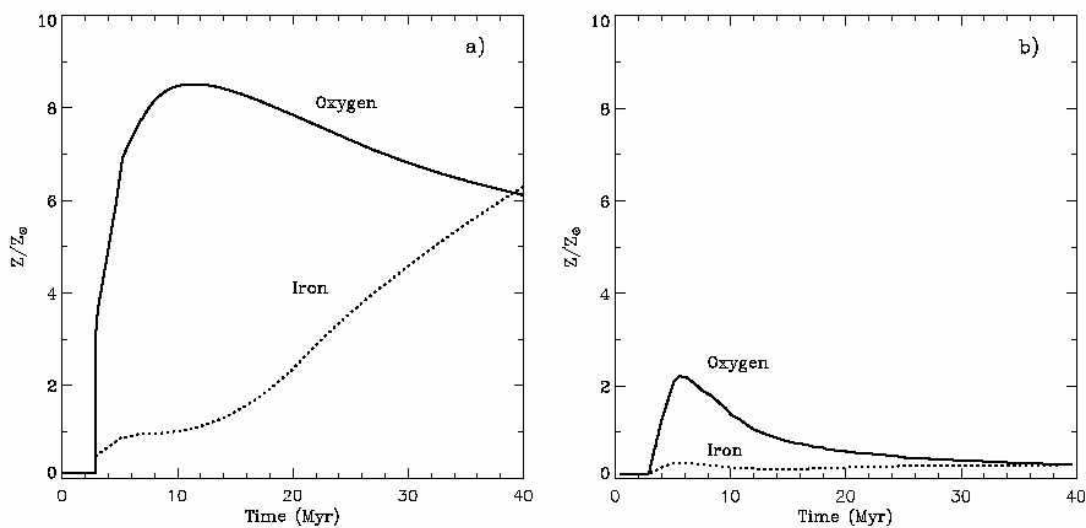


Figura 2.12: Contenido de hierro y oxígeno de las superburbujas como función del tiempo, en unidades solares, presentado por Silich y Tenorio-Tagle (2003). Se presenta la metalicidad del gas caliente cuando no se considera (caso A, izquierda) la evaporación del cascarón exterior frío y cuando si se considera (caso B, derecha).

El corto espacio entre los SSC garantiza una termalización muy eficiente de todos sus vientos y explosiones de supernova haciendo que la sobrepresión central conduzca a una superburbuja o incluso a la formación de los supervientos galácticos. Las propiedades del material expulsado resultante van a estar completamente definidas por tres parámetros (Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón 2003):

1. La razón de deposición de masa, \dot{M}_{SB}
2. La razón de deposición de energía mecánica, L_{SB}
3. El radio que abarcan las fuentes que han nacido recientemente, R_{SB}

Las razones totales de deposición de energía y masa definen la temperatura central T_{SB} y la velocidad del sonido c_{SB} para $r = R_{SB}$. Chevalier y Clegg (1985) mostraron que en $r = R_{SB}$ el flujo de energía térmica y cinética suponen exactamente $9/20$ y $1/4$ del flujo de energía total. Después de cruzar la frontera $r = R_{SB}$ el gas es acelerado rápidamente

por el brusco gradiente de presión alcanzando la velocidad terminal ($V_\infty \approx 2c_{SB}$), esto es debido a la conversión de la energía térmica en energía cinética. Tal y como mostraron Chevalier y Clegg (1985) a continuación la densidad, temperatura y presión térmica van a disminuir como r^{-2} , $r^{-4/3}$ y $r^{-10/3}$, respectivamente. Así el gas termalizado, primero se expande rápidamente y luego se enfría adiabáticamente hasta alcanzar una distribución de temperatura proporcional a $r^{-4/3}$. Se espera que el material expulsado se vea en líneas de emisión y en rayos X.

Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (2003) siguen las ecuaciones propuestas por Chevalier y Clegg (1985) suponiendo un viento esféricamente simétrico que no está afectado por la fuerza gravitacional del cúmulo central ni de la componente de materia oscura galáctica. La única diferencia es que también consideran el enfriamiento radiativo (Q) fuera de la región de formación estelar, es decir, para $r = R_{SB}$. De éstas obtienen las siguientes expresiones válidas en la frontera R_{SB} :

$$\dot{M}_{SB} = (0.1352\pi\gamma)^2 \frac{L_{SB}}{c_{SB}^2} \quad (2.13)$$

$$P = 0.0338 \dot{M}_{SB}^{1/2} L_{SB}^{1/2} R_{SB}^{-2} \quad (2.14)$$

$$T = \frac{0.299\mu}{K} \frac{L_{SB}}{\dot{M}_{SB}} \quad (2.15)$$

$$u = c_{SB} = \left(\frac{\gamma KT}{\mu} \right)^{1/2} \quad (2.16)$$

$$\rho = \frac{\dot{M}_{SB}}{4\pi R_{SB}^2 c_{SB}} \quad (2.17)$$

donde:

- μ es la masa media por partícula del viento
- K es la constante de Boltzman
- $\gamma = 5/3$ es la razón del calor específico

Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (2003) resuelven la ecuación del viento libre con una función de enfriamiento realista y una metalicidad solar para el viento, $Z_w = Z_\odot$, en el límite de R_{SB} . El enfriamiento no afecta a la velocidad del viento ni a la distribución de densidad. Después de cruzar la frontera $r = R_{SB}$ el flujo se acelera rápidamente alcanzando la velocidad terminal ($V_\infty \sim 2 c_{SB}$) y una distribución de densidad r^{-2} . Sin embargo, el perfil de temperatura resultante depende altamente de r y se puede desviar bastante de la solución adiabática (ver Figura 2.13).

Se puede establecer una frontera aproximada que separe los casos adiabático y fuertemente radiativo igualando la escala de tiempo de enfriamiento radiativo (τ_{cool}) con la escala de tiempo dinámica característica (τ_{dyn}):

$$\tau_{cool}(r) = \frac{3kT}{n\Lambda} \quad (2.18)$$

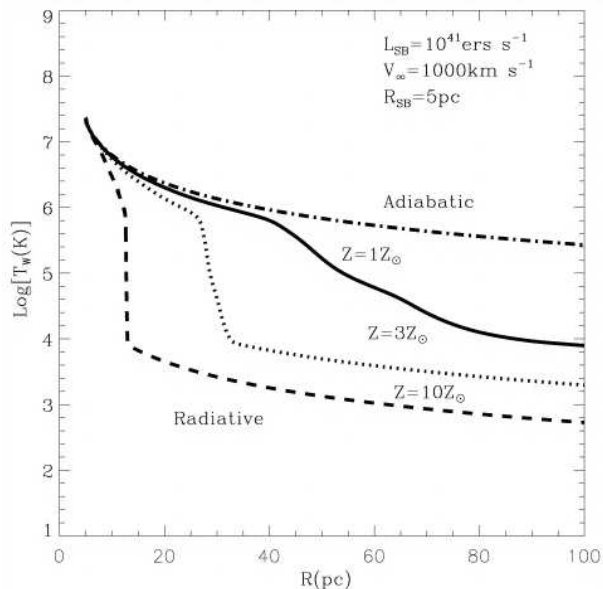


Figura 2.13: Perfiles de temperatura de supervientos galácticos de Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (2003). La línea de trazo-punto-trazo muestra la distribución de temperaturas para la solución adiabática de Chevalier y Clegg (1985). Las otras curvas muestran el efecto del enfriamiento radiativo para diferentes metalicidades del superviento.

$$\tau_{dyn}(r) = \int_{R_{SB}}^r \frac{dr}{u(r)} \quad (2.19)$$

En la Figura 2.14 podemos ver las curvas correspondientes para diferentes razones de deposición de energía mecánica, velocidades terminales del viento, y metalicidades del viento como función de R_{SB} . Si los parámetros iniciales del viento, L_{SB} y R_{SB} , caen debajo de la curva de velocidad terminal el enfriamiento no es eficiente y las desviaciones de la solución adiabática son despreciables. En cambio, si caen por encima de la curva, el enfriamiento radiativo domina la distribución de temperatura del viento.

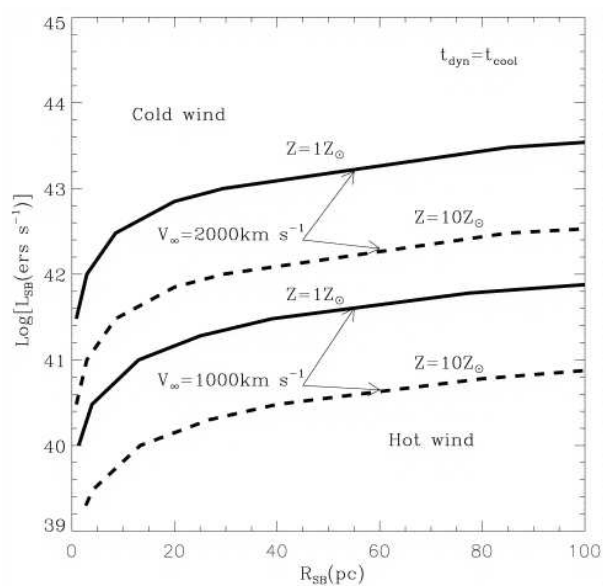


Figura 2.14: Comparación de supervientos adiabático y radiativo de Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (2003). Las líneas dividen las zonas donde los supervientos son fuertemente radiativos (encima de las líneas) y las zonas de soluciones adiabáticas (debajo de las líneas), para diferentes valores de la velocidad terminal (V_∞) y la metalicidad.

Las conclusiones a las que llegan Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (2003) es que las distribuciones de velocidad y densidad prácticamente no se ven afectadas por el enfriamiento radiativo, en cambio, si éste es eficiente, la distribución de temperatura se desvía fuertemente de la solución adiabática, forzando así el gas a alcanzar rápidamente una temperatura de $\sim 10^4$ K. Además, el enfriamiento radiativo es más eficiente para los cúmulos estelares más compactos, ya que la densidad del viento es mayor y por lo tanto también es mayor el ritmo de enfriamiento.

En la Figura 2.15 se presentan la estructura del material expulsado de viento frío impulsado por un *starburst* compacto. Esta queda dividida en tres partes: una primera capa con temperaturas superiores a la temperatura de corte de rayos X, $T = 5 \times 10^5$ K; una zona intermedia de enfriamiento con temperaturas dentro del rango $10^4 \leq T \leq 5 \times 10^4$ K, en esta zona el gas se enfría efectivamente y emite fotones además de los fotones ultravioletas (UV) producidos por el contenido estelar del cúmulo; por último, una capa externa fría con una temperatura por debajo de 10^4 K, este halo neutro está ionizado por radiación UV que se escapa del cúmulo y de la zona intermedia.

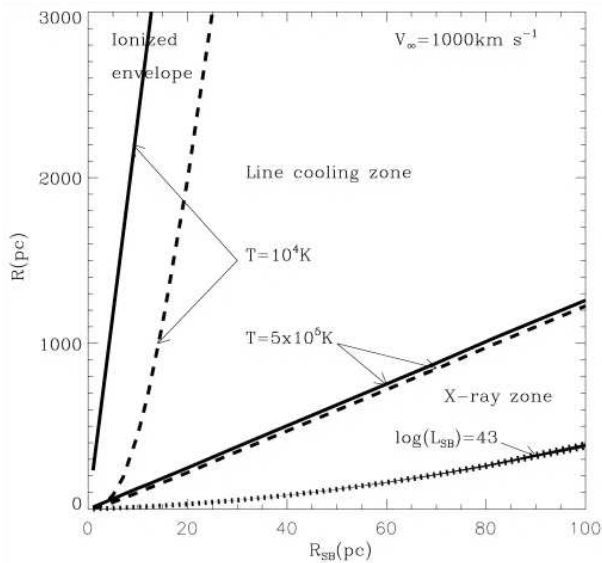


Figura 2.15: Estructura interna de las regiones de viento libre de Silich, Tenorio-Tagle y Muñoz-Tuñón (2003). Las líneas sólidas marcan la distancia a la cual un superviento de $10^{41} \text{ erg s}^{-1}$, con una velocidad de $V_{\infty} = 1000 \text{ km s}^{-1}$, alcanza una temperatura de 5×10^5 y 10^4 K como una función del radio inicial R_{SB} , para una solución adiabática. Las líneas discontinuas presentan la localización modificada de las dos temperaturas límite proporcionadas por el enfriamiento del gas ($Z = Z_{\odot}$). Las líneas de puntos marcan la posición de las dos temperaturas límites para un *starburst* energético ($10^{43} \text{ erg s}^{-01}$).

El enfriamiento radiativo modifica la estructura interna del superviento trayendo la frontera externa de la zona que emite en rayos X y la frontera interna de la envoltura fría más cerca del SSC cambiando las predicciones para las luminosidades en $H\alpha$ y rayos X, con lo que la emisión en rayos X desaparece a grandes distancias y solamente llega de zonas cercanas a la región de formación estelar provocando una caída de la luminosidad en rayos X total. La tendencia en la emisión en $H\alpha$ es diferente. Capas de superviento más densas toman valores por debajo de 10^4 K y estas van a ser ionizadas por el cúmulo estelar central y por los fotones en rayos X suaves para volverse visibles en el régimen de líneas ópticas. Esto provoca un aumento de la luminosidad $H\alpha$. Nótese que para cúmulos compactos la diferencia entre las predicciones para el modelo adiabático y radiativo pueden alcanzar al menos dos ordenes de magnitud.

2.3 Modelos de síntesis evolutiva

Los modelos de síntesis evolutiva permiten obtener información importante de la población estelar de un brote de formación estelar. En estos modelos se suponen expresiones analíticas para la formación estelar y la función inicial de masas, que juntos determinan el número de estrellas de una masa dada que se han formado en un tiempo dado. Para construir un modelo, se usa una muestra de trazas de evolución estelar para distintas masas estelares en función del tiempo, a partir de ellas se obtienen las demás propiedades del brote, como son las magnitudes en diversos rangos espectrales, colores, luminosidades, anchuras equivalentes, etc. en función del tiempo, utilizando para ello modelos de atmósferas estelares o librerías espectrales.

En los últimos años se han desarrollado diferentes modelos de síntesis evolutiva. Algunos de estos modelos son los de Bressan y colaboradores y Bruzual y Charlot, ambos publicados en CD-ROM por Leitherer et al. (1996), además de los de Floc y Rocca-Volmerange (1997), Cerviño y Mas-Hesse (1994), entre muchos otros. Nosotros vamos a centrarnos en este trabajo en Starburst99 (Leitherer et al. 1999), que es un conjunto de modelos de síntesis evolutiva. En él se consideran brotes de formación estelar con características diferentes, desde los más potentes hasta las regiones H II con una formación estelar menos extrema. Utilizaremos Starburst99 porque es un modelo muy completo que cubre todas las propiedades de la formación estelar que queremos estudiar; además, es muy sencillo de utilizar y está disponible en la red.

2.3.1 Starburst99

Starburst99¹ es uno de los modelos de síntesis más utilizado. En él se incluyen múltiples predicciones como distribuciones espectrales de energía, perfiles de líneas espectrales en el ultravioleta (UV), luminosidades y colores, etc. El código que han desarrollado ha sido actualizado mediante modelos nuevos de atmósferas y se han implementado los últimos modelos de evolución estelar del grupo de Ginebra (Lejeune, Cuisinier y Buser 1997). Se consideran dos casos para la formación estelar, por un lado, que el brote de formación estelar sea instantáneo, es decir, se supone que todas las estrellas se han formado juntas y al principio y, por otro, que la formación estelar sea continua y con un ritmo constante. Los parámetros están normalizados a una masa total de $10^6 M_{\odot}$ pero es aplicable a cualquier cúmulo ya que si queremos calcular la energía mecánica, el número de fotones ionizantes, la luminosidad bolométrica, la luminosidad en $H\alpha$, etc. simplemente debemos escalar estas magnitudes con la masa del cúmulo (en unidades de $10^6 M_{\odot}$). En el caso de formación estelar continua el ritmo de formación estelar está normalizado a $1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. Todos los modelos se presentan para cinco metalicidades, $Z = 0.040, 0.020(=Z_{\odot}), 0.008, 0.004$ y 0.001 y tres funciones iniciales de masas (FIM): (1) una FIM de Salpeter con exponente $\alpha=2.35$ y con un rango de masas de $M_{min}=1 M_{\odot}$ y $M_{max}=100 M_{\odot}$, (2) una FIM de Miller-Scalo con exponente $\alpha=3.3$ y con un rango de masas de $1-100 M_{\odot}$, (3) una FIM de Salpeter con

¹Starburst99 es un software disponible en la red y un paquete de datos diseñado para modelar espectrometría y propiedades relacionadas con las galaxias con formación estelar. Fue desarrollado en el *Space Telescope Science Institute* (Baltimore, EE.UU.) por C. Leitherer y colaboradores. Para más información ver Leitherer et al. (1999)

exponente $\alpha=2.35$, con un rango de masas de $1-30 M_{\odot}$. Se cubre un rango de edades entre 10^6-10^9 años con un paso de 0.1 Maños. Todos estos modelos están disponibles en internet² y además se ofrece la oportunidad de aplicar el programa con unos parámetros específicos diferentes de los estándar, como es el caso en el que se necesite una FIM diferente de las disponibles o un modelo sintético de atmósferas diferente.

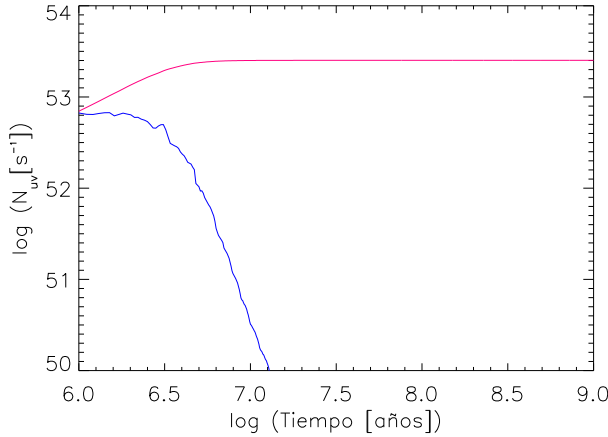


Figura 2.16: Número de fotones ionizantes producidos en función del tiempo de evolución en millones de años. Para el caso de brote instantáneo (línea azul) y para el brote continuo (línea rosa), se ha considerado una masa total de $10^6 M_{\odot}$ y una FIM con un exponente $\alpha = 2.35$ y un rango de masas entre $1 M_{\odot}$ y $100 M_{\odot}$. El brote continuo es un proceso de formación continuada de estrellas con una tasa de $1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. Consideramos una metalicidad de $Z = 0.008$ para ambos casos. Tomado del modelo Starburst99.

Que un brote sea instantáneo o continuo provoca una evolución y características del mismo completamente diferentes. Esto se puede ver, por ejemplo, en la producción del número de fotones por debajo de los 912 \AA o capaces de ionizar el hidrógeno (Fig. 2.16). Vemos que para el caso de brote instantáneo la evolución es muy rápida, después de 10^7 años las estrellas masivas ya han explotado como supernovas y las menos masivas han evolucionado hasta alcanzar temperaturas más bajas. El número de estrellas O y, por lo tanto, el número de fotones ionizantes, permanece constante mientras se encuentren en la secuencia principal hasta el momento que empiezan a explotar como supernovas, aproximadamente a $t = 3.5 \cdot 10^6$ años. A continuación la disminución del flujo de fotones es muy rápida. Para el caso de formación estelar continua en el tiempo vamos a tener un equilibrio entre las estrellas que nacen y que mueren y, por lo tanto, el número de fotones ionizantes se mantiene constante.

En la evolución de la energía mecánica (Fig. 2.2) también se ven los diferentes comportamientos. Para un brote instantáneo la energía mecánica está dominada por la energía depositada por las explosiones de supernovas a partir de 3.5 millones de años, también es muy importante la contribución de los vientos estelares durante toda su vida. En el caso del brote continuo la cantidad de energía producida va aumentando con el tiempo debido a que continuamente están naciendo estrellas, finalmente alcanza un valor constante en la luminosidad por encima de 3×10^7 años de evolución.

La fase de evolución estelar de Wolf-Rayet (WR) representa el estado final de la vida de estrellas masivas y dura $< 1 \times 10^6$ años. Las estrellas WR tienen vientos estelares muy intensos, densos y calientes con velocidades terminales en el rango de $400-5000 \text{ km s}^{-1}$ y tasas de pérdida de masa extremadamente elevadas del orden de $3.31 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$

²<http://www.stsci.edu/science/starburst/>

(Nugis y Lamers 2000), las más altas entre todas las clases estelares conocidas. Este denso viento estelar es el que le da la forma característica al espectro tipo WR (líneas de emisión intensas y ensanchadas), y donde se origina la radiación libre-libre. Por tanto, la detección de rasgos de Wolf-Rayet es un indicador de edad muy importante. Este periodo en el que un fuerte y denso viento estelar lanza masa desde la superficie estelar con un ritmo muy alto lleva a la estrella hacia una inestabilidad que terminará con la estrella mediante una explosión de supernova³. Lo que se encuentra es que hay muy pocos brotes que presenten rasgos de Wolf-Rayet, lo que podría ser un indicador de que la mayoría de ellos son brotes instantáneos. Además de mostrar que se trata de un brote instantáneo nos indica que es un brote muy joven. Esta fase de Wolf-Rayet supone solamente el 20% de la vida de las estrellas masivas con lo que acota bastante la edad del *starburst* como podemos ver en la Figura 2.17.

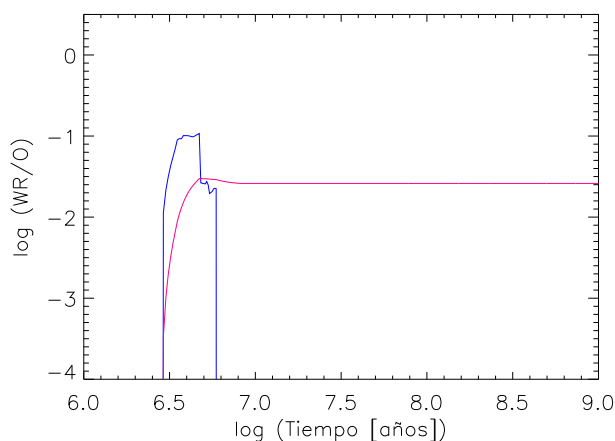


Figura 2.17: Relación de estrellas Wolf-Rayet sobre estrellas O en función del tiempo de evolución. Las estrellas Wolf-Rayet se detectan porque presentan líneas de emisión muy fuertes. Presentamos para el caso de brote instantáneo (línea azul) y para el brote continuo (línea rosa).

2.3.2 Código χ^2 para el modelado y la caracterización parametrizados de datos fotométricos y espectrofotométricos

A *CHI-square cOde for parameteRized modellIng and characteriZation of phOtometry and Spectrophotometry* (CHORIZOS; Maíz-Apellániz 2004) es un código χ^2 para el modelado y la caracterización parametrizada de datos fotométricos y espectrofotométricos, es decir, ajusta una familia arbitraria de modelos de distribuciones espectrales de energía a datos fotométricos multicolores y/o espectrofotométricos. Este utiliza dos parámetros libres intrínsecos (por ejemplo edad y metalicidad para cúmulos estelares) y dos parámetros extrínsecos (cantidad y tipo de extinción).

CHORIZOS es un código de minimización χ^2 que busca a partir de los parámetros espaciales múltiples soluciones y proporciona estimaciones de los errores con posibles restricciones preestablecidas. Está especialmente diseñado para identificar posibles degeneraciones en los parámetros y soluciones múltiples. El código está escrito en IDL y está disponible para la comunidad astronómica⁴.

³<http://research.amnh.org/users/orsola/MassiveWR.html>

⁴<http://www.stsci.edu/~jmaiz>

En este trabajo de tesis vamos a utilizar varios de los modelos descritos en este capítulo. El primero y más importante, es el modelo de SSC propuesto por Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003). Nosotros vamos a catalogar y caracterizar los SSC de tres galaxias *starburst* propuestas como posibles candidatas a generar supervientos galácticos para posteriormente relacionar con las predicciones hechas por el modelo. Es muy importante en la explicación de las estructuras observadas en cada una de las galaxias la primera parte de esta teoría, es decir, los modelos de disco grueso y delgado estacionarios, ya que primero debe abrirse en el halo una cavidad debido a la formación de una superburbuja para que posteriormente pueda actuar cada SSC por separado formando filamentos hacia fuera de la galaxia. Utilizaremos las expresiones que explican la evolución temporal de una superburbuja para el estudio de una estructura presente en el halo de la galaxia NGC 4631. Los modelos de síntesis evolutiva Starburst99 y el código CHORIZOS serán utilizados para la obtención de las propiedades físicas de los cúmulos que se catalogarán para cada galaxia. Nos permitirán hacer estimaciones de las masas estelares, extinciones, etc. de los cúmulos estelares.

3

Metodología

RESUMEN:

En este capítulo se presenta la muestra de galaxias, las observaciones y los procedimientos y programas aplicados para el análisis que hemos utilizado en esta tesis, con el propósito de tener los elementos necesarios para la discusión de resultados.

Se ha hecho un análisis multibanda de tres galaxias *starbursts* cercanas (sec. 3.1) con datos tomados con diferentes instrumentos desde tierra y desde satélites. Disponemos de tres tipos de datos, fotométricos en el óptico, fotométricos en el infrarrojo medio y lejano y espectroscopía (sec. 3.2). Las **imágenes en el rango óptico** han sido tomadas con la cámara WFPC2 del telescopio espacial (HST; $H\alpha$, B, V, I, N_{II} , R, S_{II} , S_{III}) y con la cámara del telescopio Jacobus Kapteyn (JKT, $H\alpha$) en el Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM) en La Palma. La **espectroscopía** bidimensional en el óptico ($H\alpha$) con el fabry-perot TAURUS que operaba en el telescopio William Herschel (WHT) y espectros de rendija larga con el instrumento ISIS en el WHT también el ORM. Las **imágenes en el infrarrojo** (12, 25, 60, 100 y 180 μm) con los satélites ISO e IRAS.

No todas las galaxias han sido observadas por todos los instrumentos ni todas las observaciones tienen el mismo grado de elaboración/preparación. Aquí presentamos los procedimientos seguidos, que son comunes a todas las observaciones del mismo tipo. La sustracción del continuo de las imágenes en $H\alpha$ de la cámara WFPC2 se explica en el capítulo correspondiente a cada galaxia ya que son específicas de cada caso y de las observaciones disponibles para cada una de ellas que se utilizarán para la elaboración de la imagen de continuo.

Las observaciones de la WFPC2/HST (sec. 3.3.1) fueron descargadas del archivo del HST ya reducidas, solamente fue necesario hacer algunas correcciones (p. ej. eficiencia en la transferencia de carga, CTE), hacer su calibración y la sustracción de continuo en la imagen de $H\alpha$. Para las tres galaxias tenemos observaciones en $H\alpha$ del núcleo lo que nos permitió hacer un catálogo en esta longitud de onda de los supercúmulos estelares de cada una de ellas (sec. 3.3.3). Con las otras líneas disponibles para M82 pudimos hacer una estimación de las edades y extinción para cada cúmulo utilizando el programa CHORIZOS; estos resultados ya han sido publicados (Melo et al. 2005).

La imagen en $H\alpha$ del JKT de la galaxia NGC 4631 fue tomada y reducida (sec. 3.3.2)

como parte de un catálogo de galaxias *starburst* publicado por nuestro grupo (ver Pérez García et al. 2002; *Catálogo de galaxias starburst observadas desde Canarias*¹). La hemos utilizado para confirmar la calibración de la imagen en H α de la WFPC2 de esta galaxia.

De la emisión en H α podemos deducir diversas e interesantes propiedades de los cúmulos (sec. 3.3.4), como son la masa, luminosidad, número de fotones ionizantes, tasa de formación estelar, etc. Presentamos también en este capítulo las expresiones utilizadas para obtener estas propiedades.

Se ha analizado también el cubo de datos en H α de la galaxia NGC 4631 obtenido con TAURUS en el WHT. Estos datos fueron tomados y reducidos por miembros del grupo GEFE¹. El análisis del cubo de datos se llevó a cabo mediante el programa MATADOR (sec. 3.4.1). Para la misma galaxia también utilizamos observaciones de rendija larga con la finalidad de calibrar en velocidad las observaciones de TAURUS.

En la última sección del capítulo se describen las observaciones en el infrarrojo de la galaxia NGC 253 (sec. 3.5). El mapa de ISO a 180 μ m lo descargamos de la base de datos y le realizamos el procedimiento de reducción. Este mapa de toda la galaxia es el primer mapa a esta longitud de onda de NGC 253. Además explicamos los pasos seguidos para identificar y caracterizar las estructuras fotométricas presentes en los mapas en diferentes bandas (sec. 3.5.1). Este trabajo se publicó en Melo et al. (2002). Las observaciones de IRAS ya estaban reducidas. Este tipo de estudio no podemos hacerlo para las otras dos galaxias porque no tenemos mapas de toda la galaxia tomados con el satélite ISO.

3.1 Muestra de galaxias

3.1.1 Catálogo de galaxias

Como ya hemos dicho, este trabajo tiene como objetivo estudiar los supervientos galácticos, sobre todo las condiciones necesarias para que una galaxia sea capaz de desarrollar este tipo de fenómenos. Inicialmente y como trabajo bibliográfico de comienzo de este trabajo de tesis, se elaboró una muestra amplia de galaxias con una serie de características que se verán a continuación. Esta muestra inicial de galaxias sirvió para escoger las galaxias óptimas para esta tesis y, también, para posteriormente continuar este estudio con una muestra más amplia de galaxias (ver sección 8.2). Del mismo modo esta muestra servirá de base de estudio para el grupo de trabajo (GEFE, Grupo de Estudios de Formación Estelar).

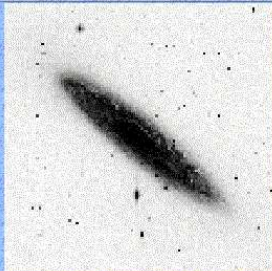
La muestra inicial de galaxias cumple las siguientes características:

1. Galaxias con un brote violento de formación estelar o *starbursts*.
2. Galaxias aisladas. No tenemos en cuenta *starbursts* en fusión de galaxias (*mergers*), pares de galaxias y grupos compactos.
3. Galaxias cercanas para tener mejor resolución espacial.
4. Galaxias con un ángulo de inclinación alto para poder estudiar las estructuras perpendiculares al disco.

¹<http://www.iac.es/proyect/GEFE>

5. Además con evidencias de SVG y/o anillo molecular en la bibliografía.

✓ NGC0253

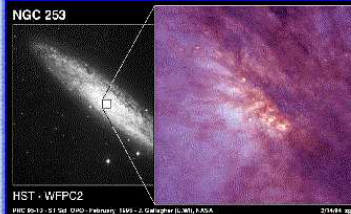


31 x 31 arcmin [Alt.Anual](#)

CARACTERÍSTICAS - NED

Otros nombres:	UGCA 013
AR:	00h47m33.120s
DEC:	-25d17m17.59s
Z=	0.00080 (1"=15.5pc)
Clasificación:	SAB(s)c:HI Sbrst
Tamaño:	27.5 x 6.8
Magnitud:	8.04
Otras características:	

NGC 253




HST - WFPC2
PRC 00-10 - 51 Set 0300 - February 1995 - J. Gallagher, D. Miller, K. A. ...
2/16/98 001

OBSERVACIONES

*TAURUS	*ISOPHOT: 180 micras
*ISOCAM	*ISOLWS
*ISOSWS	*2MASS
*XMM	*CHANDRA

The barred spiral starburst galaxy NGC 253



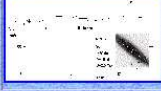
2 MASS - Near IR

2MASS uses two new, highly-automated 1.3-m telescopes, one at Mt. Hopkins, AZ, and one at CTIO, Chile. Each telescope is equipped with a three-channel camera, each channel consisting of a 256x256 array of HgCdTe detectors, capable of observing the sky simultaneously at J (1.25 microns), H (1.65 microns), and Ks (2.17 microns).

PUNTOS CLAVES

Anillo:	SI (isocam)
SuperVientos:	SI
Starburst :	SI
L_alpha:	2.508x 10 ⁴⁰ Lo (Hoopes 96) = 9.5858e40 erg/sg (log=-40.98) 8.37e40erg/sg (log=-40.92)

CURVA DE ROTACIÓN



PETICIONES DETIEMPO

*PUMA	*TNG-01B-02A-02B
-------	------------------

Figura 3.1: Vista de la ficha de NGC 253 de nuestro catálogo web.

La muestra inicial de galaxias se recoge en un catálogo web². En éste, cada galaxia tiene una ficha con los aspectos más importantes de la misma, como son localización, tamaño, distancia, observaciones disponibles (la mayoría de estas a través de la red), si presentan estructura de SVG y luminosidad en $H\alpha$. También incluimos imágenes para reconocer el

²www.iac.es/proyect/GEFE/CatalogoSB.html

campo a diferentes longitudes de onda. En la Figura 3.1 presentamos como ejemplo la ficha de la galaxia NGC 253.

3.1.2 Muestra de galaxias de esta tesis

Hemos escogido tres galaxias *starburst* de la muestra inicial que representan los tres mejores ejemplos para estudiar la expulsión violenta de material por el *starburst* y las consecuencias que puede tener en el medio interestelar y/o intergaláctico. Las razones fundamentales de elección de esta submuestra son, a) su cercanía que permite hacer estudios en detalle de sus *starbursts* y estructura y b) que ya habían observaciones de alta resolución espacial (HST) disponibles para analizar. A continuación presentamos las galaxias que se han estudiado resumiendo sus rasgos y características más generales. Una descripción detallada de las galaxias será presentada en el capítulo correspondiente a cada una de ellas. Se presentan en la Figura 3.2, las tres imágenes tienen el mismo campo lo que da idea de la comparación del tamaño aparente entre las tres.

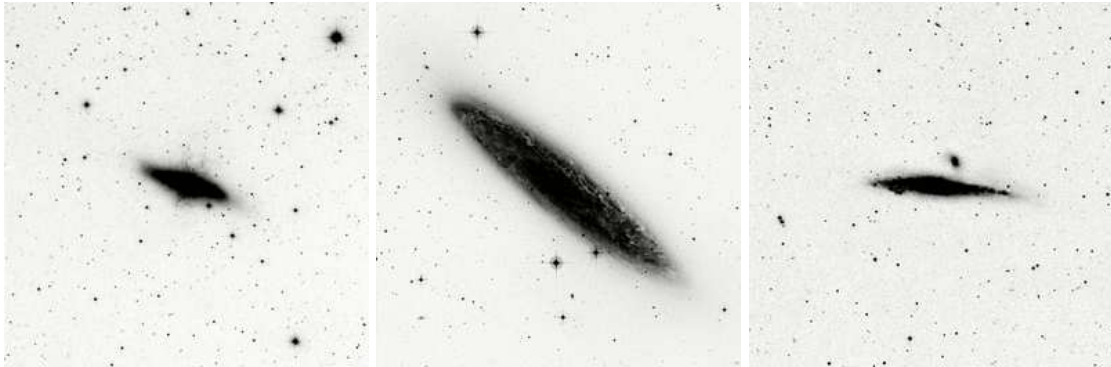


Figura 3.2: Las galaxias de la muestra: M82, NGC 253 y NGC 4631. Imágenes de DSS tomadas con el telescopio Palomar 48-inch Schmidt. Las galaxias M82 y NGC 4631 fueron observadas en la longitud de onda de 6450 Å y NGC 253 en 4680 Å. Las tres imágenes tienen el mismo campo angular, $30' \times 30'$ (Orientación: norte arriba y este a la izquierda).

M82 Es el prototipo de galaxia con supervientos galácticos. En $H\alpha$ se ha detectado una compleja estructura de filamentos que se extienden a grandes distancias del disco de la galaxia. Es el emisor infrarrojo más brillante del universo cercano.

NGC 253 Es una galaxia *starburst* cercana que ha sido objeto de muchos estudios en multibanda. Se caracteriza por una gran cantidad de polvo, que extingue la luz, haciendo que tenga una apariencia en el óptico grumosa.

NGC 4631 Es una galaxia *starburst* cercana que vemos prácticamente de canto, lo que nos permite detectar emisión en rayos X blandos en el halo y multitud de arcos y bucles en $H\alpha$.

En la Tabla 3.1 se presentan las principales características de las tres galaxias. Son muy similares en luminosidad del *starburst* y difieren en el tamaño de la galaxia. Son pues

Tabla 3.1: Características generales de las galaxias de la muestra.

Características	M82	NGC 253	NGC 4631
Nombres	M82 ^a , NGC 3034	NGC253	NGC4631
Clasificación	I0	SAB(s)c	SB(s)d
AR (J2000.0)	09 ^h 55 ^m 52.219 ^s	00 ^h 47 ^m 33 ^s .120	12 ^h 42 ^m 08 ^s .0
Dec. (J2000.0)	69°40'46.93 ^{''}	-25°17'17 ^{''} .59	32°32'26 ^{''} .0
Tamaño aparente	11.2' × 4.3'	27'.5 × 6'.8	15'.5 × 2'.7
Tamaño (kpc)	11.8 × 4.5	27.2 × 6.7	33.8 × 5.9
Z	0.00068	0.00080	0.00202
Distancia (Mpc)	3.63 ± 0.34 ^b	3.4 ^g	7.5 ⁿ
Escala lineal (pc/'')	17.5	16.5	36.38
Magnitud en V	9.30 ± 0.09	8.04	9.75
Ángulo de posición	65 ^o	51 ^{oh}	86 ^o
Inclinación del disco	81.5 ^{oc}	78°4 ± 0°3 ^h	85 ^o ± 2 ^{op}
Velocidad radial (km s ⁻¹)	203 ± 4	241 ± 2	610 ^q
Extinción galáctica en V	0.175	0.062 ⁱ	0.02
Luminosidad en H α (erg s ⁻¹)	1.07 × 10 ^{41d}	1.08 × 10 ^{41j}	1.6 × 10 ^{41r}
Luminosidad en infrarrojo (erg s ⁻¹)	1.15 × 10 ^{44e}	1.07 × 10 ^{44k}	3.57 × 10 ^{43s}
Luminosidad en rayos X (erg s ⁻¹)	6.0 × 10 ^{40f}	5.5 × 10 ^{39m}	7.8 × 10 ^{39t}

Las siete primeras características han sido tomadas de la página web de NED (*NASA/IPAC Extragalactic Database*).

^a Es el objeto número 82 del catálogo de Charles Messier de 1784 de nebulosas débiles.; ^b Freedman et al. (1994); ^c Lynds y Sandage (1963); ^d Lehnert y Heckman (1996); ^e Telesco y Harper (1980); ^f Strickland et al. (2004); ^g Sandage y Tammann (1975); ^h Pence (1980); ⁱ Schlegel, Finkbeiner y Davis (1998); ^j Hoopes, Waltherbos y Greenawalt (1996); ^k Telesco y Harper (1980); ^m Strickland et al. (2004); ⁿ Golla y Hummel (1994); ^p Hummel y Dettmar (1990); ^q Welichew, Sancisi y Guelin (1978); ^r Rand, Kulkarni y Hester (1992); ^s Rice et al. (1988); ^t; Strickland et al. (2004)

laboratorios idóneos para explorar las condiciones del conjunto (*starburst*-galaxia) en la evaluación del impacto del estallido. M82 es la más pequeña; NGC 253 es una galaxia muy grande. En cuanto a las otras características son similares. Están muy cercanas, siendo la más alejada NGC 4631, y las tres se caracterizan por ser muy luminosas tanto en el óptico como en el infrarrojo. NGC 253 y NGC 4631 están clasificadas como galaxias espirales (tipos SAB(s)c y SB(s)d, respectivamente), mientras que M82 es una galaxia irregular.

3.2 Observaciones

Puesto que tenemos muchas observaciones de diferente tipo y no todas las galaxias tienen los mismos tipos de observaciones presentamos una tabla (Tab. 3.2) esquemática donde se recogen los datos que se tienen para cada una de ellas.

Las observaciones que sirvieron de base en esta tesis son las observaciones de alta resolución espacial en H α tomadas con el WFPC2/HST. Nos permitirán catalogar los SSC de los *starbursts* de las tres galaxias. Estos datos – como decimos comunes a las tres – son el eje fundamental de este trabajo de tesis.

Un aspecto característico de los *starbursts* es que contienen grandes cantidades de polvo

y éste se extiende hasta el halo de la galaxia. Por lo que es importante caracterizar esta componente de polvo frío. Sólo se dispone de un mapa en el infrarrojo lejano (ISO) de la galaxia NGC 253 y no de las otras dos galaxias. Por este motivo únicamente estudiaremos la emisión extensa del polvo muy frío de NGC 253. Las conclusiones del análisis son no obstante de aplicación genérica.

La galaxia NGC 4631 se diferencia de las otras dos galaxias en que la formación estelar está repartida a lo largo de todo el disco. Por este motivo observamos todo el disco de la galaxia en $H\alpha$ desde tierra para hacer un estudio estimativo de la formación estelar total. También se caracteriza por tener la emisión en rayos X cercana al disco llevándonos a pensar que se encuentra contenida en estructuras de burbujas. Para comprobar esta hipótesis analizamos datos espectroscópicos bidimensionales. La fotometría desde tierra se hizo para verificar los resultados y calibrar los datos del HST, que posteriormente se van a utilizar en las tres galaxias.

Tabla 3.2: Esquema de las observaciones utilizadas en este trabajo

Galaxia	Fotometría óptica		Fotometría infrarrojo	Espectroscopía	
	WFPC2	JKT	ISO/IRAS	TAURUS	Rendija larga
M82	$H\alpha, NII, Str.y.^a$, I, B, V	–	–	–	–
NGC 253	$H\alpha, SII, SIII$, R, V, I	–	IRAS: 12,25,60,100 μm ISO: 180 μm	–	–
NGC 4631	$H\alpha, R$	$H\alpha$	–	$H\alpha$	$H\alpha$

^aWide Strömgren *y*.

El proceso de reducción es muy diferente en los diferentes tipos de observaciones. Pasaremos a esquematizarlo añadiendo los pasos que fue necesario realizar para poder trabajar con las imágenes. Estos procesos que hemos llevado a cabo se explicarán en detalle en las siguientes secciones de este capítulo.

Fotometría óptica Las observaciones de la WFPC2 fueron descargadas de la base de datos prácticamente reducidas, a excepción de unos procesos que hubo que aplicarles, que son la eliminación de los rayos cósmicos, corrección de distorsiones geométricas y de CTE (eficiencia en la transferencia de carga), la calibración y la elaboración y eliminación de la imagen de continuo a las líneas de emisión. Este último paso es el único que no va a ser explicado en este capítulo ya que depende de las características de la galaxia y de las observaciones disponibles y que será expuesto en el capítulo correspondiente a cada galaxia. Las observaciones del telescopio JKT en $H\alpha$ fueron tomadas y reducidas totalmente por nosotros siguiendo el procedimiento estándar de reducción de imágenes ópticas. Sirvieron para comprobar el procedimiento empleado en las observaciones del HST.

Espectroscopía El cubo de datos de TAURUS de NGC 4631 fue observado y reducido por miembros del grupo con anterioridad a este trabajo. Las observaciones de la

rendija larga de NGC 4631 fueron descargadas de la base de datos del ING y reducidas por nosotros. M82 tiene observaciones con el Fabry-Perot ya publicadas (Williams, Caldwell y Schommer 1984; Bland y Tully 1988) y junto con NGC 253 tiene observaciones con TAURUS con las que estoy trabajando en colaboración con otros miembros del grupo y que serán publicadas próximamente. Estas dos galaxias también tienen numerosos trabajos basados en observaciones espectrales.

Fotometría infrarroja Las observaciones de IRAS fueron descargadas ya reducidas y preparadas para trabajar con ellas. El mapa de ISO fue descargado sin ningún tipo de corrección y fue reducido por nosotros siguiendo el procedimiento patrón de estas observaciones. Para las otras dos galaxias, M82 y NGC 4631, no hay disponibles mapas de ISO de toda la galaxia a una longitud de onda mayor que $100\mu\text{m}$.

A continuación pasamos a describir cada uno de los pasos seguidos para trabajar con cada tipo de observaciones.

3.3 Observaciones fotométricas en el óptico

3.3.1 Reducción de imágenes de la WFPC2/HST

Los SSC son objetos muy pequeños por lo si queremos estudiarlos tenemos que limitarnos a galaxias cercanas y utilizar observaciones de muy buena resolución espacial. Las mejores observaciones de las que disponemos son las del telescopio espacial (HST). Hay muchos datos disponibles en su base de datos ³, los cuales pueden ser descargados en bruto o ya reducidos.

Nosotros hemos utilizado múltiples imágenes tomadas con la cámara de gran campo WFPC2 ya reducidas. La WFPC2 (*Wide Field and Planetary Camera 2*) es una cámara que cubre un rango espectral que va de 1150 \AA a 10500 \AA . Está formada por cuatro detectores de 800×800 píxeles cuadrados, tres de ellos (WF1, WF2 y WF3) iguales entre sí, con un campo de visión de $80'' \times 80''$ y un tamaño de píxel de $0.1''$, están colocados en forma de L y uno más pequeño (PC) de $34'' \times 34''$ y con $0.046''$ por píxel. El proceso de reducción incluye las correcciones de flat field, dark y bias.

Aún así todavía quedan correcciones importantes por hacer antes de poder analizar los datos. En este capítulo se presentan los procesos seguidos para la completa preparación de estas imágenes.

Obtención de datos

Como se ha comentado hay muchos datos ya públicos en la base de datos MAST (*Multimission Archive at Space Telescope*⁴) y que se pueden consultar y descargar a través de su página web.

³<http://archive.stsci.edu/hst/search.php>

⁴MAST es una base de datos que actualmente incluye los archivos de 14 satélites así como datos de cartografiados desde tierra.

Nosotros hemos optado por descargarnos las imágenes ya calibradas, como se ha hecho en la mayor parte de los trabajos publicados relacionados con los SSC. El proceso de reducción está verificado y es fiable. Las imágenes de la WFPC2 que nos interesan son las que tienen la terminación “*c0f.fits*” en su nombre.

Estructura de los datos

Cada imagen está formada por varias observaciones del mismo campo, para poder combinarlas entre sí y eliminar los rayos cósmicos. A su vez cada una de estas observaciones está formada por las cuatro imágenes correspondientes a las cámaras del detector formando un cubo 3-D ($800 \times 800 \times 4$) y una tabla con información de la observación.

Para trabajar con las observaciones de la WFPC2 utilizaremos IRAF (Tody 1986) y concretamente el paquete STSDAS. En él se encuentran múltiples herramientas que nos permiten hacer un estudio detallado de estas imágenes. Para ver la estructura de una observación se utiliza la herramienta llamada CATFITS (TABLES.FITSIO).

Los programas de reducción de los instrumentos más viejos (FOC, FOS, FGS, GHRS, HSP, WF/PC-1 y WFPC2) generan archivos en el formato GEIS (*stands for Generic Edited Information Set*). Para archivar estas observaciones se convierten a un tipo de formato FITS que obliga a volver a convertirlas en formato GEIS antes de trabajar con ellas. Esto no pasa con los instrumentos más recientes (STIS, NICMOS y ACS) en los que las observaciones se han generado y almacenado con formato FITS y no necesitan ser convertidas a GEIS. Una observación en formato GEIS consta de dos ficheros, un fichero con la cabecera cuyo sufijo termina en “h” (por ejemplo, u45t0105r.hhh) que consiste en un texto ASCII que contiene información de las propiedades de la imagen y de los parámetros utilizados en la observación y el procesamiento de la misma, y un fichero de datos binarios cuyo sufijo termina en “d” (por ejemplo, u45t0105r.hhd) que contiene uno o más grupos (cuatro en el caso de la WFPC2) de datos binarios. Para convertir de FITS a GEIS se utiliza la herramienta STRFITS (STSDAS.FITSIO) y el proceso inverso se realiza con la herramienta STWFITS.

Combinar las imágenes

Como se dijo en el punto anterior, se toman varias observaciones con el mismo filtro y posición para luego poder sustraerle los rayos cósmicos. Las imágenes se combinan con la herramienta CRREJ (STSDAS.HST_CALIB.WFPC). Hay algunos aspectos a tener en cuenta antes de aplicar CRREJ. En primer lugar, los parámetros *READNOISE* y *ATODGAIN* deben de ser proporcionados al programa correctamente. En la cabecera de la imagen podemos ver el *ATODGAIN* y según el valor que tome este, 7 o 15, va a valer el parámetro *READNOISE*, 0.72 o 0.33, respectivamente. Por otro lado, deben combinarse aquellas que tengan la misma posición y orientación. No es necesario que las imágenes tengan el mismo tiempo de exposición ya que estos van a ser sumados. Y, por último, hay que revisar previamente las diferentes observaciones para eliminar las que tengan problemas así como las que estén saturadas.

Si queremos que la imagen final mantenga la estructura de cuatro imágenes, una para

cada cámara, utilizaremos la herramienta STWFITS para pasarla a FITS. Si, en cambio, queremos un mosaico único con las cuatro cámaras utilizaremos WMOSAIC, en este caso la imagen de salida ya está corregida de distorsión geométrica. Las distorsiones geométricas son deformaciones de la imagen que afectan principalmente a los bordes del chip y suelen ser muy pequeñas (de unos pocos píxeles). El inconveniente de utilizar WMOSAIC es que perdemos la resolución de la cámara PC ya que la imagen final tiene un tamaño de pixel de 0.1". Si solamente estamos interesados en una de las cámaras podemos copiarla en una imagen FITS con IMCOPY. En este último caso para corregir de distorsión geométrica se utiliza DRIZZLE (STSDAS.ANALYSIS.DITHER). Este efecto, una vez este corregido, sólo se aprecia en los bordes del detector y la diferencia es de unos pocos píxeles, en el centro de la imagen las coordenadas son muy parecidas.

El último paso en este apartado de combinar las imágenes es la aplicación del programa FITSMOSAIC (escrito en IDL)⁵. FITSMOSAIC permite, por un lado, combinar todas las imágenes tomadas en el mismo filtro pero con otro apuntado o ángulo de posición y, por otro lado, deja la imagen final con la orientación estándar norte-este, con las coordenadas de los píxeles en ascensión recta y declinación, con el tamaño de pixel que uno elija y con el número de píxeles finales que se desee. Se puede aplicar un desplazamiento a una de las imágenes para que se ajuste perfectamente con la que se esta combinando y dejarlas así alineadas. Hay diversas banderas que se pueden activar, como por ejemplo para cortar los bordes de las cámaras que tienen mucho ruido y así mejorar la calidad de la imagen final o para que divida por el tiempo de exposición si aún no se ha hecho. FITSMOSAIC se puede aplicar a una sola imagen.

Corrección de CTE

Una de las correcciones que hay tener en cuenta es la eficiencia de transferencia de carga (CTE, del inglés *Charge transfer efficiency*). Este problema surge del hecho de que una cámara CCD se lee volcando la carga de pixel a pixel hasta llegar al extremo y que en el espacio los detectores se estropean provocando que la transferencia de carga vaya empeorando. Este problema es importante en los casos en que el cielo es débil y la fuente es muy brillante, sobre todo para los píxeles del otro extremo del detector. Para ver la influencia de este efecto muchas de las observaciones fueron propuestas de manera que se observara el mismo campo en al menos dos observaciones con 180 grados de rotación una respecto de la otra y poder ver así si se miden diferencias en los flujos de objetos situados en los bordes del detector.

Calibración de las imágenes

Las observaciones del WFPC2 están en cuentas (DN = *data number*) y tienen en la cabecera un parámetro llamado *PHOTFLAM* que se le multiplica a la imagen para pasar de cuentas a unidades de flujo espectral ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$). La precisión de la calibración de la fotometría es mejor que el 5% (Biretta et al. 2002). Hay un efecto de degradación de los filtros y que depende del tiempo que ha pasado desde la observación; se han hecho

⁵Este programa ha sido desarrollado por Jesús Maíz-Apellániz

estimaciones posteriores de estos valores de *PHOTFLAM*. Para ello se utiliza el paquete SYNPHOT y en concreto una herramienta llamada BANDPAR (STSDAS.HST_CALIB.SYNPHOT) este simula observaciones sintéticas del HST de objetos astronómicos con un espectro conocido, puede generar los pasos de banda de cualquier combinación dada proporcionando el valor de *PHOTFLAM*. Lo primero que hay que hacer es calcular los días julianos de la fecha de observación con la tarea EPOCH (STSDAS.TOOLBOX.TOOLS). Luego se genera una malla de longitudes de onda más fina con GENWAVE (STSDAS.HST_CALIB.SYNPHOT; por ejemplo, > genwave finewave.tab 1000 10000 0.1). Finalmente aplicamos BANDPAR donde tenemos que poner el modo de observación que se encuentra en la cabecera (*PHOTMODE*) y para la línea espectral que nos interesa poniendo el valor que adopta en la galaxia. Un ejemplo de como aplicar BANDPAR sería el siguiente:

- *PHOTMODE* = wfpc2,1,f656n,a2d7
- Días julianos = 51050
- Línea de H α en la galaxia = 6567.30

Aplicaríamos BANDPAR de la siguiente forma:

```
> BANDPAR OBSMODE="wfpc2,1,f656n,a2d7,cal,cont#5105" PHOTLIST = all
REFWAV=6567.30 WAVETAB="finewave"
```

El parámetro que nos interesa es *URESP* que equivale al *PHOTFLAM* de la cabecera.

Luego calibramos con la herramienta IMCALC (STSDAS.TOOLBOX.IMGTOOLS) de la siguiente manera:

```
> IMCALC im.fits imcal.fits "im1*URESP"
```

Elaboración y sustracción de la imagen de continuo

La sustracción de la imagen de continuo es un paso fundamental en la reducción de una imagen. En nuestro trabajo tenemos diferentes imágenes de banda ancha disponibles para la elaboración de este continuo para cada galaxia. Por lo que vamos a explicar los pasos seguidos para cada galaxia en el capítulo correspondiente a cada una de ellas.

Corrección de extinción

La corrección de extinción seguida para cada galaxia también se explicará en el capítulo correspondiente a la galaxia.

3.3.2 Reducción de imágenes en H α desde tierra

El estudio de las galaxias en H α es fundamental, ya que en este rango se muestra la formación estelar que está teniendo lugar en la galaxia. Estas observaciones nos permiten estimar muchos parámetros como son el número de estrellas masivas que tenemos en el brote, masa estelar, luminosidad, etc.

En este trabajo vamos a analizar una imagen en $H\alpha$ de toda la galaxia NGC 4631 tomada con el telescopio JKT (ORM). El procedimiento de reducción estándar seguido se presenta a continuación.

- i - Sustracción de bias: hay que corregir todas las imágenes del nivel de cero, ya que el detector sin estar expuesto a la luz tiene un nivel de cuentas mínimo (introducidos electrónicamente) que hay que eliminar. Se suelen tomar varias exposiciones (tiempo = 0 s) al principio o al final de la noche.
- ii - Corrección de flat-field: el detector tiene una serie de inhomogeneidades en cuanto a la diferente sensibilidad de cada uno de los píxeles que deben ser corregidas. Esto se hace mediante imágenes de un campo suficientemente plano y con un número alto de cuentas; se puede hacer mediante imágenes de la cúpula iluminadas uniformemente o también se puede utilizar imágenes de flat-field de cielo, estos se toman al atardecer y al amanecer. Es necesario tomar varias imágenes de flat-field y combinarlas para obtener una imagen limpia, por último se dividen todas las imágenes por su imagen de flat-field correspondiente.
- iii - Combinación de imágenes: se alinean y combinan todas las imágenes en un mismo filtro sin olvidar que para ello deben de tener la misma resolución; el método a seguir es degradar todas las imágenes a la peor resolución.
- iv - Sustracción del cielo: una vez se tengan las imágenes combinadas se les sustrae el nivel de cielo, que se calcula haciendo una estadística de la imagen en las zonas donde no tengamos emisión del objeto.
- v - Sustracción del continuo: la imagen en el filtro $H\alpha$ está contaminada por la emisión del continuo y esta contribución hay que eliminarla para quedarnos solamente con la emisión de la línea. Para ello hay que estimar el factor entre la imagen en $H\alpha$ y la imagen de continuo; este se calcula con el flujo de las estrellas de campo que deben de ser iguales. Se escala la imagen de continuo con este factor y se sustrae a la imagen de $H\alpha$.
- vi - Calibración: la calibración es fundamental ya que es el proceso mediante el cual pasamos las cuentas que tenemos en las imágenes a unidades de flujo ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$). Para ello se toman imágenes de estrellas de calibración que son estrellas catalogadas de las cuales se conoce el flujo. Los parámetros de calibración obtenidos son: $g1 = 6.003 \pm 0.033$ y $g2 = 0.054 \pm 0$. Para obtener la correspondencia entre cuentas y unidades de flujo se mide el flujo en cuentas (utilizando las tareas POLYMARK y POLYPHOT de IRAF). Y se aplica la siguiente relación:

$$M = m_{inst} - g1 - g2 \times masa\ aire \quad (3.1)$$

donde M es la magnitud del objeto y m_{inst} es la magnitud instrumental que se obtiene al medir las cuentas. La magnitud se pasa a flujo (en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}$) y este se iguala con las cuentas a las que equivale obteniendo que 1 cuenta = $5.647 \times 10^{-20} \text{ erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}$.

vii - Extinción: la luz sufre una absorción debido a diferentes aspectos. Por un lado debido al material de nuestra galaxia que se encuentra en la línea de visión del objeto, que se denomina **extinción galáctica** y puede también estar oscurecida debido a la absorción de la radiación debido al material del propio objeto que estamos observando, **extinción interna**.

Si tenemos el flujo en magnitudes la corrección de la extinción (tanto galáctica como interna) se hace de la siguiente forma:

$$m - M = 5 \log d - 5 + A \quad (3.2)$$

donde A es la magnitud aplicada para corregir de extinción y si lo tenemos en unidades de flujo ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$):

$$flujo = flujo_o \times 10^{-0.4A} \quad (3.3)$$

Normalmente el coeficiente de extinción galáctica que tenemos es el correspondiente al filtro V, pero luego se conocen las relaciones entre los diferentes filtros para poder obtener los coeficientes de extinción en otros filtros siguiendo Rieke y Lebofsky (1985).

FILTRO	A_λ/A_V
U	1.531
B	1.324
V	1.000
R	0.748
H α	0.774
I	0.482
J	0.282
H	0.175
K	0.112

Tabla 3.3: Coeficientes de extinción en las diferentes bandas de los filtros de Johnson (Rieke & Lebofsky, 1985).

3.3.3 Detección y medida de los candidatos a SSC

Los *starburst* están constituidos por numerosos núcleos brillantes compactos con diferentes tamaños. Sin embargo, no todos estos núcleos brillantes en H α tienen que estar asociados con los supercúmulos estelares. Estos podrían ser regiones H II ionizadas por un supercúmulo estelar embebido en ellas o también podría tratarse de nubes iluminadas por cúmulos externos pero cercanos.

Un problema muy importante en este tipo de regiones es que normalmente están afectadas por una extinción alta e inhomogénea. Esto va a afectar no sólo a los valores medidos para los cúmulos que observamos, como es el flujo, sino también al hecho de que muchos de estos SSC pueden estar completamente ocultos tras las nubes de polvo.

Para discriminar entre los núcleos brillantes y quedarnos solamente con los SSC hemos hecho tres análisis. Primero, consideramos los valores erróneos en la anchura equivalente, segundo, buscamos los agujeros en los mapas de extinción (en aquellos casos en los que se disponían) y tercero, analizamos en detalle la imagen de continuo. El proceso que seguimos fue buscar los núcleos brillantes tanto en la imagen de $H\alpha$ como en la de continuo y seleccionamos como candidatos a SSC aquellos núcleos brillantes que emiten en ambas imágenes. Los núcleos brillantes que sólo emiten en $H\alpha$ seguramente son nubes iluminadas mientras que los que sólo emiten en continuo son cúmulos más viejos; ninguno de estos dos tipos los vamos a incluir en el catálogo de SSC.

Búsqueda de núcleos brillantes

La hacemos independientemente en las imágenes de $H\alpha$ y las de continuo. Los núcleos brillantes fueron seleccionados con DAOFIND (NOAO.DIGIPHOT.DAOPHOT, Stetson 1987) utilizando un límite de detección de 15σ , para una $\sigma = 2 \times 10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ y considerando un rango de flujo donde buscar de 3×10^{-17} a $7 \times 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. DAOFIND está optimizada para la identificación de fuentes puntuales (estructuras de forma redondeada) siendo así una herramienta perfecta para la búsqueda de SSC compactos. Hay un número muy pequeño de ellos ($\leq 3\%$) que no son encontrados por esta herramienta debido principalmente a que no son suficientemente circulares, pero, por regla general, hemos comprobado que DAOFIND es idónea para la detección de núcleos brillantes. Encontramos bastantes SSC con emisión fuera de la estructura redonda principal, que podría tratarse de casos en los que se tienen varios SSC superpuestos en la línea de visión o, por lo contrario, podrían ser cúmulos sufriendo una expulsión de material ionizado. Hemos detectados todos los SSC con emisión fuera de la estructura redondeada y los hemos marcado en los catálogos para que pueda ser tenido en cuenta que en estos casos los flujos medidos pueden ser un límite inferior.

Radios de los núcleos brillantes

En la bibliografía se encuentran programas específicos que han sido desarrollados para identificar y medir los candidatos a SSC en galaxias cercanas con observaciones desde Tierra (como en Larsen y Richtler 1999). Sin embargo, el caso que nosotros estamos analizando es diferente, el problema no es la PSF y la deconvolución del *seeing* sino la aglomeración de los SSC y la necesidad de un algoritmo que identifique y mida una gran densidad de fuentes como las que hay presentes en M82 y otros *starburst*. La medida del radio de los SSC no es una tarea sencilla en las zonas de mayor apelmotonamiento; hay muchos SSC en una zona muy pequeña así que sus flujos deben estar mezclados. El procedimiento que hemos diseñado es el siguiente:

- Identificamos los núcleos brillantes en las imágenes de $H\alpha$ y continuo (DAOFIND)
- Medimos el flujo en aperturas concéntricas para un radio creciente de 1 a 10 píxeles ($\Delta r = 1$ píxel) utilizando la herramienta PHOT (.APPHOT)

- Representamos la distribución del perfil de flujo para los anillos concéntricos a diferentes radios para cada núcleo brillante
- Ajustamos estas distribuciones de flujo con un polinomio de tercer orden
- Calculamos los puntos de inflexión de estos polinomios ajustados. Estos nos darán el tamaño y límite donde empieza a solaparse con el vecino más cercano

CASO IDEAL – GAUSSIANA

En la Figura 3.3 se presenta el corte en x de una gaussiana ideal de $\sigma = 3.4$ píxeles (figura superior). En ella se han marcado la altura, la anchura a media altura ($\text{FWHM} = 2.35 \sigma$) y el radio efectivo, es decir, el radio que contiene la mitad del flujo. Las siguientes dos figuras son flujos integrados, en el centro se presenta el flujo acumulado en aperturas concéntricas y abajo se presenta el flujo no acumulado, es decir, el flujo contenido en los anillos concéntricos de ancho igual a un píxel. En las tres figuras el muestreo es de un punto en cada píxel, para que sean similares a nuestras observaciones. Como marcamos en la figura superior, un radio igual a la FWHM contiene prácticamente todo el flujo de la gaussiana. En la segunda figura se comprueba esto contabilizando que el flujo encerrado en este radio es del 98%. El perfil de flujo que nosotros vamos a analizar para los SSC es igual al último gráfico. Si aplicamos nuestro método para buscar el radio de la gaussiana encontramos que este es igual a 6 píxeles, es decir, el punto donde ocurre el punto de inflexión del polinomio ajustado. Este radio es un poco menor que el radio que consideramos y que prácticamente cubre el flujo de la gaussiana ($R = \text{FWHM}$), pero esta diferencia supone solamente un 8% menos del flujo considerado; este error no es importante en comparación con el error en el flujo que tenemos debido a la elección de la apertura como explicaremos posteriormente. Del análisis de la gaussiana obtenemos que la FWHM es 2.51 veces el radio efectivo.

CASOS REALES

Para el caso de cúmulos con un compañero muy cercano el radio estimado es un límite inferior que claramente depende del apolotonamiento de los objetos de esa región.

En la Figura 3.4 se presentan dos casos diferentes en la estimación del radio de un núcleo brillante en la muestra de los núcleos brillantes en $\text{H}\alpha$ de M82. La figura superior es un ejemplo de un caso difícil en la estimación del radio, debido al solapamiento de núcleos brillantes cercanos lo que provoca que su perfil sea muy monótono. La figura inferior representa los casos en que el núcleo brillante está lo suficientemente aislado para llegar a medir todo su radio. Vemos que este caso es muy similar al caso de una gaussiana ideal (Figura 3.3). En ambos casos el método funciona adecuadamente. El punto de inflexión marca el punto del perfil de distribución del flujo donde este abandona su tendencia definida de disminuir el flujo para ir aumentando progresivamente debido a la inclusión del flujo de otro objeto.

Los radios típicos utilizados (FWHM , R_{efectivo}^6 , R_{core}^7) para medir los SSC son muy difíciles de medir directamente de las observaciones del HST debido a la resolución y a los

⁶El radio efectivo es el radio que contiene la mitad de la luz total.

⁷El radio *core* es el radio al cual el brillo superficial iguala a la mitad del brillo superficial en el pico.

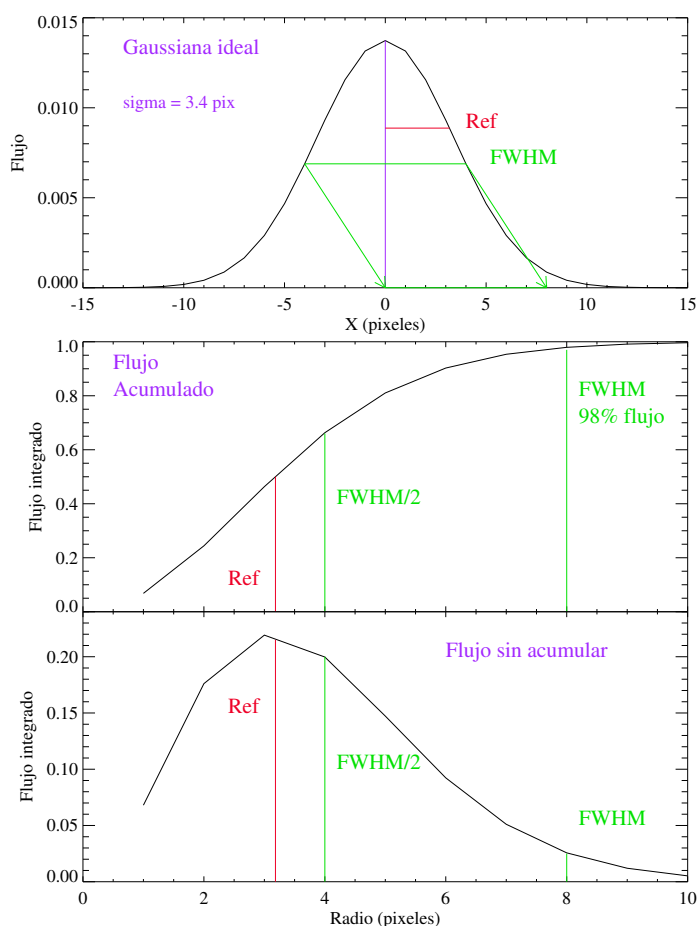


Figura 3.3: Definición de los diferentes tipos de radios en una gaussiana.

efectos del fondo (de Grijs et al. 2001). Además hay que añadir el solapamiento de los cúmulos que impide ver el flujo de un cúmulo sin mezclarse con el flujo del SSC vecino. El radio que nosotros vamos a dar en este trabajo es el radio máximo que podemos asegurar que pertenece a la región, es decir, el radio hasta el punto en el cual empieza a mezclarse el flujo con el flujo de un cúmulo vecino.

Radios de los SSC

Después de obtener los radios de los núcleos brillantes en las imágenes de $H\alpha$ y continuo nos quedamos con aquellos que emiten en ambas imágenes, es decir, con los núcleos brillantes en los que los radios en $H\alpha$ y continuo se solapan al menos la mitad del radio menor de los

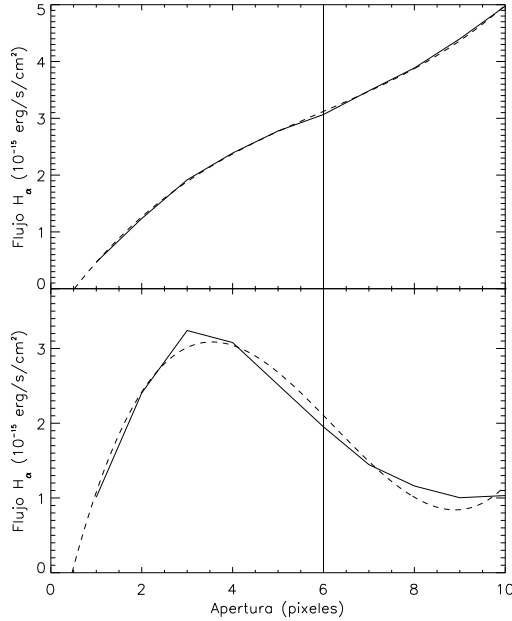


Figura 3.4: Dos ejemplos para el método utilizado para encontrar los límites de los núcleos brillantes. La línea sólida muestra el perfil de flujo diferencial para anulos concéntricos a diferentes radios (1-10 píxeles) y la línea discontinua es el polinomio de tercer orden ajustado. Los puntos de inflexión están marcados con una línea vertical.

dos. Por tanto el radio de los SSC es un nuevo tipo de radio, que engloba tanto la emisión del brote en H α como su emisión en el continuo. En algunos casos este radio final equivale al radio mayor de los dos, si el otro radio está completamente incluido dentro de él, en otros casos el radio final del SSC es mayor que los dos radios individuales englobando ambas emisiones. *Muy importante es que no podemos establecer una equivalencia entre los radios finales que vamos a proporcionar para los SSC y los radios típicos que se proporcionan en otros trabajos (FWHM, R_{ef} , etc.).* Lo que si veremos en cada una de las galaxias es que la mayoría de los SSC están lo suficientemente separados para medir un radio que contenga todo el flujo del SSC, como se comentó en el caso ideal de la gaussiana, *en la mayoría de los SSC el radio es aproximadamente igual a la FWHM.* En un número muy pequeño de los SSC el radio va a ser menor que la FWHM pero no mucho menor que la misma ya que el solapamiento entre regiones es muy pequeño.

El flujo medido en estos radios será utilizado para obtener luminosidades, masas, etc., es decir, las propiedades que definen los cúmulos. Una de las herramientas que utilizaremos para obtener algunas de las propiedades de los cúmulos es el código CHORIZOS (sec. 2.3.2). Mediante los colores de continuo podemos obtener la extinción de los cúmulos de M82. No pudimos aplicar el programa a las otras dos galaxias porque no teníamos suficientes observaciones de banda ancha para ello. De entrada damos a CHORIZOS la fotometría WFPC2 de todos los cúmulos de nuestra muestra utilizando como comparación las SED de Starburst99 (Leitherer et al. 1999) para edades comprendidas entre 10^6 y 10^{10} año, con metalicidad solar y extinguiéndola utilizando la ley de Cardelli, Clayton y Mathis (2003)⁸

⁸E(4405-5495) y R_{5495} son los equivalentes monocromáticos de E(B - V) y R_V , respectivamente. 4405 y 5495 son las longitudes de onda centrales (en angstroms) que se han tomado para los filtros B y V,

con $R_{5495} = 3.1$. CHORIZOS genera un mapa de probabilidades como función de los parámetros elegidos, en nuestro caso de la edad y E(4405 - 5495), que pueden ser utilizados para obtener los valores esperados y sus errores. Desafortunadamente, la obtención de las edades y extinciones para los cúmulos estelares utilizando sólo fotometría óptica de banda ancha está limitada por la existencia de degeneración de los colores por los parámetros que uno está intentando medir (Anders et al. 2004b). Por lo tanto, para algunos cúmulos los valores obtenidos para el enrojecimiento no estarán bien definidos a no ser que se tenga otra información adicional sobre la edad.

3.3.4 Obtención de parámetros físicos

En este apartado se presentará un resumen de los conceptos básicos utilizados en la astronomía a la hora de medir el brillo de un objeto.

Flujo : es la cantidad de energía que llega a nuestro detector por centímetro cuadrado y por segundo. Para simplificar vamos a suponer que el objeto es esférico como una estrella, entonces tenemos que el flujo del objeto es (ver Fig. 3.3.4):

$$F = \left(\frac{R}{d}\right)^2 F_o \quad (3.4)$$

Unidades: [F] = energía / tiempo / área = ergios $s^{-1} \text{ cm}^{-2}$

donde:

R = radio del objeto (cm)

d = distancia a la que está el objeto (cm)

F_o = flujo en la superficie del objeto (erg)

El flujo en la superficie del objeto es:

$$F_o = \sigma T^4 \quad (3.5)$$

donde:

σ = constante de Stefan-Boltzmann = $5.670 \times 10^{-5} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \cdot \text{K}^4$

T = temperatura en la superficie (Kelvin=K)

Luminosidad : es la cantidad de energía radiada por un objeto por segundo. La luminosidad = (area superficial) x Flujo

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T^4 = 4 \pi d^2 F \quad (3.9)$$

Unidades: [L] = energía / tiempo = erg s^{-1}

siendo **F** el flujo que nosotros medimos y **d** representa la distancia de la galaxia.

respectivamente. Se utilizan cantidades monocromáticas en CHORIZOS porque E(B - V) y R_V no sólo dependen de la cantidad y tipo de polvo sino del modelo de distribución espectral de energía (SED) utilizada.

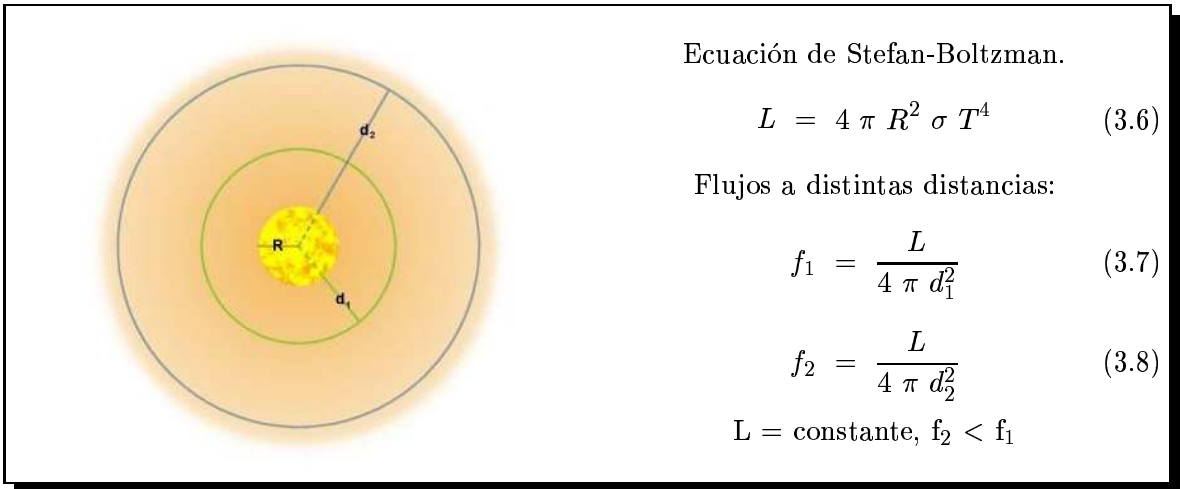


Figura 3.5: Ecuación de Stefan-Boltzmann. Flujo y luminosidad de un objeto.

Magnitud aparente : la magnitud aparente nos dice lo brillante que es un objeto para un observador en la Tierra independientemente de su brillo intrínseco. La diferencia entre magnitudes aparentes entre dos objetos 1 y 2 está dada por:

$$\frac{f_1}{f_2} = 10^{-2/5 (m_1 - m_2)} \quad (3.10)$$

$$m_1 - m_2 = 2.5 \log \left(\frac{f_2}{f_1} \right) \quad (3.11)$$

Magnitud absoluta : se define como la magnitud aparente de un objeto situado a 10 parsecs de distancia.

$$m_1 - m_2 = 2.5 \log \left(\frac{f_2}{f_1} \right) = 2.5 \log \left(\frac{\frac{L_2}{4 \pi d_2^2}}{\frac{L_1}{4 \pi d_1^2}} \right) \quad (3.12)$$

Para un mismo objeto tenemos que $L_1 = L_2$ y si ponemos que d_1 es la distancia actual del objeto y d_2 es igual a 10 pc tenemos que m_2 es la magnitud absoluta del objeto (**M**):

$$m - M = 2.5 \log \left[\left(\frac{d}{10} \right)^2 \right] \quad (3.13)$$

Brillo superficial : El brillo superficial medio de una galaxia (u objeto extenso) es el flujo integrado que recibimos de la galaxia dividido por su área en unidades de segundos de arco al cuadrado. Se suele dar en magnitudes por segundo de arco al cuadrado.

Anchura equivalente Un parámetro importante es la anchura equivalente (\mathcal{W} ⁹), un buen indicador de la edad de la región. Las regiones H II con anchuras equivalentes más bajas están más evolucionadas o bien la contribución de la población no-ionizante es más importante. Los que tienen \mathcal{W} mayores presentan colores más azules (Díaz et al. 2000). Se calcula de la siguiente manera:

$$\mathcal{W} = \frac{F_{H\alpha} \Delta\lambda}{F_{cont}} \quad (3.14)$$

donde:

$F_{H\alpha}$: es el flujo en H α del cúmulo (sin la contribución del continuo y en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$)

$\Delta\lambda$: la anchura del filtro de H α (en \AA)

F_{cont} : es el flujo del cúmulo en la imagen del continuo de H α en el rango espectral del filtro de la línea (en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$)

PARÁMETROS QUE PODEMOS OBTENER DE LA $L_{H\alpha}$

Las imágenes H α ya reducidas nos permiten estimar una serie de parámetros relacionados con esta formación estelar. Para ello el primer paso que debemos dar es calcular la luminosidad H α que nos permite comparar entre galaxias.

Partimos de la ecuación de equilibrio de fotoionización, siguiendo Osterbrock (1989), para el caso más sencillo de una nube de hidrógeno rodeando una estrella:

$$N_{H^o} \int_{\nu_o}^{\infty} \frac{4\pi J_\nu}{h\nu} a_\nu(H^o) d\nu = N_e N_p \alpha(H^o, T) \quad (3.15)$$

donde:

J_ν : intensidad específica media de la radiación en unidades de energía por unidad de área, de tiempo, de ángulo sólido y de intervalo de frecuencia

ν_o : frecuencia de ionización del hidrógeno neutro ($\lambda_o = 912 \text{\AA}$)

$a_\nu(H^o)$: sección eficaz de ionización para fotones del hidrógeno con energía $h\nu$

N_{H^o}, N_e, N_p : densidades por unidad de volumen del átomo neutro, electrón y protón

$\alpha(H^o, T)$: coeficiente de recombinación

Quedando el número de fotoionizaciones por átomo de hidrógeno por unidad de tiempo (izquierda) equilibrado con el número de recombinaciones por unidad de volumen y de tiempo (derecha).

⁹se utiliza normalmente la letra \mathcal{W} debido a su nombre en inglés (*equivalent Width*)

Como primera aproximación tenemos que la intensidad media es simplemente la radiación emitida por la estrella reducida por la inversa al cuadrado de la distancia debido al efecto de la dilución geométrica:

$$4\pi J_\nu = \frac{R^2}{r^2} \pi F_\nu(0) = \frac{L_\nu}{4\pi r^2} \quad (3.16)$$

donde:

R : radio de la estrella

$\pi F_\nu(0)$: flujo en la superficie de la estrella

r : distancia de la estrella al punto que estamos considerando

L_ν : luminosidad de la estrella por unidad de intervalo de frecuencia

Tenemos que considerar una nebulosa que contenga hidrógeno y helio, siguiendo el desarrollo en Osterbrock (1989) y considerando que $N_e = N_p + N_{He^+}$ llegamos a:

$$\int_{\nu_0}^{\infty} \frac{L_\nu}{h\nu} d\nu = Q(H^0) = \frac{4\pi}{3} r^3 N_{H^+} N_e \alpha_B(H^0) \quad (3.17)$$

siendo $Q(H^0)$ el número de fotones ionizantes de hidrógeno emitidos por la estrella.

Para la línea de $H\alpha$ la luminosidad queda:

$$L_{H\alpha} = h\nu_{H\alpha} \int_0^r N_p N_e \alpha_{H\alpha}^{eff}(H^0, T) dV = h\nu_{H\alpha} N_p N_e \alpha_{H\alpha}^{eff}(H^0, T) \phi V \quad (3.18)$$

donde:

$\alpha_{H\alpha}^{eff}(\mathbf{H}^0, \mathbf{T})$: es el coeficiente de recombinación efectivo de la línea de $H\alpha$ y es igual a $1.17 \times 10^{-13} \text{cm}^3 \text{s}^{-1}$ para $T=10000 \text{K}$ y $N_e = 100 \text{cm}^{-3}$ y suponiendo el caso B en la teoría de recombinación.

ϕ : el factor de llenado ("filling factor"). Es necesario su utilización ya que las regiones H II no tienen densidad constante y presentan condensaciones y nódulos de mayor densidad que son los responsables del flujo observado y ocupan una fracción ϕ del volumen total.

A continuación presentamos algunos de los parámetros que se pueden derivar de la luminosidad $H\alpha$.

1. Número de fotones ionizantes:

Como vemos en Osterbrock (1989) el número de fotones emitidos por la nebulosa en una línea de recombinación específica como $H\alpha$ es directamente proporcional al número de fotones emitidos por la estrella con $\nu > \nu_o$:

$$\frac{\frac{L_{H\alpha}}{h\nu_{H\alpha}}}{\int_{\nu_o}^{\infty} \frac{L_{\nu}}{h\nu} d\nu} = \frac{\alpha_{H\alpha}^{eff}(H^o, T)}{\alpha_B(H^o, T)} \quad (3.19)$$

es decir:

$$Q(H^o) = \frac{\alpha_B(H^o, T)}{\alpha_{H\alpha}^{eff}(H^o, T)} \frac{L_{H\alpha}}{h\nu_{H\alpha}} = 7.31 \times 10^{11} L_{H\alpha} = 7.31 \times 10^{50} L_{39} \quad [s^{-1}] \quad (3.20)$$

donde $L_{39} = L_{H\alpha}$ en unidades de 10^{39} erg s^{-1}

2. Número de estrellas O5V:

Un parámetro muy útil es saber qué número de estrellas de tipo O5V son necesarias para ionizar la región H II si conocemos el número de fotones que produce la región. Para ello hay que suponer que por estrella tenemos $Q(H^o) = 5 \times 10^{49}$ fotones s^{-1} (Kennicutt 1988).

$$N_o(O5V) = \frac{Q(H^o)}{5 \times 10^{49}} = 14.6 L_{39} \quad (3.21)$$

3. Masa estelar:

Presentamos dos expresiones para estimar la masa estelar.

PARA MASAS ESTELARES EN EL RANGO: 10–100 M_{\odot}

Kennicutt (1988) presentan una expresión para calcular la masa estelar total para estrellas ionizantes ($M > 10 M_{\odot}$). Suponiendo una FIM de Salpeter y un límite superior de la masa de $100 M_{\odot}$. Se trata de un límite inferior de la masa estelar ya que no contabiliza las estrellas de masa $M < 10 M_{\odot}$.

$$M_* = 3600 L_{39} \quad [M_{\odot}] \quad (3.22)$$

PARA MASAS ESTELARES EN EL RANGO: 0.8–120 M_{\odot}

Gonzalez-Delgado et al. (1994) hacen una estimación de la masa estelar para metalicidad 0.2 y una función inicial de masa (FIM) de Salpeter ($\alpha=2.35$) y un rango de masas de $0.8 M_{\odot}$ a $120 M_{\odot}$. Para ello usan la razón de 4.5×10^{46} fotones $s^{-1} M_{\odot}^{-1}$ estimada por García-Vargas et al. (1995a, 1995b) usando un cúmulo estelar basado en trazas evolucionarias de Fagotto et al. (1994) y modelos de atmósferas estelares de Kurucz (1992). Concretamente este valor corresponde a cúmulos que tienen una

edad comprendida entre 3 y 5 Maño. El valor de la masa estelar obtenida es un límite inferior de la misma.

$$M_* = \frac{Q_{Lyc}}{4.5 \times 10^{46}} = 16244 L_{39} \quad [M_\odot] \quad (3.23)$$

4. Masa total del gas ionizado:

Considerando que el gas está compuesto de hidrógeno y helio tenemos que:

$$M_{H^{++}He^+} = m_p N_p (1 + xy) V \phi \quad [M_\odot] \quad (3.24)$$

donde $y = N_{He}/N_H$ es la relación de abundancias y $x = He^+/He^{++}$ es la fracción de ionización del Helio, que es igual a 4 (Osterbrock 1989). La masa del protón es $m_p = 1.672 \times 10^{-24}$ gr.

$$M_{H^{++}He^+} = m_p N_e \frac{1 + 4y}{1 + y} V \phi = m_p \frac{L_{H\alpha}}{h\nu_{H\alpha} N_e \alpha_{H\alpha}^{eff}} = 2.38 \times 10^6 \frac{L_{39}}{N_e} \quad [M_\odot] \quad (3.25)$$

donde h es la constante de Planck ($h = 6.626 \times 10^{-27}$ erg s⁻¹) y $\nu_{H\alpha}$ es la frecuencia de la línea de H α .

También se puede poner en función del número de fotones ionizantes y si suponemos $N_e = 100$ cm⁻³:

$$M_{H^{++}He^+} = m_p \frac{Q(H^o)}{N_e \alpha(H^o, T)} = 3.25 \times 10^{-47} Q(H^o) \quad [M_\odot] \quad (3.26)$$

5. Masa gas (empírica):

En Kennicutt (1988) se presenta además una expresión para la masa del gas empírica. Mediante medidas de la luminosidad y las masas de regiones H II cercanas encuentran una correlación entre estas magnitudes que se muestra en la siguiente ecuación:

$$M_{gas} = 1.25 \times 10^5 L_{39} \quad [M_\odot] \quad (3.27)$$

6. Tamaño de la región:

Se hace la suposición de que las regiones H II son circulares:

$$R = (Area / \pi)^{1/2} \quad (3.28)$$

3.4 Observaciones espectroscópicas

3.4.1 Observaciones con TAURUS

Parte de las observaciones que vamos a utilizar en la tesis han sido tomadas con TAURUS II por el grupo GEFE¹⁰.

¹⁰Observaciones tomadas por Casiana Muñoz-Tuñón en colaboración con G. Tenorio-Tagle y J. M. Vílchez.

TAURUS II es un Fabry Perot que operaba en el Telescopio William Herschel (4.2 metros) en el Observatorio del Roque de los Muchachos. TAURUS II dejó de estar disponible como un instrumento de uso común en julio de 1999.

Los cubos de datos se encuentran ya reducidos (corregidos en fase y calibrados en longitud de onda; ver Muñoz-Tuñón et al. 1995 y Muñoz-Tuñón et al. 1996). Para el análisis del cubo de datos usamos el software MATADOR.

MATADOR¹¹ es un paquete de *software* diseñado para el manejo de los cubos de datos de TAURUS II, una vez estén corregidos de fase y calibrados en longitud de onda.

Los cubos de datos en 3 dimensiones (ver Figura 3.6) tienen una dirección espacial, X e Y, y la dirección espectral, Z. La suma de todos los planos en Z produce una imagen, similar a una imagen en H α en filtro estrecho, llamada imagen colapsada y para un punto dado (X,Y) si nos movemos en Z tenemos el espectro en ese punto.

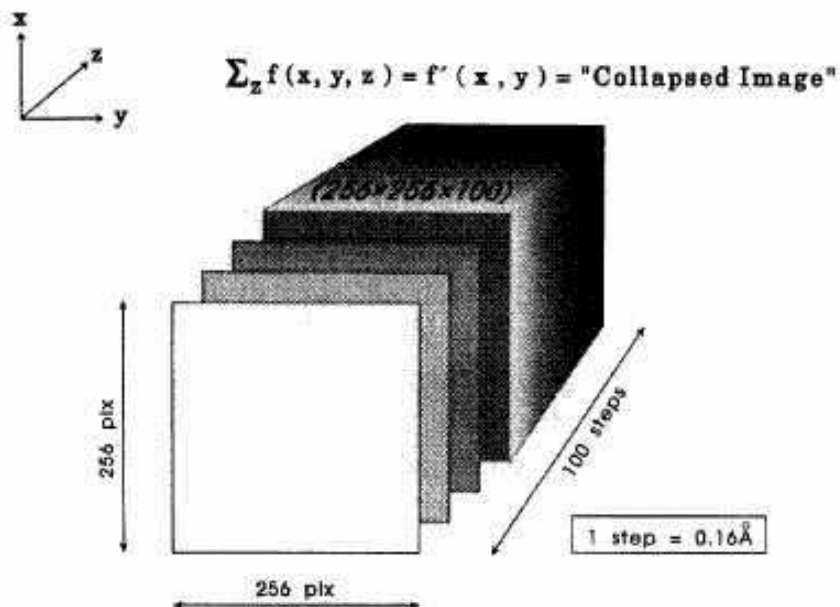


FIG. 1. Sketch of phase-corrected TAURUS II output file.

Figura 3.6: Esquema de un cubo de datos de TAURUS II (Muñoz-Tuñón et al. 1995).

HERRAMIENTAS DE MATADOR:

A continuación vamos a enumerar las herramientas que contiene MATADOR con una breve descripción de las mismas. En la Figura 3.7 podemos ver una de las ventanas con el diseño del programa.

¹¹MATADOR es un *software* de IDL desarrollado por Vladimir Gavyusev y Casiana Muñoz-Tuñón en el Instituto de Astrofísica de Canarias, dentro del grupo de trabajo "Grupo de Estudio de Formación Estelar" (GEFE).

↔ *Collapse*

Es la herramienta básica; da la posibilidad de visualizar una imagen (en el plano X - Y) para un intervalo de longitudes de onda (Z) deseado. Permite también analizar el espectro correspondiente a una región seleccionada de la imagen.

↔ *ContourL*

Permite superponer los contornos de una imagen sobre otra o sustraer y mostrar la imagen entre dos contornos.

↔ *GlobalFit*

Permite definir los parámetros para el ajuste global del cubo de datos en 3 dimensiones (3D). El ajuste en sí mismo puede comenzarse como una subtask o como una herramienta diferente.

↔ *SmoothDef*

Permite definir los parámetros para el suavizado global del cubo de datos en 3D. El suavizado en sí mismo puede comenzarse como una subtask o como una herramienta diferente.

↔ *Makemask*

Permite construir diferentes campos de máscaras.

↔ *Combimage*

Realiza operaciones aritméticas básicas entre imágenes en dos dimensiones.

↔ *Make3Dcube*

Permite definir los parámetros para las simulaciones de cubos de datos en 3D en la base de campos del fondo, posición de la línea, intensidad de la línea y el σ de la línea.

Del análisis global de un cubo de datos – ajuste simultáneo de la línea de emisión en un área definida – se obtiene un conjunto de mapas que son de gran ayuda para la discusión y análisis de resultados. En el ajuste, por ejemplo, de una gaussiana a la emisión de la línea de H α se obtienen cuatro mapas conteniendo: la intensidad del pico, la sigma, la velocidad y el continuo.

3.4.2 Observaciones de rendija larga

Las observaciones de rendija larga se utilizaron únicamente para la calibración en velocidad de los datos de TAURUS de NGC 4631 y para la comprobación de la sensibilidad del Fabry-Perot.

El procedimiento seguido es el procedimiento estándar en este tipo de observaciones y se explica en el manual *Reduction of Long-slit Spectra with IRAF* (F. Valdes, Marzo 1986) A continuación presentamos un esquema de los pasos seguidos. Utilizamos IRAF para la reducción y análisis de los datos.

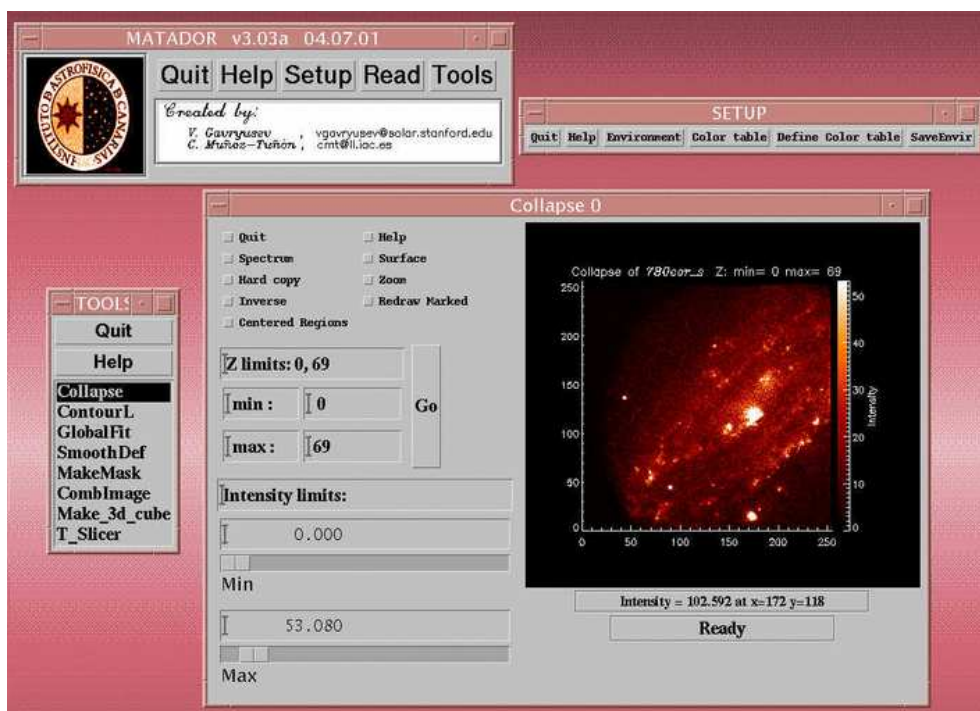


Figura 3.7: Imagen del programa MATADOR, podemos ver el Menú Principal, *set up*, herramientas y, como ejemplo, la imagen colapsada de NGC 253. También se pueden ver las sub-herramientas de *Collapse*, como es *spectrum* (espectro), que proporciona el espectro correspondiente a una región seleccionada de la imagen. Este espectro puede ser ajustado como la combinación de la línea del fondo del cielo y varias gaussianas (ver Gavryusev y Muñoz-Tuñón 1996).

1. Limpiar de bias. Se corrigen los espectros del bias midiendo el número de cuentas mínimo que tiene el detector. Le restamos a las imágenes el valor promedio del bias.
2. Corregir de flat-field. Para eliminar el flat se utilizan los espectros de cúpula. Estos espectros se corrigen de la respuesta del detector.
3. Limpiamos de rayos cósmicos.
4. Calibramos en longitud de onda. En los espectros de las lámparas de calibración (imágenes de arco) se identifican las líneas, se ajustan y se calibran las imágenes con estas líneas identificadas.
5. Sustraer el cielo. Se ajusta el cielo utilizando una zona del espectro donde no caiga el objeto.
6. Calibración en flujo. Se realiza utilizando espectros de estrellas de calibración. En nuestros espectros no fue necesario calibrar en flujo.

3.5 Observaciones en el infrarrojo

Hemos estudiado las propiedades de la emisión infrarroja lejana para la galaxia *starburst* NGC 253, utilizando mapas en el infrarrojo de IRAS (en 12, 25, 60 y 100 micras) y un mapa de ISO en 180 micras. Este es el primer mapa de NGC 253 en esta longitud de onda.

Lo primero que presentaremos son los datos utilizados en este estudio así como los pasos seguidos para reducirlos. Finalmente dedicaremos una sección a la identificación y caracterización de las estructuras fotométricas en estas imágenes.

Este estudio está basado en mapas del Observatorio Espacial Infrarrojo (ISO). Las observaciones fueron tomadas del archivo de datos de ISO¹². Además utilizamos las observaciones realizadas con otros satélites como las obtenidas por IRAS¹³ y por COBE (Explorador del fondo cósmico) con el fin de completar y comparar la información obtenida con las observaciones con ISO.

EL SATÉLITE INFRARROJO ISO

El observatorio infrarrojo ISO, de la Agencia Espacial Europea (ESA), estaba capacitado para hacer fotometría, polarimetría, imagen y espectroscopía en el rango espectral entre 2.5 y 240 μm (Kessler et al. 1996).

ISO estaba compuesto por cuatro instrumentos principales, una cámara (CAM), que cubre un rango espectral de 2.5 - 17 μm (Cesarsky et al. 1996); un fotopolarímetro (PHT), con un rango de 2.5 - 240 μm (Lemke et al. 1996); un espectrómetro de longitud de onda corta (SWS), con un rango 2.4 - 45 μm (de Graauw et al. 1996); y un espectrómetro de longitud de onda larga (LWS), con un rango 43 - 196.7 μm (Clegg et al. 1996).

Las observaciones que vamos a analizar han sido tomadas con el instrumento ISOPHOT. Este instrumento cubre el rango de longitudes de onda más largo de ISO, desde 2.5 a 240 μm . Sus capacidades científicas incluyen fotometría multifiltro y multiapertura, polarimetría, imagen y espectrofotometría (Lemke et al. 1996). ISOPHOT a su vez está constituido por tres subinstrumentos:

- PHOT-P: Fotómetro multibanda y multiapertura con tres detectores monodimensionales (3-120 μm). Los tres detectores son el P1 con 10 filtros de 3.3 a 16 μm , el P2, con dos filtros a 20 y 25 μm y el P3 con dos filtros a 60 y a 100 μm . Dispone de varias aperturas entre 5 y 180".
- PHOT-C: Sistema fotométrico en el IR lejano, con dos detectores panorámicos, el C100 y el C200. El C100 es un mosaico de 3 \times 3 píxeles, cada uno de los cuales cubre un campo de 43.5" \times 43.5" y dispone de 6 filtros entre 50 y 120 μm . El C200 es un mosaico de 2 \times 2 píxeles de 89.4" \times 89.4" por pixel que puede usarse con 5 filtros que abarcan un rango de 100 a 240 μm .

¹²ISO: <http://isowww.estec.esa.nl>

¹³IRAS y COBE: <http://lambda.gsfc.nasa.gov>

- PHOT-S: Es un espectropolarímetro doble de red, que opera de manera simultánea en los rangos 2.5 - 5 μm y 6 - 12 μm , con baja resolución. Los detectores son detectores lineales de 64 elementos cada uno. La calibración de este instrumento fue realizada por un equipo del IAC (I.P.: F. Garzón).

LOS DATOS

En este trabajo vamos a analizar mapas a cinco longitudes de onda en el infrarrojo a 12, 25, 60, 100 y 180 μm . A continuación vamos a detallar la información de cada uno de los mapas.

1. ISOPHOT

El mapa de ISOPHOT que vamos a utilizar está tomado con PHOT-C, con el detector C200.

Este mapa es el primero realizado de toda la galaxia, en la longitud de onda de 180 μm . El tamaño del pixel final es 60'' y cubre un campo de 53' \times 32' en el cielo.

Estos datos son públicos y fueron obtenidas del archivo de datos de ISO (Lemke et al. 1998¹⁴).

La reducción del mapa a 180 micras fue llevada a cabo con la ayuda del programa PIA (PHT-Interactive Analysis) con la versión 9.1 (Gabriel et al. 1997).

Los datos sin reducir de ISOPHOT consisten en una serie de rampas, cada una de ellas mide la señal en un tiempo de integración determinado. La lectura de la señal se mide calculando la pendiente de la rampa (V s^{-1}) formada en cada intervalo de integración. En la reducción de los datos se han aplicado las siguientes pasos:

- linearización de las rampas
- corrección de rayos cósmicos de las rampas y del nivel de señal
- sustracción de la corriente de oscuridad
- acotación de la rampa, tomamos solamente el último 60% de la señal de cada posición del detector para minimizar los efectos transitorios
- calibración con fuentes de calibración internas (Fine Calibration Source (FCS): Lemke et al. 1996)

Es muy probable que en el mapa los píxeles de la parte central de la galaxia estén parcialmente saturados, lo que puede producir un perfil de luz más plano.

2. IRAS

Los datos de IRAS se componen de cuatro mapas de la galaxia NGC 253 en las bandas 12, 25, 60 y 100 μm . Han sido obtenidas de IPAC (centro de análisis y

¹⁴Agradecemos a Lemke et al. las observaciones propuestas con ISO que hemos utilizado.

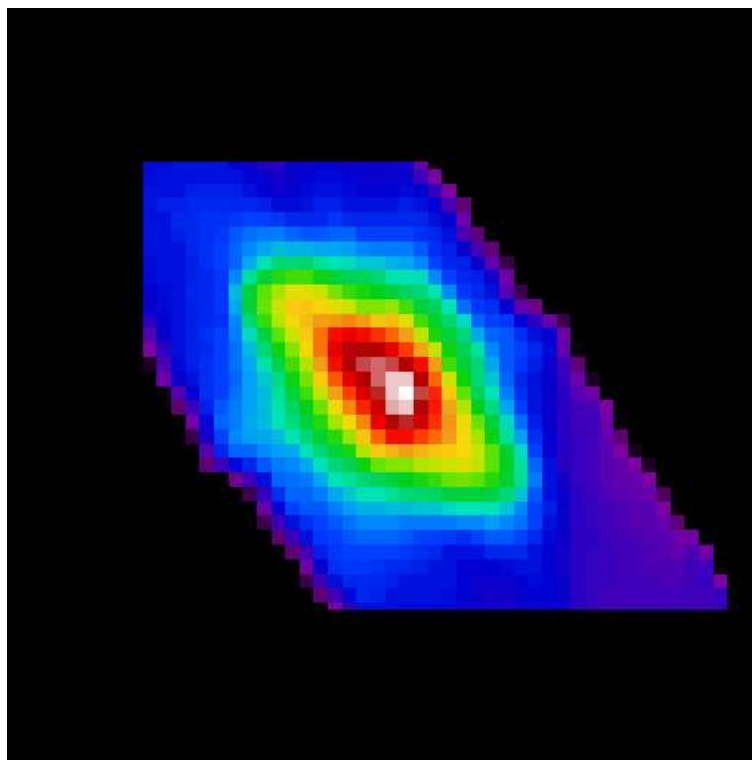


Figura 3.8: Mapa de NGC 253 en 180 micras tomado con ISO.

procesamiento del infrarrojo) ya procesadas. Usamos las imágenes HiRes. HiRes usa el método de máxima correlación (Aumann, Fowler y Melnyk 1990; Rice 1993) para producir imágenes con mejor resolución que la resolución nominal de los datos del satélite IRAS. Desafortunadamente los niveles más bajos de los mapas de IRAS no pueden usarse debido a estructuras espúreas en 12 y 25 μm producidas debido a histéresis del detector después de cruzar el núcleo brillante, y en 60 y 100 μm por emisión reflejada de la araña del telescopio de IRAS (Rice 1993).

3. COBE

Los datos de COBE han sido usados para calibrar las observaciones de ISO con las de IRAS. Lo que proporciona COBE es el valor que tiene el fondo del cielo en las cercanías de la galaxia a diferentes longitudes de onda. Comprobamos que el fondo en las observaciones de IRAS y de COBE tenía aproximadamente el mismo valor, lo que no ocurría al compararlas con las de ISO.

El valor que adoptamos para escalar el flujo de ISO con las observaciones de COBE, y a su vez con las de IRAS, fue 1.48.

En la Tabla 3.4 están resumidas las características de los mapas finales, longitud de onda, anchura a media altura (FWHM) y tamaño del píxel.

Tabla 3.4: Características de los mapas en el infrarrojo.

Longitud de onda	FWHM	Tamaño del pixel
$12\mu\text{m}$	$61''$	$15'' \times 15''$
$25\mu\text{m}$	$56''$	$15'' \times 15''$
$60\mu\text{m}$	$76''$	$15'' \times 15''$
$100\mu\text{m}$	$100''$	$15'' \times 15''$
$180\mu\text{m}$	$94''.43$	$60'' \times 60''$

3.5.1 Identificación y caracterización de estructuras fotométricas

Una parte importante del análisis de las observaciones en el infrarrojo fue el estudio de los perfiles radiales de brillo superficial de NGC 253. Los perfiles se obtuvieron a partir del ajuste de elipses a los isocontornos de brillo superficial (isofotas) de la galaxia, mediante el paquete de IRAF, ELLIPSE. El análisis de estas elipses nos va a permitir detectar y caracterizar las estructuras presentes en la galaxia.

Los perfiles radiales obtenidos de los parámetros de las elipses nos dan información acerca de las diferentes estructuras que forman las galaxias. Analizando los tres parámetros básicos de las elipses ajustadas, intensidad, elipticidad y ángulo de posición, podemos discernir cuales son las componentes fotométricas presentes en la galaxia.

La imagen que tenemos de un objeto astronómico es la integral en la línea de visión de estructuras tridimensionales. Las galaxias pueden ser modeladas como un conjunto de estructuras: disco, bulbo, barra, anillos, etc. que pueden ser ajustadas con una expresión matemática y que en conjunto contribuyen a la luminosidad total de la galaxia.

Los perfiles de brillo superficial de las galaxias se pueden descomponer en sus diferentes estructuras fotométricas. Las estructuras morfológicas definen cada una de las distribuciones espaciales que puede haber en una galaxia (bulbo, disco, barras, anillos, lentes,...) y estas se pueden describir analíticamente mediante una expresión matemática (Prieto et al. 1997; Prieto et al. 2001; Varela, Muñoz-Tuñón y Simonneau 1996).

AJUSTE DE ISOFOTAS A LOS MAPAS DE NGC 253

Obtenemos los perfiles de brillo superficial promediando azimutalmente sobre ánuos elípticos. Ajustamos los isocontornos de brillo superficial con el paquete ELLIPSE en IRAF, el cual utiliza el algoritmo descrito en Jedrzejewski (1987).

Para cada paso en el semieje mayor, ELLIPSE busca el mejor ajuste de la intensidad. Este proceso se realiza para cada valor del semieje mayor, barriando así toda la galaxia.

Algo muy importante es que el intervalo entre dos isofotas consecutivas debe ser igual al tamaño de la FWHM (anchura a media altura) en cada filtro, ya que no podemos resolver una estructura que esté por debajo de la resolución del mapa. Se ha hecho la media sobre un anulo de ancho igual a la FWHM en cada filtro (ver Tabla 3.4). La Figura 3.9 muestra la familia de elipses ajustadas para el mapa a $12\mu\text{m}$, donde podemos ver los cambios en las isofotas que como ya veremos más adelante indica la presencia de una barra.

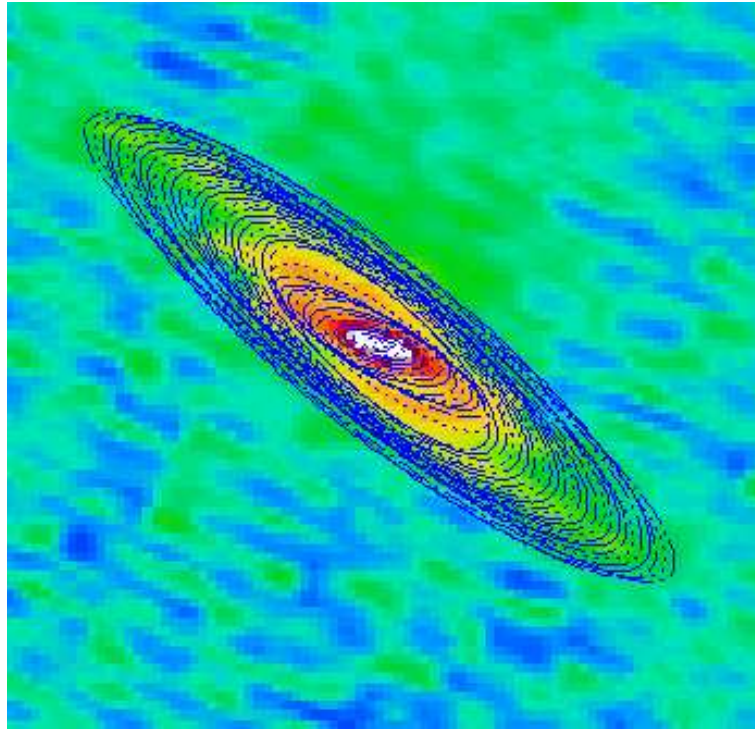


Figura 3.9: Familia de isofotas ajustadas al perfil de 12 micras superpuestas al mapa de 12 micras. El valor máximo en el centro de la galaxia corresponde a 300 MJy sr^{-1} y la isofota más externa a 0.9 MJy sr^{-1} . El fondo tiene una apariencia ruidosa, pero las intensidades son para el azul -0.2 MJy sr^{-1} y 0.2 MJy sr^{-1} para el verde. También se puede apreciar el efecto de histéresis al cruzar una fuente brillante perpendicularmente al eje mayor de la galaxia hacia arriba.

En el capítulo 5 presentaremos estos perfiles así como la discusión de su comportamiento.

COMPONENTES ESTRUCTURALES

Los perfiles de brillo pueden descomponerse en la suma de diferentes componentes estructurales que constituyen la galaxia. Estas funciones tienen un conjunto de parámetros libres que hay que ajustar hasta reproducir bien el perfil observado. Puesto que NGC 253 es una galaxia bien estudiada en otras longitudes de onda, sabemos de antemano las estructuras presentes en su perfil de brillo (bulbo, disco y brazos espirales, Pence 1980; barra, Scoville et al. 1985). No olvidando que estas puede que no estén presentes en todos los rangos espectrales y teniendo en cuenta además que en el IR tenemos menor resolución espacial. A continuación presentamos las funciones analíticas de las componentes morfológicas encontradas en los perfiles de NGC 253, y que presentaremos en el capítulo 5.

Disco Los discos de las galaxias espirales presentan un brillo superficial que sigue en la mayor parte de los casos una ley exponencial.

La expresión más utilizada para ajustar los perfiles de brillo superficial en los discos de galaxias es una función exponencial del tipo:

$$I_{disc}(r) = I_d e^{-\frac{r}{r_d}} \quad (3.29)$$

Donde:

I_d = intensidad central

r_d = longitud de escala del disco (que es la distancia a la cual la intensidad ha disminuido en un factor e con respecto a la central).

Bulbo Los bulbos son similares tanto en su dinámica como en su estructura a las galaxias elípticas. Estos presentan los colores más rojos de las galaxias, indicando la presencia de estrellas más viejas.

Presentan una morfología similar a la esférica, salvo casos donde se ha encontrado evidencias de triaxialidad (Evans 1951; Liller 1960; Liller 1966). En otros trabajos (Nieto et al. 1992; Beckman et al. 1991; Varela, Muñoz-Tuñón y Simonneau 1996) se propone que posiblemente esté asociado con actividad nuclear o circumnuclear.

Existe más de una ley para describir analíticamente el bulbo. La más usada es la ley de de Vaucouleurs, utilizada para describir los perfiles de brillo de las galaxias elípticas. Y debido a las grandes similitudes en color, contenido estelar y morfología de estas y los bulbos de espirales podemos considerar válida la misma ley.

$$I_{bulbo}(r) = I_{bo} e^{-7.6692 \left(\frac{r}{r_e}\right)^{1/4}} \quad (3.30)$$

donde:

r_e = longitud de escala o radio efectivo del bulbo

I_{bo} = la intensidad en el centro

En algunos casos no somos capaces de resolver el bulbo ya que el tamaño del pixel es muy grande y/o la resolución no es lo suficientemente buena. En ese caso, la menor estructura que somos capaces de resolver es la PSF (mancha que resulta de convolucionar el seeing, la figura de difracción del telescopio y las componentes galácticas de tamaño proyectado equivalente). Para los mapas de ISO e IRAS no sólo la resolución es baja sino que además tenemos tamaños de pixel muy grandes, sobre todo en el mapa de 180 micras donde el tamaño del pixel es $\sim 89''$. El perfil de brillo para la PSF se describe con la siguiente expresión de una gaussiana:

$$I_{psf}(r) = I_{psfo} e^{-0.5 \left(\frac{r}{\sigma}\right)^2} \quad (3.31)$$

Donde I_{psfo} es la intensidad en el centro de la PSF y $\sigma = \text{FWHM} / 2.3548$.

Barra Las barras son estructuras no axisimétricas que aparecen en las zonas internas de las galaxias espirales. Tienen más de un eje de simetría y, por eso, para tener una buena descripción de las mismas necesitamos al menos conocer su estructura en dos dimensiones.

Prieto et al. (2001) y Aguerri et al. (2000) describen los dos posibles tipos de barras que podemos encontrarnos, a lo largo del semieje mayor, tipo plano y tipo elíptico. La expresión que describe mejor nuestro perfil es la de la barra tipo plano, que pasamos a describir a continuación.

Elmegreen y Elmegreen (1985) y Elmegreen et al. (1996) estudiaron una muestra de galaxias barradas y observaron que para algunas galaxias los perfiles de luminosidad de las barras a lo largo de sus ejes mayores eran planas. Para ajustar este tipo de perfil se usa la expresión dada en Prieto et al. (1997):

$$I_{barra}(r) = \frac{I_b}{1 + e^{\frac{r-r_b}{l_b}}} \quad (3.32)$$

Donde r_b y l_b son constantes que suavizan el final de la función de la barra.

Anillo Los anillos suelen aparecer en galaxias barradas y se pueden clasificar en tres grupos, externos, internos y nucleares.

Los anillos externos son estructuras que aparecen en torno a la resonancia externa de Lindblad (OLR; Schwarz 1981). Son estructuras alineadas perpendicularmente a la barra (Buta 1996).

Los anillos internos muestran una gran multitud de morfologías. En Buta (1996) se presentan algunos ejemplos que indican que pueden relacionarse con una resonancia específica con la barra. Se encuentran alineados paralelamente a la barra. La mayoría de ellos son pseudoanillos, es decir, se presentan en galaxias con estructura espiral muy cerrada que en proyección se confunden con anillos.

Los anillos nucleares presentan una gran variedad de razones axiales. Muchos de ellos están formados por brazos muy enrollados. Algunas galaxias presentan barras pequeñas internas a estos anillos nucleares. A estas barras se las llama barras secundarias y están desalineadas con la barra principal (Buta 1996).

Para los anillos y pseudo-anillos (que se suelen presentar en galaxias espirales) los perfiles de luminosidad transversal se ajustan bien con perfiles de tipo gaussiano:

$$I_{anillo}(r) = I_a e^{-\frac{1}{2} \left(\frac{r-r_a}{l_a} \right)^2} \quad (3.33)$$

r_a = radio del anillo

I_a = intensidad en este radio

l_a = ancho de escala del anillo

Para información más exhaustiva de los métodos y posibilidades de los ajustes así como estructuras a parametrizar ver Aguerri et al. (2000); Varela, Muñoz-Tuñón y Simonneau (1996) , entre otros. Hay que incidir, no obstante, en que estos trabajos se han hecho en el óptico y el IR cercano. Nuestra aportación consiste en el estudio en otro rango, el IR medio y lejano, rangos que además de no estar tan severamente afectados por la extinción muestran otras componentes de masa, por ejemplo polvo frío en $180 \mu\text{m}$.

4

M82

RESUMEN:

En este capítulo se presenta el trabajo de las observaciones para M82. M82 es el prototipo de galaxia *starburst* que además presenta supervientos galácticos. Es, por lo tanto, un buen objeto para estudiar las propiedades de los *starbursts*. Las observaciones disponibles consisten en imágenes en múltiples bandas ($H\alpha$, NII, strömgren y I, B, V) tomadas con la cámara WFPC2/HST. Puesto que los modelos teóricos propugnan una relación causa-efecto entre los supercúmulos estelares (SSC) y los SVG, empezamos este trabajo catalogando los supercúmulos estelares en el *starburst* de esta galaxia. Para ello utilizamos las imágenes en $H\alpha$ del HST. El catálogo de SSC proporciona, para cada uno de ellos, las coordenadas relativas, radio, flujo, luminosidad, masa, anchura equivalente, extinción, distancia con el SSC más cercano y número de fotones ionizantes.

El núcleo de esta galaxia está fuertemente extinguido y la extinción es diferencial, por lo que hemos estimado su valor en cada uno de los cúmulos. Los valores de la extinción los hemos obtenido de las imágenes de banda ancha del HST y utilizando el código CHORIZOS.

Encontramos 197 SSC en el *starburst* de M82. Los cúmulos son muy compactos, con radios típicos entre 3 y 9 pc, con un radio medio de 5.7 ± 1.4 pc. Además son muy masivos, con masas entre 10^4 y $10^6 M_{\odot}$. Los cúmulos están muy cercanos entre sí, con distancias proyectadas con el vecino más cercano menores que 30 pc y con un valor medio de 12.2 ± 7.2 pc. Las distancias típicas entre cúmulos son del orden de 2-3 veces el radio típico de los mismos. Esto implica que la densidad global de cúmulos es muy alta. Para todo el *starburst* estimamos una densidad de 620 kpc^{-2}

Los valores que se obtienen de la tasa de formación estelar y la tasa de formación estelar por unidad de área son también muy altos. En particular, la región SE como la NE del núcleo de M82 tienen densidades de cúmulos y tasas de formación estelar especialmente altas. Éstas se localizan en medio de la base de la estructura de filamentos de los supervientos galácticos.

El trabajo que se presenta en este capítulo ha sido publicado en la revista *Astrophysical Journal* (Melo et al. 2005).

4.1 Características de M82

M82 pertenece al grupo de galaxias de M81, que se encuentra hacia la constelación de la Osa Mayor. Este objeto está clasificado como una galaxia irregular. M82 es una fuente potente de emisión infrarroja pese a su pequeño tamaño, de hecho, debido a su proximidad (3.63 Mpc) y luminosidad infrarroja, es la galaxia más brillante en el rango infrarrojo del cielo (Colbert et al. 1999). Messier 82 es también conocida como la galaxia cigarro debido a su forma en el rango visible. Su cercanía y luminosidad hacen que sea perfecta como laboratorio para estudios de la formación estelar violenta. La fracción de gas en esta galaxia, entre el 30 y 40%, es inusualmente elevada (el valor típico en otras galaxias está entre el 5 y el 15%).

M82 posee una hermosa estructura de filamentos visibles en la línea de $H\alpha$. Ya Lynds y Sandage (1963) plantearon que la emisión extendida de $H\alpha$ que se observa en M82 podría haber sido causada por una única explosión masiva en el centro, acercándose al concepto de superviento galáctico, posteriormente confirmado por McCarthy, Heckman y Breugel (1987), Heckman, Armus y Miley (1987), Fabbiano (1988), Bland y Tully (1988), Strickland, Ponman y Stevens (1997), Shopbell y Bland-Hawthorn (1998), Devine y Bally (1999), entre otros trabajos. Recientemente se ha convertido en el primer ejemplo observacional confirmado de los supervientos galácticos. Esto ha sido gracias a la imagen en $H\alpha$ tomada con el telescopio Subaru¹ con el instrumento FOCAS en su primera noche de operación en febrero de 2000. En la Figura 4.1 podemos ver una superposición de esta imagen en $H\alpha$ con la imagen óptica en banda ancha de M82. La morfología en $H\alpha$ consiste en una serie de filamentos que partiendo del centro de la galaxia se extienden hasta unos 11 kpc, como ya habían observado, aunque con menor detalle, Lehnert, Heckman y Weaver (1999) y Devine y Bally (1999), entre otros. Estos autores además llaman la atención sobre una estructura que tiene la apariencia de un caparazón a 11 kpc del núcleo (fuera del campo de la imagen) en la dirección de estos filamentos y que está desplazado al azul unos 50-200 km s⁻¹ relativo al núcleo de la galaxia. Devine y Bally (1999) proponen dos posibles modelos para explicar este caparazón. Una de las hipótesis es que se trate de material fotoionizado por los fotones del continuo de Lyman, que han escapado del núcleo y han sido llevados hasta esta región por medio de los supervientos galácticos. La segunda hipótesis plantea que podría ser un arco de onda de choque que ha sido formado por el impacto del superviento galáctico contra material previamente emitido por el viento o contra material del medio intergaláctico.

M82 es el prototipo de galaxia con supervientos galácticos en el universo local y es, por tanto, la candidata ideal para estudiar este fenómeno. La utilizaremos como patrón y los valores que en ella obtengamos serán la unidad de comparación con otros objetos. Es fundamental estudiar el corazón del *starburst* y utilizar observaciones con alta resolución espacial en diferentes bandas que nos permitan ver la estructura interna del *starburst*. Su proximidad ha hecho que M82 sea un objetivo para gran número de programas observacionales con el *HST*, está, por tanto, ampliamente observada.

El *starburst* de M82 está atravesado por nubes oscuras que lo dividen visualmente en cinco zonas (ver Fig. 4.2, abajo) y que nosotros utilizaremos como referencia para localizar los SSC. En la Figura 4.2 (arriba) se muestra la imagen del HST/WFPC2 en $H\alpha$ del corazón

¹Subaru es un telescopio óptico-infrarrojo de 8.2 metros que se encuentra en Mauna Kea, Hawaii, operado por el Observatorio Nacional Astronómico de Japón (NAOJ).



Figura 4.1: Imagen óptica en banda ancha de M82 (NGC 3034, la galaxia cigarro). La estructura en filamentos perpendicular a la galaxia es una imagen en $H\alpha$ tomada con el telescopio Subaru (8m). El diámetro de la imagen es 6 segundos de arco.

del *starburst* de M82 con los isocontornos de la imagen en $[Fe II]$ de HST/NICMOS (Alonso-Herrero et al. 2003). La emisión en $[Fe II]$ no está tan afectada por la extinción, lo que nos permite ver más profundo, sobre todo en las zonas del visible afectadas por las nubes oscuras, y que nos permite ver que el *starburst* es realmente una región continua, es decir, no parece estar dividida en diferentes zonas como en el óptico. También es muy interesante ver que la emisión en $[Fe II]$ sigue la estructura de filamentos vista en el visible, sobre todo

en la parte norte.

La correspondencia entre las cinco zonas en las que hemos dividido el *starburst* (identificadas en la Fig. 4.2-abajo) y la secuencia de regiones brillantes en M82 de O'Connell y Mangano (1978) ampliada para incluir otras regiones menos brillantes (I – L) es la siguiente:

N: Zona al norte (J + K)

NE: Zona al noreste (I + D + L)

NW: Zona al noroeste (E)

SE: Zona al sureste (A)

SW: Zona al suroeste (C)

La región M82-B o también conocida como el *starburst* fósil de M82 (de Grijs et al. 2001) se encuentra al este del *starburst* y fuera del campo de la cámara PC, que es el que vemos en la Figura 4.2.

M82 presenta una estructura de filamentos de forma bicónica y extensa, como muestran las imágenes de Subaru (Ohyama et al. 2002), sumergidos en un volumen de emisión en rayos X blandos, que han detectado *Chandra* (Griffiths et al. 2000) y *XMM-Newton* (Stevens, Read y Bravo-Guerrero 2003) y que se extienden varios kiloparsecs fuera de las zonas nucleares. Este sistema de filamentos fue primeramente analizado por O'Connell y Mangano (1978), quienes muestran que las partes más internas de los filamentos se encuentran en las inmediaciones de M82-A y no simplemente cercanos debido a la proyección.

Por otro lado tenemos el gas en el superviento. Ohyama et al. (2002) esquematizan las diferentes fases en las que se divide el gas en el superviento según los estudios previos que se han llevado a cabo:

1. Gas caliente ($T \sim 10^7$ K) emitiendo en rayos X blandos (p. ej. Bregman, Schulman y Tomisaka 1995; Strickland, Ponman y Stevens 1997; Lehnert, Heckman y Weaver 1999)
2. Gas templado ($T \sim 10^4$ K) ionizado mostrado por las líneas de emisión ópticas (p. ej. Heckman, Armus y Miley 1987; Bland y Tully 1988; McKeith et al. 1995; Shopbell y Bland-Hawthorn 1998)
3. Gas frío ($T \sim 100$ K) y neutro mostrado por los granos de polvo, incluyendo *i*) un halo de gas molecular lleno de polvo (p. ej. Scarrott, Eaton y Axon 1991; Sofue et al. 1992) y *ii*) el complejo de calles oscuras vistas en regiones superiores del disco (Ichikawa et al. 1994; 1995)
4. gas molecular y atómico frío ($T \sim 10 - 100$ K) (p. ej. Nakai et al. 1987; Yun, Ho y Lo 1993)

La extinción total en las zonas centrales de M82 es muy alta y no es homogénea, es diferente en cada uno de los puntos, debido principalmente a nubes oscuras que cruzan la galaxia. Esto hace que los valores de la extinción que encontramos en la literatura muestran

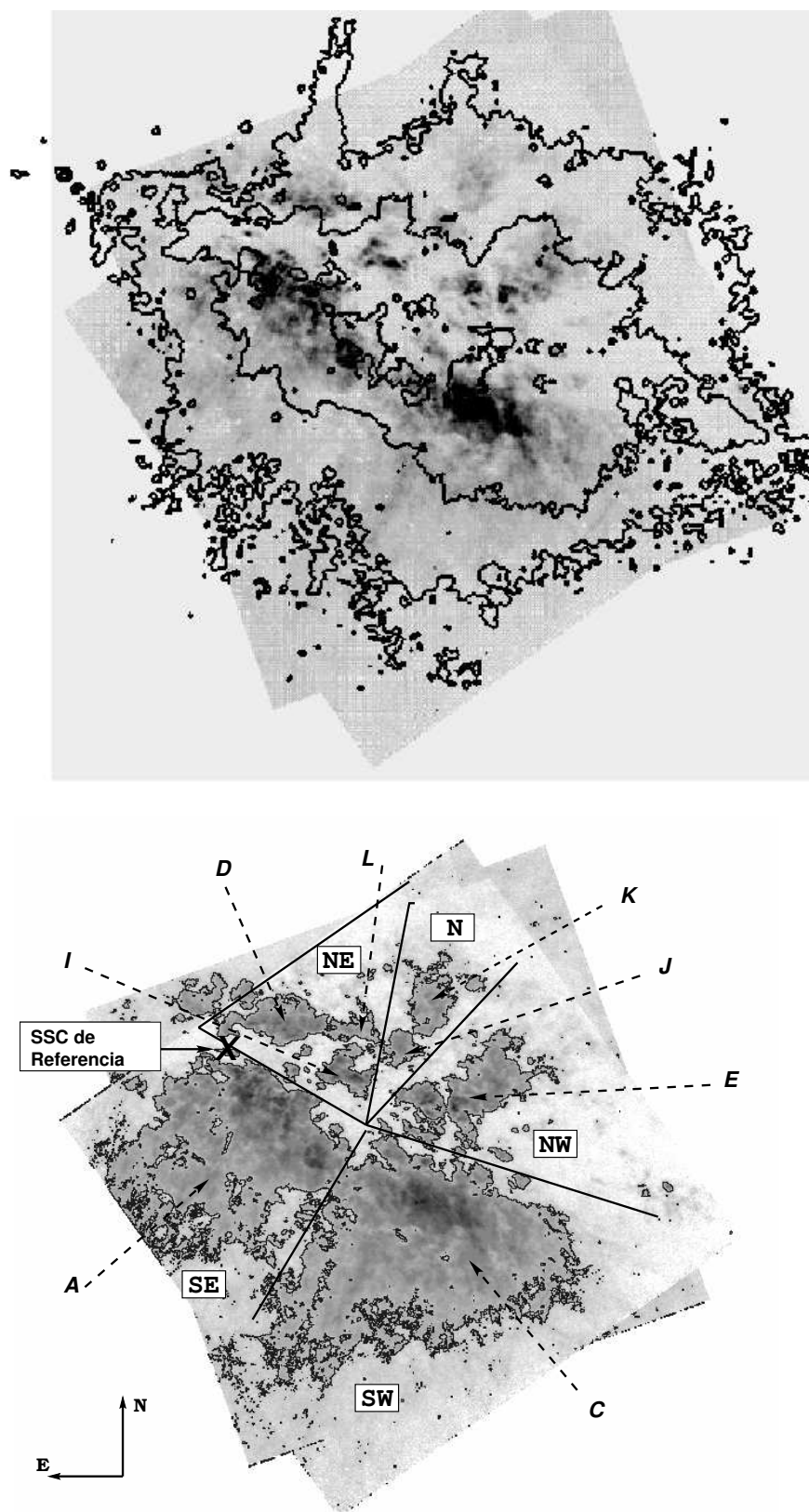


Figura 4.2: Región central de M82. Arriba: Imagen de $H\alpha$ /WFPC2 con los isocontornos de la emisión en $[Fe II]$ /NICMOS superpuestos. Abajo: División en las cinco diferentes zonas en la imagen de $H\alpha$ /WFPC2 que vamos a analizar en este trabajo (nombres en cajas blancas). También está indicada la nomenclatura propuesta por O'Connell y Mangano (1978) (fuera de la imagen con flechas discontinuas).

una gran dispersión. Por ejemplo, O’Connell y Manganó (1978) utilizaron un valor para la extinción interna de $A_v = 2.5$ mag. Estudios más recientes (ver por ejemplo, Watson, Stanger y Griffiths 1984; O’Connell et al. 1995; Alonso-Herrero et al. 2003) dan valores para la extinción en el rango $2.5 \text{ mag} < A_v < 25 \text{ mag}$. Este amplio rango de valores hace necesaria la estimación de valores locales para cada SSC (ver sección 4.3.4).

En relación a los SSC, sólo la región M82-B (de Grijs et al. 2001; Parmentier, de Grijs y Gilmore 2003; de Grijs, Bastian y Lamers 2003) y el cúmulo M82-F (Smith y Gallagher 2001) han sido estudiados en detalle. En M82-B, o el *starburst* fósil de M82, de Grijs et al. (2001) identificaron candidatos a SSC analizando imágenes del *HST* (*WFPC2*). de Grijs, Bastian y Lamers (2003) también encontraron en esta región un pico en la época de formación a ~ 1100 Maño para una submuestra de cúmulos con edades bien determinadas. El cúmulo M82-F ya fue clasificado como *cúmulo estelar compacto* por O’Connell y Manganó (1978). Luego Smith y Gallagher (2001) lo estudiaron en detalle encontrando que se trata de un cúmulo muy masivo (masa dinámica = $1.2 \pm 0.1 \times 10^6 M_\odot$) y compacto ($R_{ef} = 2.8 \pm 0.3$ pc).

En este trabajo se obtiene el primer catálogo de los SSC del *starburst* de M82.

4.2 Observaciones y reducción de datos

Las observaciones que hay disponibles para M82 nos permiten analizar en detalle los candidatos a SSC con el objetivo de medir las propiedades físicas de la colección de SSC capaces de desarrollar y sostener supervientos galácticos.

Las imágenes que hemos utilizado en nuestro análisis están desglosadas en la Tabla 4.1. Las hemos obtenido de la base pública de datos del *HST* y corresponden a tres programas observacionales diferentes.

Tabla 4.1: Resumen de las observaciones utilizadas del archivo de datos de HST para M82

Filtro	I.P.	Banda	Imágenes	Tiempos exp. (s)
F656N	W. Sparks	H α	u2s04201t–2t	2 \times 300
F656N	P. Shopbell	H α	u3jv0101r–102r–201r–202r	4 \times 500
F658N		N II	u3jv0103r–104r–203r–204r	4 \times 600
F547M		Str. y^a	u3jv0207r–8r	2 \times 50
F814W	R. O’Connell	WFPC2 I	u45t0105r–6r–7r–8r –hr–ir–jr–kr	2 \times 200/1200/600 260/140/2 \times 900
F439W		WFPC2 B	u45t0109r–ar–br–cr –lr–mr–nr–or	2 \times 400/1000/2300 500/300/2500/1100
F555W		WFPC2 V	u45t0101r–2r–3r–4m –dr–er–fr–gr	2 \times 350/1600/800 300/200/2 \times 1000

^aWide Strömgren y .

El trabajo que se presenta en esta memoria, se concentra en analizar las imágenes en H α . Las imágenes de Nitrógeno II (N II $\lambda 6583.6$ Å—F658N) fueron utilizadas para eliminar la contribución de esta línea en las imágenes de H α . Algunas de las imágenes de banda ancha (F547M—*Strömgren y* y F814W—I filter) fueron utilizadas para eliminar la contribución del continuo. Por otro lado, todas las imágenes de banda ancha fueron

utilizadas para calcular la extinción y masas de los SSC, como veremos en la sección 4.3.4. En la Figura 4.3 se muestran todas las imágenes utilizadas para el análisis de M82.

El *starburst* de M82 se sitúa en la cámara PC para todos los filtros excepto para F814W (aproximado al filtro I), F439W (similar al filtro B) y F555W (similar al filtro V) en los cuales el *starburst* cae en la cámara WF4. De estos tres filtros solamente F814W fue utilizado para la elaboración del continuo de $H\alpha$; se submuestreó este filtro para tener el mismo tamaño de pixel de la cámara PC.

Las imágenes fueron reducidas según el procedimiento detallado en el capítulo 3. La sección siguiente describe la elaboración de un continuo para esta galaxia.

Las distorsiones geométricas fueron corregidas utilizando la herramienta DRIZZLE. La corrección de CTE (eficiencia en la transferencia de carga) no fue necesaria ya que era del orden del 1%.

4.2.1 Elaboración de la imagen de continuo

A la imagen en $H\alpha$ hay que sustraerle la emisión del continuo subyacente. Idealmente, se utilizan uno o dos filtros de banda estrecha cercanos en longitud de onda a la línea de $H\alpha$ para estimar el continuo. En la práctica nos encontramos que estos filtros a veces no están disponibles y tenemos que recurrir a una de las siguientes opciones, (a) un filtro de banda ancha cercano en longitud de onda, con el inconveniente de que va a estar contaminado con líneas de emisión o (b) dos filtros a una cierta distancia en longitud de onda a partir de los cuales se pueda interpolar un continuo para $H\alpha$. En nuestro caso recurrimos al segundo método, ya que no disponemos de imagen en R en el archivo. Para longitudes de onda mayores que $H\alpha$ la única imagen disponible es el filtro F814W. En el otro lado del espectro podemos elegir entre F555W y F547M. F555W es más ancho y tiene una señal-ruido mejor, pero tiene un problema importante: está contaminado de la línea $[O\ III] \lambda 4959+5007$ y, en menor grado, de las líneas de $H\alpha$ y $H\beta$. Por esta razón elegimos F547M como filtro en el lado azul. Interpolamos en longitud de onda el espectro entre F547M y F814W eligiendo un espectro sintético de SYNPHOT (White et al. 1998) en IRAF para una atmósfera de una estrella con $T = 30\ 000\ K$ (Kurucz 1979) cuyo color (F547M - F814W) coincide con el medido. Finalmente, seleccionamos el valor del espectro a la longitud de onda de $H\alpha$ para estimar la contribución del continuo para F656N.

4.3 Análisis de las observaciones

4.3.1 Comparación con medidas de otros autores

Una vez la imagen de $H\alpha$ se ha calibrado y se le ha sustraído el continuo comparamos con trabajos anteriores. A pesar de ser una galaxia muy estudiada no encontramos muchos datos en $H\alpha$, comparamos con los de O'Connell y Mangano (1978). Ellos miden la luminosidad de M82-A y corrigen de enrojecimiento ($A_V = 2.5$) obteniendo una luminosidad de $5.06 \times 10^{40}\ \text{erg s}^{-1}$ (hemos corregido también de la diferencia en la distancia). Corrigiendo del mismo enrojecimiento y dentro de un contorno de $3 \times 10^{-17}\ \text{erg s}^{-1}\ \text{cm}^{-2}$ nosotros medimos una luminosidad de $5.02 \times 10^{40}\ \text{erg s}^{-1}$, confirmando así la calibración de los datos de la WFPC2.

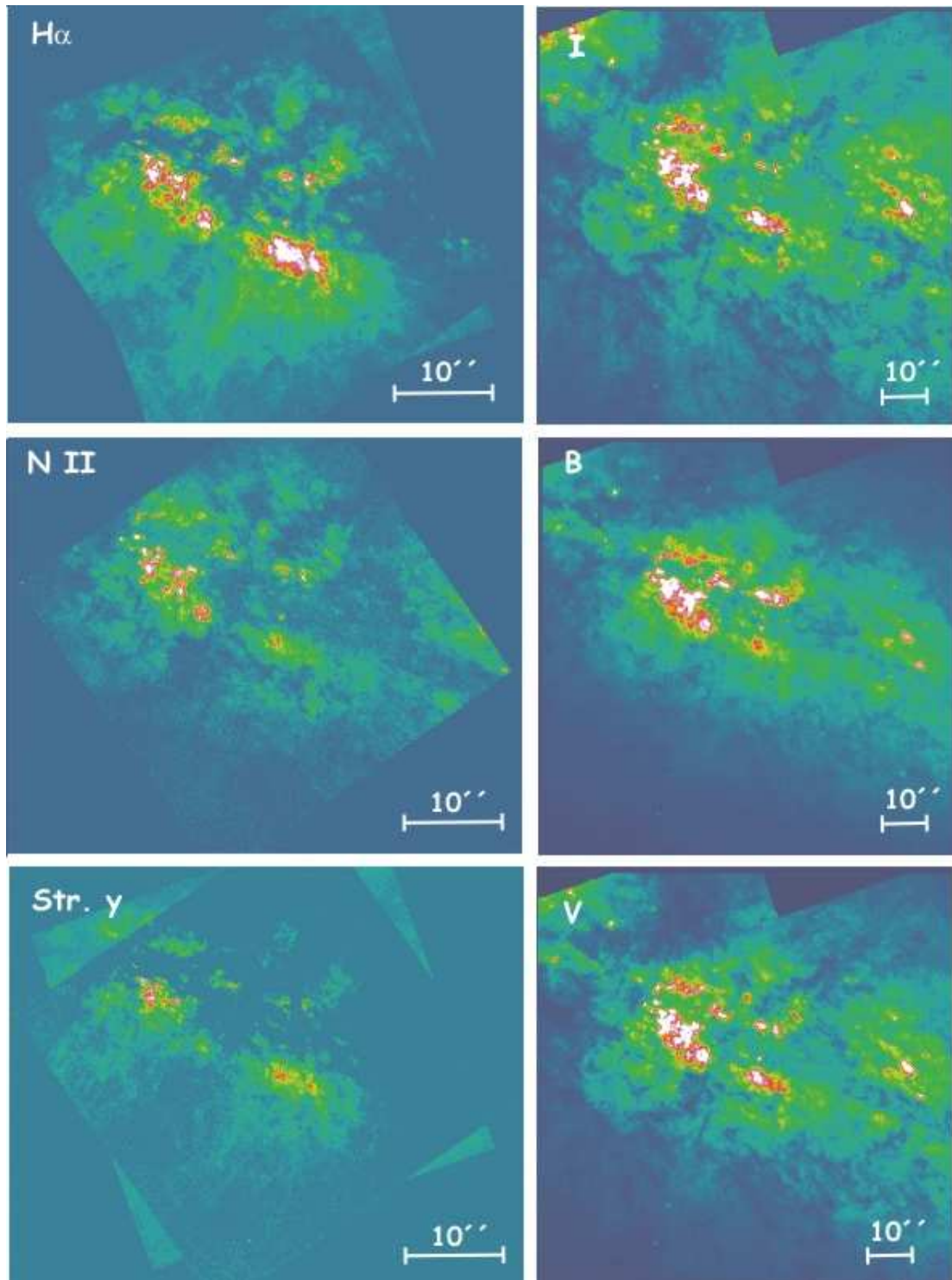


Figura 4.3: Imágenes de M82 en los diferentes filtros analizados en este trabajo. Las imágenes en los filtros de $H\alpha$, [N II] y Str. γ corresponden a la cámara PC de la WFPC2, las otras, I, B y V, corresponden a la cámara WF4. Todas las imágenes tienen superpuesta la escala correspondiente a $10''$.

4.3.2 Emisión difusa de la galaxia

Las zonas centrales de las galaxias tienen una componente importante a tener en cuenta, la emisión del fondo de la galaxia constituido por la población de estrellas viejas de la galaxia, el gas y el polvo. En M82 esta componente subyacente es muy importante por lo que si queremos medir la emisión de los brotes jóvenes de formación estelar, tenemos que cuantificar esta contribución añadida.

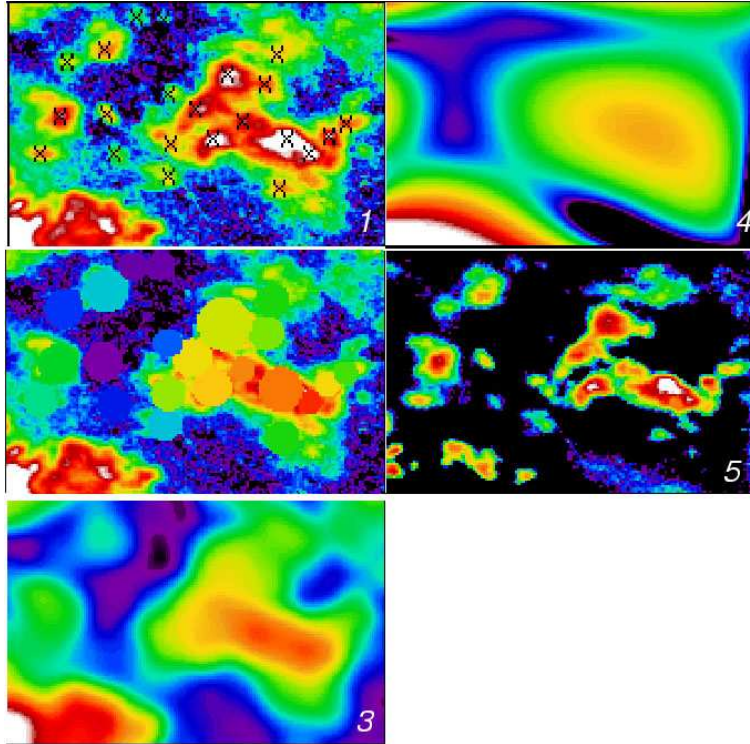


Figura 4.4: Secuencia de pasos seguidos para elaborar y sustraer la emisión difusa en la región M82-I. 1: imagen de $H\alpha$ con los SSC marcados con cruces; 2: imagen $H\alpha$ con las máscaras superpuestas en ella (las máscaras tienen un valor igual al valor medio del flujo en el siguiente anillo al de la apertura considerada); 3: el mapa 2 es suavizado con una gaussiana; 4: el mapa 3 es ajustado con una función de splines en dos dimensiones; 5: la imagen original de $H\alpha$ con la emisión difusa sustraída.

Antes de modelar la emisión difusa hacemos la búsqueda de los SSC como se explicó en el apartado 3.3.3. Primeramente catalogamos los núcleos brillantes tanto en la imagen de $H\alpha$ como en la imagen de su continuo, para posteriormente quedarnos con aquellos que emiten en la línea y su continuo. Más detalles de estos catálogos se presentarán en el apartado 4.4 de este capítulo.

Los pasos seguidos para modelar esta componente de emisión difusa se muestran en la Figura 4.4. Este procedimiento lo hacemos para cada una de las regiones en las que hemos dividido el *starburst* de M82. En el primer paso se muestra la imagen de $H\alpha$ con los candidatos a SSC marcados con cruces. El siguiente paso es enmascarar la imagen de $H\alpha$ en las posiciones de los SSC con el tamaño de las aperturas encontradas para cada uno de ellos. El valor que le asignamos a cada máscara lo obtenemos haciendo la media del flujo encerrado en el siguiente anillo (de un pixel de ancho) al de la apertura considerada para cada cúmulo. A continuación se suaviza este mapa de máscaras con una gaussiana cuyo ancho es igual al radio medio de los SSC de cada región. La utilización de una gaussiana más ancha produce efectos de borde alrededor de los SSC, se crean pozos negativos que introducen errores en los flujos medidos. Después de analizar varias posibilidades ajustamos ese mapa suavizado

con una función de splines (FIT-REGION, IDL, Molowny-Horas y Yi 1994). Los mejores ajustes son para una función de cuarto orden (paso 4). El mapa ajustado es el mapa de emisión difusa que se le va a sustraer al mapa en $H\alpha$ para medir los flujos de los SSC sin esta contribución (paso 5). Se seleccionan los candidatos a SSC como aquellos cúmulos que tienen en la apertura correspondiente una emisión en $H\alpha$ mayor que la emisión difusa.

También se ha ajustado la emisión difusa en la imagen de continuo para estimar la anchura equivalente ($\mathcal{W}[H\alpha]$) sin la contribución de la emisión difusa. La anchura equivalente se estima como la razón de los flujos ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$) de la línea de $H\alpha$ y del continuo por el ancho del filtro de $H\alpha$ (\AA), ambos sin la contribución de la emisión difusa, dentro de las aperturas finales catalogadas para cada SSC.

4.3.3 Comparación con FOCAS

Utilizamos el paquete FOCAS en IRAF para comparar con otro método diferente de búsqueda de regiones. FOCAS se utiliza principalmente para la detección automática, fotometría y catalogación de regiones H II, utilizando máscaras para las estructuras encontradas. Como en todos los métodos el problema comienza en regiones con una gran densidad de fuentes, cuando el flujo de los núcleos brillantes vecinos empieza a solaparse.

En la Tabla 4.2 hacemos una comparación de los flujos medidos con FOCAS y con el método de este trabajo o “método del gradiente” (ver sección 3.3.3) en la región M82-I. Los flujos que medimos con el “método del gradiente” son mayores que los medidos con FOCAS. La razón principal es que en la mayoría de las regiones hay diferencias importantes en las posiciones determinadas para los objetos. Esto es debido a que FOCAS busca el centro geométrico de las regiones pudiendo encontrar una región con cualquier forma. En nuestro método suponemos que los SSC son estructuras con geometría esférica, son objetos compactos y buscamos como posición del SSC el punto más brillante. No tenemos en cuenta la contaminación de emisión $H\alpha$ externa al cúmulo que podría estar asociada con el. Los cúmulos con emisión $H\alpha$ fuera de la estructura redonda considerada están marcados en las tablas de los catálogos como señal que indica que el flujo en estos SSC puede ser un límite inferior del flujo del cúmulo.

4.3.4 Extinción, edades y masas

Como ya se ha mencionado, las regiones centrales de la galaxia M82 sufren una fuerte y variable extinción, por lo que cada uno de los SSC de la muestra requieren una estimación individual. Para estimarla, extraemos los flujos en los filtros de banda ancha F814W, F555W, F547M y F439W para cada uno de los cúmulos utilizando un programa de fotometría de apertura escrito en IDL, HSTMAG². En los casos en que los radios de los SSC sean menores que $0''.5$ (5 píxeles para la cámara WF y 11 píxeles para la PC) de la WFPC2 hay que aplicarles la corrección de apertura debido a que hay variaciones de la PSF en radios pequeños. Esto se debe a que es muy sensible a la inclusión de píxeles fraccionados, como en la técnica utilizada por DAOPHOT que aproxima las aperturas circulares con polígonos irregulares (Holtzman et al. 1995). El rango de aperturas que tenemos (medidos en la cámara PC) al pasarlas a píxeles de la cámara WF (cámara donde se encuentra el

²Escrito por Jesús Maíz-Apellániz

Tabla 4.2: Comparación entre los resultados obtenidos con FOCAS y con nuestro método para la región M82-I.

Id.	R ^a	$F_{\text{H}\alpha, \text{nos}}^b$	$F_{\text{H}\alpha, \text{fo}}^b$	$F_{\text{nos}}/F_{\text{fo}}$	$A_{\text{nos}}/A_{\text{fo}}^c$	δ^d
1	5.64	4.88	3.76	1.30	1.59	3.2
2	5.64	2.84	1.28	2.22	1.68	1.8
3	5.64	7.13	4.94	1.44	1.43	1.8
4	4.03	16.33	2.35	6.96	8.75	2.6
5	5.64	9.59	1.31	7.34	7.33	1.7
6	6.44	29.47	22.85	1.29	1.59	2.0
7	7.25	54.24	22.96	2.47	3.44	2.5
8	4.03	10.00	6.54	1.53	1.68	2.3
9	4.03	5.89	2.96	1.99	2.32	1.5
10	4.03	11.53	1.38	8.35	9.85	2.7
11	6.44	17.34	12.52	1.38	1.62	2.1
12	6.44	4.10	2.37	1.73	1.85	0.8
13	6.44	23.07	3.66	6.31	10.09	0.9
14	5.64	10.95	1.04	10.58	15.38	4.3
15	8.86	45.42	20.43	2.22	3.56	2.6
16	6.44	4.62	1.71	2.70	3.30	1.4
17	5.64	7.66	3.66	2.09	2.14	1.0
18	7.25	11.57	3.26	3.55	6.07	4.4

^aRadios de los SSCs obtenidos con nuestro método, en parsecs.

^bFlujos en 10^{-15} erg s⁻¹ cm⁻².

^cRelación de las áreas de ambos métodos (nuestro método/FOCAS).

^dDiferencias en las posiciones determinadas para los objetos entre los dos métodos, en píxeles.

starburst en las imágenes de banda ancha) es de 1.8 a 5.1 píxeles, por lo tanto tenemos que aplicarles la corrección de apertura a todos los radios. Para ello se interpolan los valores dados por Holtzman et al. (1995). Los valores que obtenemos para las magnitudes a partir del programa HSTMAG están normalizadas a 0".5. Para hacer la equivalencia con los valores dados por Holtzman et al. (1995) lo primero que debemos hacer es multiplicar todos los valores por el cociente entre la energía incluida en 1" (1, por definición) y la incluida en 0".5 para cada uno de los filtros. Y luego interpolamos los valores dados por Holtzman et al. (1995) en cada uno de los filtros a los valores de todos nuestros radios. Estos valores van a ser las correcciones de aperturas y veremos en seguida, en el procedimiento que hemos seguido, como se han aplicado.

A continuación se mostrará de forma esquemática los pasos seguidos para la obtención de las magnitudes y colores para los SSC. En el Apéndice B se presentan las magnitudes y colores estimados para los SSC en la Tabla B.3.

1. Obtenemos las magnitudes de los SSC con HSTMAG. Vamos a necesitar las magnitudes en la apertura del SSC y en las dos adyacentes, así como el error fotométrico de las magnitudes en la apertura de los SSC.
2. Tenemos dos observaciones en cada uno de los campos y filtros. Por lo que hay que

combinar ambas medidas.

Por ejemplo para el filtro B (F439W) tendríamos las magnitudes de ambos filtros, $mB1$ y $mB2$ y sus errores, $eB1$ y $eB2$ y las magnitudes de las aperturas adyacentes, $mB1+$, $mB1-$, $mB2+$ y $mB2-$, y sería:

magnitud:

$$mB = \left(\frac{mB1}{eB1^2} + \frac{mB2}{eB2^2} \right) \frac{1}{\left(\frac{1}{eB1^2} + \frac{1}{eB2^2} \right)}$$

error fotométrico:

$$efB = \sqrt{\frac{1}{\frac{1}{eB1^2} + \frac{1}{eB2^2}}}$$

errores apertura:

$$eaB1 = \frac{|mB1+ - mB1-|}{2}$$

$$eaB2 = \frac{|mB2+ - mB2-|}{2}$$

$$eaB = \sqrt{\frac{1}{eaB1^2} + \frac{1}{eaB2^2}}$$

3. Aplicamos la corrección de apertura. Obtenemos las magnitudes finales de los SSC en cada uno de los filtros (seguimos con el ejemplo para el filtro B):

magnitud:

$$MB = mB - CA_B$$

error:

$$eB = \sqrt{efB^2 + eaB^2}$$

4. Cálculo de los colores.

Vamos a ver el ejemplo para el color [B-V] (F439W - F555W), siguiendo la nomenclatura anterior:

valor medio de las dos observaciones (para B, igual para V):

$$mB+ = \left(\frac{mB1+}{eB1+} + \frac{mB2+}{eB2+} \right) \frac{1}{\left(\frac{1}{eB1+^2} + \frac{1}{eB2+^2} \right)}$$

$$mB- = \left(\frac{mB1-}{eB1-} + \frac{mB2-}{eB2-} \right) \frac{1}{\left(\frac{1}{eB1-^2} + \frac{1}{eB2-^2} \right)}$$

color [B-V]:

$$cBV+ = mB+ - mV+$$

$$cBV- = mB- - mV-$$

$$cBV = \frac{cBV+ + cBV-}{2}$$

error del color [B-V]:

$$e = \frac{1}{2} |cBV+ - cBV-|$$

$$ecBV = \sqrt{e^2 + eB^2 + eV^2}$$

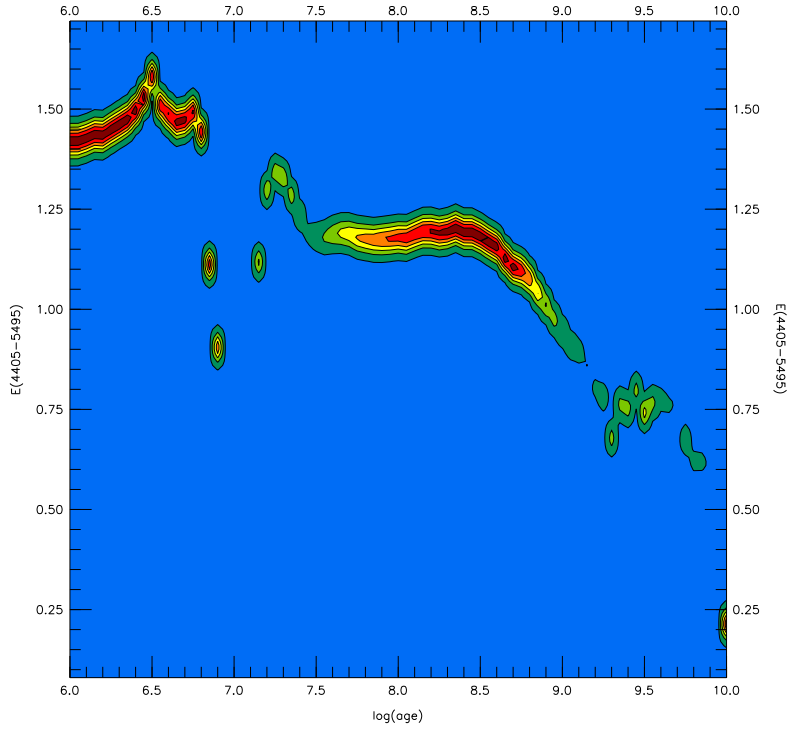
El programa se aplicó utilizando las imágenes originales (sin rotar y sin corregir de distorsión geométrica) para minimizar así los efectos de calibración en flujo.

CHORIZOS (Maíz-Apellániz 2004) es un código que ha sido utilizado para medir la extinción a partir de los colores de continuo (sección 2.3.2). Desafortunadamente, como comentamos en la sección 3.3.3, la obtención de **las edades y extinciones** para los cúmulos estelares utilizando sólo fotometría óptica de banda ancha está limitada por la existencia de degeneración de los colores, de manera que los valores obtenidos para el enrojecimiento no estarán bien definidos a no ser que se tenga otra información adicional sobre la edad.

Las edades pueden ser estimadas independientemente utilizando las anchuras equivalentes de las líneas de Balmer. Durante los primeros 6 millones de años de la vida de un cúmulo formado en un brote instantáneo de formación estelar, la existencia de estrellas O y WR genera un gran número de fotones ionizantes que provocan valores elevados de la anchura equivalente en las líneas de emisión de Balmer (en $H\alpha$ y con metalicidad solar la anchura equivalente es superior a 100 Å). En una edad de ≈ 6 Maño, las últimas estrellas O individuales explotan como supernovas provocando que el flujo ionizante en el cúmulo decaiga a valores muy bajos (Cerviño y Mas-Hesse 1999; van Bever et al. 1999). Estas estrellas rejuvenecen el cúmulo y mantiene los valores de la anchura equivalente entre 10 y 100 Å hasta que el cúmulo tenga 25 Maño. Para los cúmulos jóvenes que no se resuelven o se resuelven poco es difícil obtener las edades exactas a partir de la anchura equivalente de las líneas de Balmer. Estas dificultades se derivan de la carencia de fotones, la presencia de una población estelar subyacente, la extinción diferencial y las fluctuaciones estocásticas del medio interestelar (Maíz-Apellániz et al. 1998; Cerviño et al. 2003). Aparte de estos casos particulares, para metalicidades solares es bastante seguro dar una edad entre 1 y 6 Maño para un cúmulo con $\mathcal{W}(H\alpha) > 100$ Å y una edad entre 6 y 25 Maño para un cúmulo con $100 \text{ Å} > \mathcal{W}(H\alpha) > 10$ Å. Presentamos estos dos casos en la Figura 4.5 en los que se diferencia claramente la alta probabilidad de encontrarse en cada uno de los rangos de edades. Para el caso joven la extinción (A_V) que se obtiene a partir del programa es 4.59 ± 0.14 mag y para el segundo caso 3.05 ± 0.52 mag. En M82 la única circunstancia que podría invalidar el criterio anterior en la estimación de la edad es la existencia de dos cúmulos, uno joven y otro viejo, a lo largo de la misma línea de visión.

Con las limitaciones de la edad obtenidas de la $\mathcal{W}(H\alpha)$, obtenemos los valores esperados y las incertidumbres para la extinción de cada cúmulo. Los resultados se muestran en las Tablas 4.3–4.7 (columna 9). En pocos casos, la salida de CHORIZOS indica que el mapa de probabilidades de los rangos de edades determinados con la $\mathcal{W}(H\alpha)$ son significativamente

Cluster 20 (c020) $\log(\text{age}) = 7.625 \pm 1.094$ $Z = 1.00 \pm 0.00$
 $E(4405-5495) = 1.227 \pm 0.249$ $R_{5495} = 3.100 \pm 0.000$ $A_r = 3.849 \pm 0.793$ $\chi^2/\text{ndf} = 6.1927\text{E-}02$



Cluster 28 (c028) $\log(\text{age}) = 7.726 \pm 1.039$ $Z = 1.00 \pm 0.00$
 $E(4405-5495) = 0.949 \pm 0.254$ $R_{5495} = 3.100 \pm 0.000$ $A_r = 2.988 \pm 0.808$ $\chi^2/\text{ndf} = 1.3353\text{E-}01$

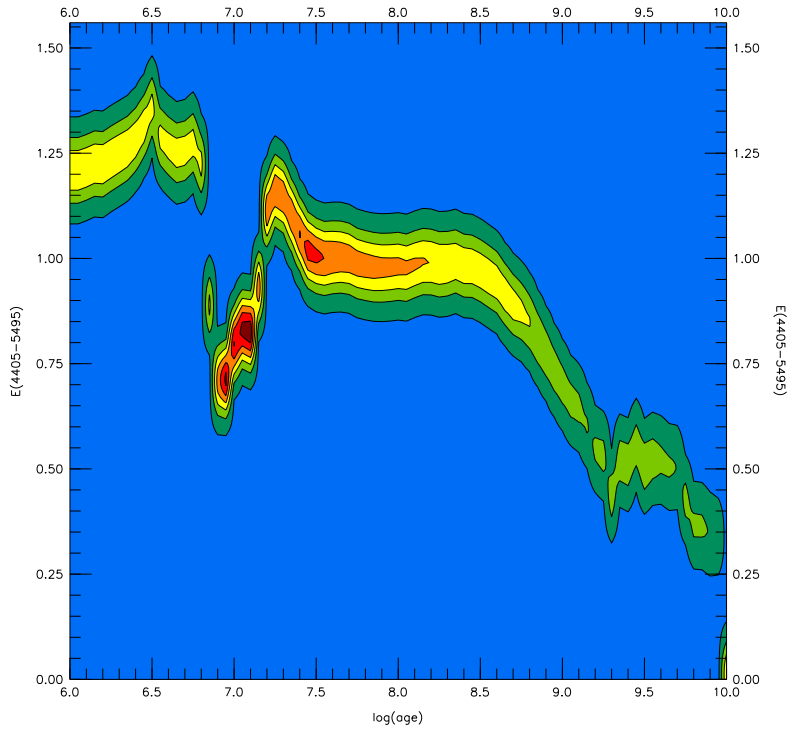


Figura 4.5: Ejemplos de determinación del enrojecimiento. Dos diagramas de contornos de probabilidad de edad frente a enrojecimiento obtenidos con el programa CHORIZOS. El primer caso es el cúmulo número 6 de la zona NE que representa un cúmulo en la fase joven y el segundo caso es el cúmulo número 14 de la misma zona que representa un cúmulo un poco más viejo.

menores que los de edades más viejas, esto será probablemente debido a la superposición entre dos cúmulos de diferentes edades. Estos casos se consideran menos precisos que los otros y, por tanto, van a ser marcados en las Tablas 4.3–4.7 con el símbolo †.

Los valores de extinción que estimamos están en acuerdo con el mapa de contornos de extinción presentado por Waller, Gurwell y Tamura (1992) (ver Figura 4.6).

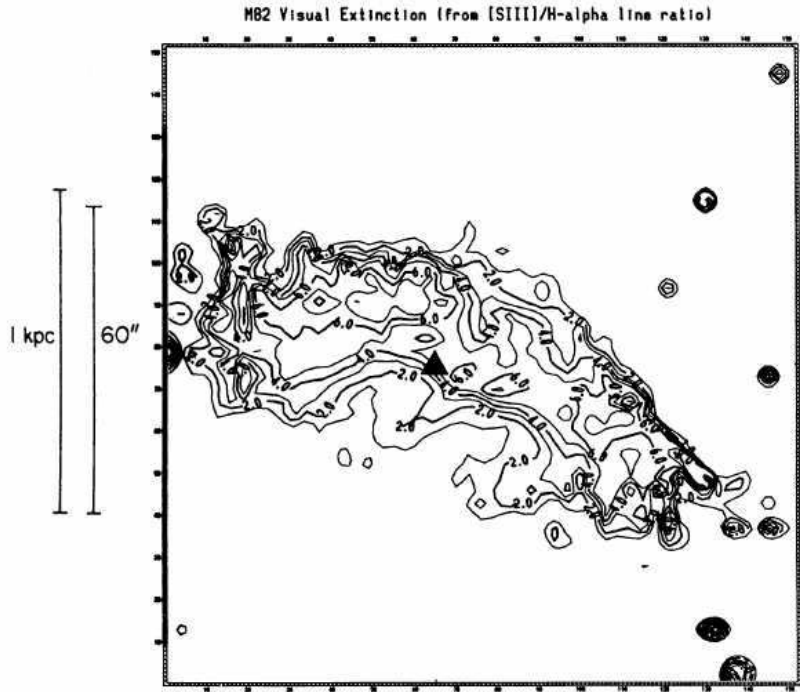


Figura 4.6: Diagrama de contornos de la extinción obtenido en el óptico en M82 por Waller, Gurwell y Tamura (1992) obtenido de la relación de flujos [SIII]/H α .

Las **masas estelares** han sido estimadas a partir de las magnitudes en banda ancha (el continuo estelar) teniendo en cuenta las limitaciones en la edad y en la anchura equivalente explicadas en los párrafos anteriores y utilizando la expresión que se da a continuación.

Partimos de la expresión:

$$2.5 \log \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) = M_{V,1}(t) - M_V$$

donde:

- M = masa del cúmulo
- $M_{V,1}(t)$ = magnitud V absoluta del cúmulo normalizada a una masa solar para la edad t.
- M_V = magnitud V absoluta

Esta expresión la desarrollamos de la siguiente manera hasta llegar a la expresión que vamos a utilizar para la obtención de las masas:

$$\begin{aligned}
2.5 \log \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) &= M_{V,1}(0) - M_V + M_1(t) - M_1(0) = \\
&= M_{V,1}(0) - M_V + C(t) = \\
&= M_{V,1}(0) - [m_V - (5 \log(d) - 5) - A_V] + C(t) = \\
&= M_{V,1}(0) - m_V + (5 \log(d) - 5) + A_V + C(t)
\end{aligned}$$

donde:

- M = masa del cúmulo
- $M_{V,1}(0)$ = magnitud V absoluta del cúmulo normalizada a una masa solar para edad cero (obtenida de Starburst99). Es constante, y para el filtro F555W y metalicidad solar es igual a -0.101.
- $[5 \log(d) - 5]$ = modulo de la distancia. En M82 es igual a 27.8 mag.
- m_V = magnitud aparente en V
- A_V = coeficiente de extinción en V
- $C(t)$ = corrección de la edad = $M_{V,1}(t) - M_{V,1}(0)$

Por comparación también hemos estimado las masas de los SSC con $\mathcal{W}(H\alpha)$ mayores que 100 Å con Starburst99 (Leitherer et al. 1999) con la suposición de un *starburst* coetáneo. El acuerdo entre ambos métodos es excelente; con Starburst99 y utilizando la $\mathcal{W}(H\alpha)$ encontramos un valor medio de las masas de $1.97 \times 10^5 M_{\odot}$ con una desviación estándar de $1.80 \times 10^5 M_{\odot}$. Siguiendo el procedimiento escrito anteriormente encontramos un valor medio de la masa de $1.75 \times 10^5 M_{\odot}$ con una desviación estándar de $2.05 \times 10^5 M_{\odot}$.

Las masas presentadas en las Tablas 4.3–4.7 (columna 14) son las masas obtenidas de la fotometría de banda ancha.

4.4 Catálogo de SSC y resultados

En esta sección se presenta el catálogo resultante de identificar y medir los SSC en la región nuclear de M82 (los $563''.5 \times 563''.5$ centrales). En el apéndice B se presentan dos tablas adicionales con las posiciones y radios de los núcleos brillantes catalogados en las imágenes de $H\alpha$ (Tabla B.1) y de continuo (Tabla B.2) para cada una de las zonas del *starburst*, ordenados por declinación. Como ya se ha mencionado en el apartado 3.3.3, el conjunto de SSC se define a partir de los máximos locales identificados en $H\alpha$ y continuo con un área mínima de solapamiento entre ambos.

El error típico de apuntado en las imágenes de WFPC2 es $0''.86$, el mayor error encontrado es $1''.84$ (Biretta et al. 2002) por lo que resulta necesario encontrar un punto de referencia identificado en las imágenes. Para M82 no pudimos aplicar una fotometría absoluta ya que no hay en el campo ninguna fuente de los catálogos USNO2 (Monet et al. 1998) ni Tycho-2 (Høg et al. 2000). Por lo tanto utilizamos las imágenes *u3jv0201r* y *u3jv0202r*

como imágenes de referencia. Las coordenadas de los núcleos brillantes y los SSC las daremos relativas a las coordenadas de un SSC que llamaremos SSC de referencia y que está localizado en la zona SE (número 86 en Tabla 4.6). Este SSC de referencia está marcado en la Figura 4.7 y sus coordenadas son: AR = $9^h 55^m 53^s.56$ y Dec. = $69^\circ 40' 51''.78$. Hemos comprobado que este SSC tiene emisión en todos los filtros que hemos utilizado y también en el infrarrojo cercano como muestran Alonso-Herrero et al. (2003) y McCrady, Gilbert y Graham (2003). McCrady, Gilbert y Graham (2003) también catalogaron este SSC al que llamaron MGG-1a, por lo tanto hemos considerado que es un buen punto de referencia para poder comparar con otros trabajos. Hemos comparado nuestras coordenadas con las proporcionadas por McCrady, Gilbert y Graham (2003) quienes ajustaron su astrometría para que coincidieran con las posiciones publicadas por Kronberg, Pritchett y van den Bergh (1972). El acuerdo con MGG-1a (McCrady, Gilbert y Graham 2003) es muy bueno (una diferencia de $2''$ en declinación).

En las Tablas 4.3–4.7 se presenta el conjunto de parámetros medidos para la muestra final de SSC en cada una de las zonas (N, NE, NW, SE, SW) definidas en la Figura 4.2 ordenadas por declinación. La información dada en cada columna está desglosada a continuación:

- Columna 1: número de referencia de los candidatos a SSC. Los SSC con emisión fuera de la estructura redonda están marcados con un asterisco. Esta emisión adicional es debida a más de un SSC superpuesto en proyección o a cúmulos sufriendo una expulsión de material ionizado (mini-blow out) o escape de fotones. Los SSC marcados con el símbolo † son aquellos en los que hay problemas en la determinación de la extinción al encontrarse inconsistencia en la solución; los colores indican una edad avanzada y, por otro lado, se detecta emisión en $H\alpha$. debido a lo anterior se supone que estos SSC pueden tratarse de dos o más SSC superpuestos en la línea de visión o es un caso de contaminación nebulosa.
- Columna 2: Coordenadas relativas en A.R. (diferencia en la ascensión recta, en segundos) al SSC de referencia.
- Columna 3: Coordenadas relativas en Dec. (diferencia en la declinación, en segundos de arco) al SSC de referencia.
- Columna 4: radio del SSC (en parsecs).
- Columna 5: flujo en $H\alpha$ (10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$).
- Columna 6: flujo de la emisión difusa en $H\alpha$ estimado en cada apertura definida en la columna 4 de los SSC (10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$).
- Columna 7: flujo de la emisión difusa en $H\alpha$ como porcentaje del flujo en $H\alpha$ (%).
- Columna 8: flujo en $H\alpha$ sin la emisión difusa (10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$).
- Columna 9: extinción interna (en magnitudes en el filtro V).

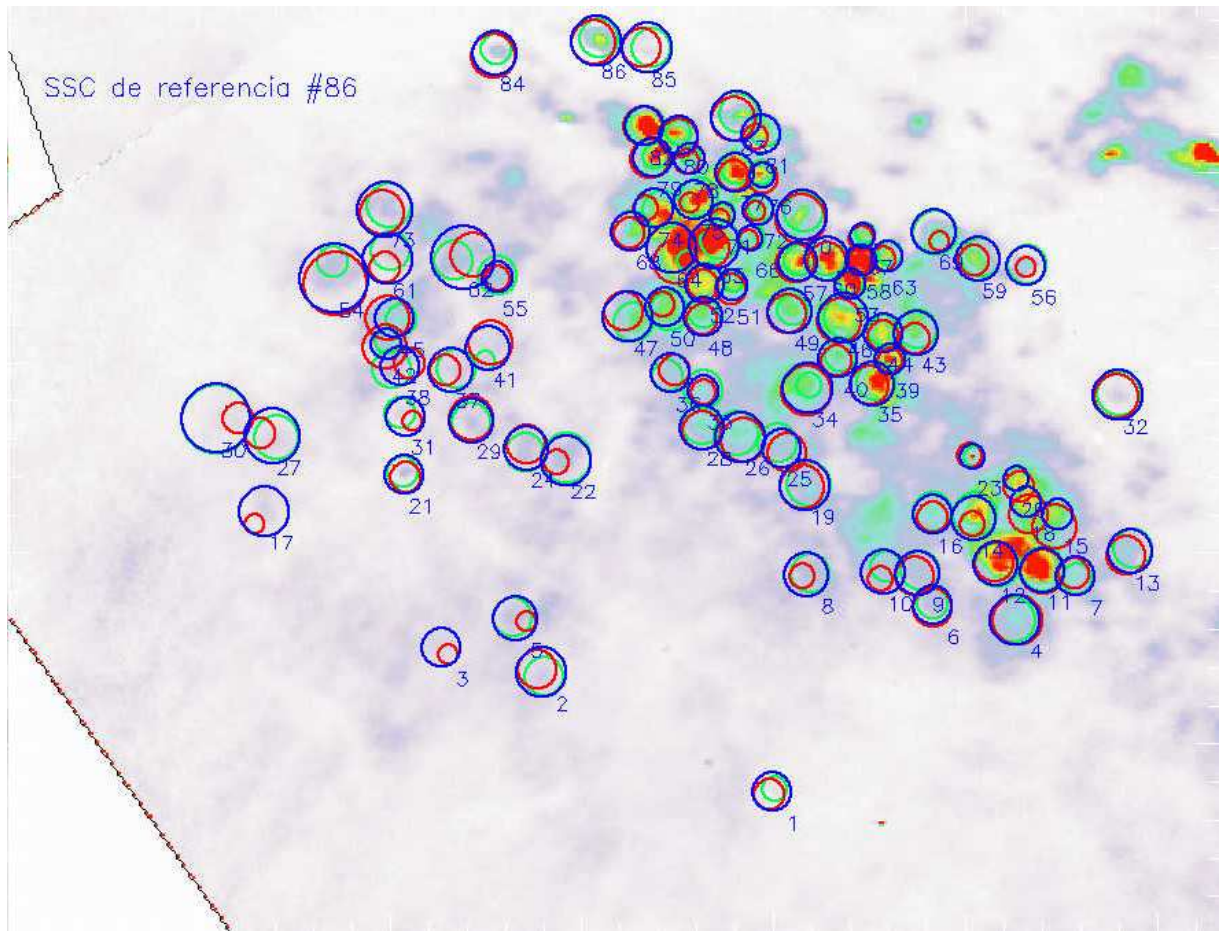


Figura 4.7: Muestra final de los SSC jóvenes dentro de la zona SE. Los radios de los SSC jóvenes están superpuestos en la imagen: las líneas verdes son los núcleos brillantes en $H\alpha$, las líneas rojas son los núcleos brillantes en el continuo, y las líneas azules son los radios finales que incluyen ambas emisiones. El SSC de referencia está indicado con un cuadrado en la imagen.

- Columna 10: luminosidad en $H\alpha$ de los SSC corregidos de extinción galáctica ($A_V = 0.1$ mag, Burstein y Heiles 1984) e interna y sin la contribución de la emisión difusa (10^{38} erg s^{-1}).
- Columna 11: distancia (proyectada) al SSC más cercano (Δ , pc).
- Columna 12: número de fotones ionizantes obtenidos utilizando la expresión dada por Osterbrock (1989) (10^{49} s^{-1}).
- Columna 13: anchura equivalente en $H\alpha$ (\AA).
- Columna 14: masa estelar ($10^5 M_{\odot}$).

Como se ha mencionado (ver sección 3.3.1) los errores fotométricos son muy pequeños, menores que el 5%. La fuente de error más importante en la determinación del flujo es la elección de apertura. Hemos estimado el error midiendo el flujo en la apertura anterior y posterior a la considerada como radio tomando como incremento 1 píxel. El valor medio de las diferencias del flujo entre estas aperturas y el radio es el error del flujo presentados en las columnas 5, 6 y 8.

Tabla 4.3: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona N.

Id. (1)	Δ AR (2)	Δ Dec. (3)	R (4)	$F_{H\alpha}$ (5)	F_{diff} (6)	$\%F_{H\alpha}$ (7)	$F'_{H\alpha}$ (8)	A_V (9)	$L_{H\alpha}$ (10)	Δ (11)	N_{fot}^a (12)	$W(H\alpha)$ (13)	M_\star (14)
1*	-2.250	-0.68	3.22	2.6 \pm 1.1	1.50 \pm 0.75	58	1.11 \pm 0.32	4.67 \pm 0.40	0.63 \pm 0.37	6.24	4.6 \pm 2.7	102	0.241 \pm 0.080
2	-2.168	0.09	4.03	3.7 \pm 1.2	3.2 \pm 1.3	87	0.459 \pm 0.084	4.15 \pm 0.70	0.18 \pm 0.13	11.37	1.29 \pm 0.92	54	0.55 \pm 0.50
3*	-2.572	0.14	4.83	6.1 \pm 1.5	2.70 \pm 0.94	44	3.42 \pm 0.59	4.68 \pm 0.35	1.95 \pm 0.85	24.17	14.3 \pm 6.2	123	0.46 \pm 0.17
4*	-2.310	0.35	4.03	10.4 \pm 3.5	7.1 \pm 2.8	69	3.25 \pm 0.74	3.66 \pm 0.23	0.86 \pm 0.34	6.62	6.3 \pm 2.5	122	0.40 \pm 0.11
5	-2.259	0.61	3.22	4.9 \pm 2.3	4.0 \pm 2.0	81	0.92 \pm 0.29	3.59 \pm 0.49	0.23 \pm 0.16	6.62	1.7 \pm 1.2	42	0.65 \pm 0.57
6*	-2.267	1.05	3.22	4.4 \pm 2.0	3.7 \pm 1.8	84	0.69 \pm 0.15	4.22 \pm 0.18	0.28 \pm 0.10	7.61	2.03 \pm 0.73	109	0.47 \pm 0.11
7*	-2.715	1.73	8.86	20.2 \pm 2.8	11.1 \pm 1.9	55	9.12 \pm 0.91	3.92 \pm 0.47	2.9 \pm 1.3	15.73	21.5 \pm 9.7	82	1.9 \pm 1.5
8	-2.683	2.78	8.05	19.1 \pm 3.7	14.7 \pm 2.9	77	4.39 \pm 0.78	4.37 \pm 0.75	2.0 \pm 1.5	13.22	15. \pm 11.	192	0.68 \pm 0.48
9*	-2.538	2.82	7.25	15.3 \pm 2.4	9.9 \pm 2.2	65	5.33 \pm 0.24	3.86 \pm 0.67	1.65 \pm 0.91	13.22	12.1 \pm 6.6	75	1.5 \pm 1.5
10*	-2.827	2.99	5.64	14.6 \pm 3.3	7.6 \pm 2.1	52	7.1 \pm 1.2	3.90 \pm 0.39	2.3 \pm 1.1	10.81	16.5 \pm 7.7	159	0.25 \pm 0.11
11	-2.765	3.52	7.25	18.7 \pm 3.9	12.1 \pm 2.7	65	6.5 \pm 1.2	2.53 \pm 0.44	0.74 \pm 0.39	10.81	5.4 \pm 2.8	83	0.57 \pm 0.43
12	-2.914	3.56	4.83	6.5 \pm 1.9	5.1 \pm 1.7	78	1.45 \pm 0.23	2.65 \pm 0.52	0.179 \pm 0.099	12.78	1.31 \pm 0.73	65	0.27 \pm 0.20
13*	-2.667	3.89	6.44	13.9 \pm 2.9	8.9 \pm 2.2	64	5.05 \pm 0.74	2.92 \pm 0.47	0.76 \pm 0.38	11.06	5.6 \pm 2.8	130	0.124 \pm 0.070
14	-2.595	4.42	6.44	9.2 \pm 2.3	7.7 \pm 1.9	84	1.48 \pm 0.38	2.01 \pm 0.67	0.113 \pm 0.086	11.38	0.83 \pm 0.63	48	0.13 \pm 0.12
15	-3.232	4.64	6.44	8.2 \pm 1.6	5.0 \pm 1.2	61	3.22 \pm 0.39	2.62 \pm 0.63	0.39 \pm 0.23	8.59	2.8 \pm 1.7	97	0.26 \pm 0.21
16	-3.303	4.96	5.64	7.2 \pm 1.7	3.36 \pm 0.95	47	3.85 \pm 0.80	2.88 \pm 0.46	0.57 \pm 0.31	8.59	4.2 \pm 2.3	108	0.123 \pm 0.060

Ver texto para una explicación completa de la tabla. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia (AR = 9^h 55^m 53.56^s y Dec = 69° 40' 51.78'') y están ordenados por declinación. [Unidades: (2) segundos, (3) segundos de arco, (4) parsecs, (5,6,8) 10⁻¹⁵ erg s⁻¹ cm⁻², (9) magnitudes, (10) 10³⁸ erg s⁻¹, (11) parsecs, (12) 10⁴⁹ s⁻¹, (13) angstroms y (14) 10⁵ M_⊙].

Tabla 4.4: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona NE.

Id. (1)	Δ AR (2)	Δ Dec. (3)	R (4)	$F_{H\alpha}$ (5)	F_{diff} (6)	$\%F_{H\alpha}$ (7)	$F'_{H\alpha}$ (8)	A_V (9)	$L_{H\alpha}$ (10)	Δ (11)	N_{fot}^a (12)	$W(H\alpha)$ (13)	M_* (14)
1*	-1.293	-2.35	5.64	4.88±0.95	3.4±1.0	70	1.469±0.063	6.18±0.47	2.6 ± 1.1	9.88	19.2 ± 7.7	36	
2	-1.116	-1.99	5.64	2.84±0.54	2.62±0.79	93	0.21±0.25	6.06±0.90	0.35 ± 0.64	14.28	2.5 ± 4.7	25	
3*	-1.810	-1.95	4.03	16.3±5.1	6.2±2.4	38	10.2±2.6	5.09±0.17	8.0 ± 3.1	8.19	58. ±22.	116	2.19 ±0.47
4	-0.850	-1.93	5.64	7.1±1.2	3.10±0.95	44	4.03±0.29	4.68±0.18	2.32 ± 0.48	13.35	16.9 ± 3.5	123	0.435±0.089
5*	-1.307	-1.79	5.64	9.6±2.5	6.7±1.9	70	2.90±0.64	6.18±0.47	5.2 ± 3.0	9.88	38. ±22.	32	9.5 ±7.2
6*	-1.706	-1.71	7.25	54.2±7.5	21.6±4.7	40	32.6±2.8	4.59±0.14	17.6 ± 3.4	10.37	128. ±25.	130	5.7 ±1.0
7*	-1.462	-1.66	6.44	29.5±4.6	14.2±3.5	48	15.3±1.1	5.92±0.18	22.3 ± 4.6	11.22	163. ±34.	130	6.6 ±1.3
8	-1.873	-1.62	4.03	10.0±2.6	4.8±1.9	48	5.16±0.68	4.96±0.21	3.7 ± 1.1	6.81	26.7 ± 7.8	106	1.25 ±0.28
9*	-1.936	-1.41	4.03	5.9±1.6	3.0±1.2	51	2.89±0.40	3.21±0.42	0.55 ± 0.25	6.81	4.0 ± 1.8	48	0.60 ±0.41
10*	-1.573	-1.34	4.03	11.5±3.7	6.7±2.7	58	4.8±1.1	5.12±0.46	3.8 ± 2.2	11.60	28. ±16.	99	4.5 ±3.4
11	-0.916	-1.24	6.44	17.3±2.1	2.33±0.64	13	15.0±1.5	5.92±0.59	22. ±12.	13.35	160. ±86.	115	2.30 ±0.92
12	-1.076	-1.20	6.44	4.10±0.33	3.06±0.78	75	1.03±0.45	6.06±0.90	1.7 ± 1.9	14.28	12. ±14.	10	6.9 ±5.9
13*	-1.394	-1.13	6.44	23.1±3.9	12.9±3.1	56	10.14±0.79	5.75±0.15	13.1 ± 2.5	9.49	96. ±18.	103	5.5 ±1.0
14	-1.655	-0.67	5.64	11.0±2.4	8.7±2.5	80	2.21±0.11	3.05±0.52	0.37 ± 0.16	10.83	2.7 ± 1.2	38	0.78 ±0.57
15	-1.506	-0.50	8.86	45.4±4.6	18.1±3.2	40	27.3±1.4	4.84±0.16	17.7 ± 3.1	13.94	130. ±22.	105	5.7 ±1.1
16	-0.936	-0.22	6.44	4.62±0.70	1.59±0.42	34	3.03±0.28	4.39±0.66	1.40 ± 0.83	14.63	10.2 ± 6.0	56	
17*	-1.679	-0.06	5.64	7.7±1.8	4.2±1.2	54	3.51±0.58	3.22±0.46	0.67 ± 0.34	10.83	4.9 ± 2.5	59	0.78 ±0.56
18	-1.084	0.12	7.25	11.6±1.3	2.38±0.55	21	9.19±0.73	4.39±0.66	4.2 ± 2.5	12.03	31. ±18.	51	2.9 ±2.2
19	-1.576	0.90	4.03	2.85±0.87	2.7±1.1	96	0.11±0.20	2.35±0.53	0.011± 0.024	11.63	0.08± 0.18	18	0.15 ±0.13
20*†	-1.881	1.14	4.03	3.7±1.2	2.8±1.1	77	0.829±0.030	3.07±0.52	0.141± 0.061	7.71	1.03± 0.45	39	0.38 ±0.19
21	-0.911	1.14	7.25	33.0±5.8	20.9±4.4	63	12.1±1.4	3.96±0.58	4.0 ± 2.2	15.23	29. ±16.	96	2.8 ±1.9
22	-1.454	1.32	5.64	7.5±1.7	5.2±1.4	69	2.35±0.31	4.98±0.27	1.70 ± 0.56	13.28	12.4 ± 4.1	806	0.75 ±0.21
23	-0.006	1.42	6.44	13.8±2.6	5.1±1.3	37	8.8±1.3	3.46±0.54	2.0 ± 1.1	10.06	14.7 ± 8.1	40	0.68 ±0.46
24*	-1.639	1.48	5.64	12.1±2.7	6.5±1.8	54	5.61±0.91	3.62±0.53	1.45 ± 0.81	9.79	10.6 ± 5.9	69	1.11 ±0.95
25*	-1.747	1.52	4.83	7.3±2.1	4.9±1.6	67	2.41±0.47	4.00±0.55	0.83 ± 0.51	9.79	6.1 ± 3.7	89	0.78 ±0.58
26	-1.879	1.58	5.64	5.8±1.6	4.5±1.5	78	1.282±0.083	5.19±0.21	1.08 ± 0.24	10.33	7.9 ± 1.7	118	1.11 ±0.29
27*	-0.420	1.58	4.83	10.2±2.7	9.7±2.8	96	0.431±0.065	2.99±0.51	0.069± 0.037	7.71	0.50± 0.27	14	0.65 ±0.41
28	-0.768	1.59	5.64	23.2±5.3	14.2±4.0	61	9.0±1.3	3.78±0.52	2.6 ± 1.4	8.93	19. ±10.	81	1.24 ±0.99
29*	-1.135	1.82	4.83	14.0±4.3	9.0±3.0	64	5.0±1.3	3.11±0.51	0.88 ± 0.57	8.84	6.5 ± 4.1	70	0.90 ±0.81
30	-1.038	1.85	4.03	9.6±3.4	7.0±2.7	72	2.69±0.68	4.14±0.44	1.03 ± 0.60	6.96	7.5 ± 4.4	118	0.47 ±0.22
31*	-1.235	1.89	6.44	23.8±4.9	12.4±3.0	52	11.4±1.8	3.01±0.46	1.85 ± 0.93	9.16	13.5 ± 6.8	86	1.2 ±1.0
32†	-0.056	1.93	8.05	19.7±3.1	10.8±2.1	55	8.9±1.0	3.12±0.48	1.56 ± 0.74	10.06	11.4 ± 5.4	27	0.96 ±0.46
33	-0.827	1.99	6.44	24.8±5.1	15.5±3.8	63	9.3±1.3	3.92±0.51	3.0 ± 1.6	8.93	22. ±12.	74	2.3 ±2.1
34	-0.341	2.00	8.05	33.6±4.1	19.7±3.8	59	13.87±0.27	3.35±0.44	2.9 ± 1.0	10.33	21.3 ± 7.5	58	3.0 ±2.3
35*	-0.677	2.03	8.86	46.3±8.1	33.4±6.0	72	12.9±2.1	4.37±0.21	5.8 ± 1.9	10.44	43. ±14.	268	2.85 ±0.63
36*	-1.426	2.07	4.83	4.5±1.1	3.4±1.1	75	1.116±0.008	4.27±0.47	0.47 ± 0.17	13.28	3.4 ± 1.2	37	1.03 ±0.77
37*	-0.500	2.15	5.64	18.5±4.1	11.7±3.3	63	6.80±0.76	3.89±0.35	2.15 ± 0.81	12.31	15.7 ± 5.9	223	0.88 ±0.33
38	-1.728	2.22	4.03	2.83±0.96	2.7±1.1	95	0.13±0.11	4.35±0.60	0.059± 0.077	12.38	0.43± 0.57	13	0.61 ±0.51
39	-1.030	2.24	6.44	10.7±1.9	10.4±2.6	98	0.24±0.61	3.42±0.51	0.05 ± 0.15	6.96	0.4 ± 1.1	6	1.41 ±1.17
40	-0.170	2.25	6.44	20.9±5.0	15.5±3.8	74	5.4±1.1	4.32±0.16	2.35 ± 0.78	11.87	17.2 ± 5.7	127	1.27 ±0.24
41	-1.899	2.52	4.03	2.77±0.93	1.94±0.77	70	0.82±0.15	4.14±0.49	0.32 ± 0.18	7.41	2.3 ± 1.3	95	0.40 ±0.35

Tabla 4.4: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona NE (continuación).

42	-1.143	2.78	4.83	9.3±2.5	5.5±1.8	59	3.81±0.72	5.51±1.14	4.08 ± 4.27	13.00	30. ±31.	196	0.99 ±0.65
43	-1.849	2.85	4.83	3.65±0.91	2.32±0.77	64	1.33±0.14	4.10±0.54	0.49 ± 0.25	7.41	3.6 ± 1.8	54	0.36 ±0.27
44*	-1.007	2.99	6.44	7.4±1.5	7.3±1.8	99	0.10±0.32	4.00±0.60	0.03 ± 0.13	11.80	0.24± 0.92	9	1.31 ±0.99
45	-0.286	3.20	6.44	9.9±2.2	8.6±2.2	87	1.257±0.075	3.13±0.67	0.22 ± 0.13	12.54	1.64± 0.93	18	0.48 ±0.44
46	-0.495	3.30	4.83	7.9±1.9	4.2±1.4	54	3.67±0.49	2.71±0.48	0.48 ± 0.24	11.26	3.5 ± 1.7	57	0.43 ±0.32
47	-0.615	3.47	7.25	13.3±2.4	6.0±1.5	45	7.26±0.91	3.17±0.71	1.33 ± 0.88	11.26	9.7 ± 6.4	63	1.19 ±0.98
48†	-1.770	3.52	5.64	4.01±0.96	2.20±0.63	55	1.80±0.33	3.71±0.53	0.50 ± 0.29	13.68	3.6 ± 2.1	68	0.28 ±0.16
49*	-0.338	3.87	6.44	3.37±0.51	2.33±0.62	69	1.05±0.11	3.59±0.43	0.26 ± 0.11	12.54	1.93± 0.83	45	1.6 ±1.1
50	-1.525	4.48	8.05	3.37±0.44	1.78±0.38	53	1.593±0.067	2.77±0.59	0.22 ± 0.11	27.97	1.58± 0.77	23	0.73 ±0.61
51	-1.806	5.36	5.64	4.25±0.83	2.60±0.72	61	1.65±0.12	4.26±0.40	0.69 ± 0.26	29.87	5.1 ± 1.9	137	0.37 ±0.13

Ver texto para una explicación completa de la tabla. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia (AR = 9^h 55^m 53.56^s y Dec = 69° 40' 51.78'') y están ordenados por declinación. Para algunos SSC no fue posible estimar la masa estelar. [Unidades: (2) segundos, (3) segundos de arco, (4) parsecs, (5,6,8) 10⁻¹⁵ erg s⁻¹ cm⁻², (9) magnitudes, (10) 10³⁸ erg s⁻¹, (11) parsecs, (12) 10⁴⁹ s⁻¹, (13) angstroms y (14) 10⁵ M_⊙].

Tabla 4.5: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona NW.

Id.	Δ AR	Δ Dec.	R	$F_{H\alpha}$	F_{diff}	$\%F_{H\alpha}$	$F_{H\alpha}^{\prime}$	A_V	$L_{H\alpha}$	Δ	$N_{fo\ddot{t}}^{\alpha}$	$W(H\alpha)$	M_{\star}
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
1*	-3.681	-7.11	6.44	14.3±2.3	8.8±2.2	61	5.561±0.091	4.48±0.73	2.7 ± 1.6	62.96	20. ±11.	90	1.09±0.87
2	-2.675	-6.04	6.44	11.0±2.2	6.1±1.5	55	4.98±0.67	5.82±0.83	6.8 ± 5.2	21.19	50. ±38.	64	4.0 ±3.3
3*	-3.101	-4.63	4.83	13.9±3.3	6.4±2.1	46	7.6±1.2	5.16±0.47	6.3 ± 3.2	14.43	46. ±23.	66	4.1 ±3.1
4	-2.708	-4.20	7.25	25.9±3.3	14.6±3.2	56	11.301±0.048	5.22±0.47	9.7 ± 3.5	12.64	71. ±25.	90	5.9 ±4.7
5*	-3.324	-4.03	5.64	14.2±3.1	9.7±2.8	68	4.55±0.38	5.67±0.49	5.5 ± 2.5	14.86	40. ±18.	58	4.1 ±3.3
6*	-3.043	-3.86	7.25	58.5±7.0	18.6±4.1	32	39.9±2.9	3.99±0.44	13.6 ± 5.5	11.81	99. ±40.	81	8.6 ±6.3
7*†	-2.622	-3.52	4.83	23.8±5.3	6.3±2.1	27	17.5±3.3	5.80±0.16	23.4 ± 7.2	8.69	171. ±53.	125	4.14±0.87
8*	-3.604	-3.49	4.83	9.9±2.6	6.4±2.1	64	3.55±0.48	5.87±0.21	5.0 ± 1.5	7.51	37. ±11.	177	1.64±0.35
9*	-3.204	-3.45	7.25	37.9±6.7	19.8±4.4	52	18.1±2.3	5.53±0.18	19.7 ± 5.2	12.30	144. ±38.	134	4.48±0.99
10*	-2.725	-3.44	5.64	33.9±7.3	10.0±2.8	29	23.9±4.4	4.64±0.52	13.3 ± 7.7	8.97	97. ±54.	84	4.9 ±4.2
11	-3.526	-3.36	4.03	9.0±3.0	5.1±2.0	57	3.9±1.0	4.92±0.47	2.7 ± 1.6	7.51	20. ±12.	97	1.7 ±1.4
12†	-3.431	-3.20	6.44	27.0±4.8	14.6±3.6	54	12.3±1.2	5.36±0.16	11.9 ± 2.6	9.07	87. ±19.	132	3.36±0.76
13†	-3.042	-3.19	8.05	57.3±9.8	25.0±5.0	44	32.2±4.8	4.95±0.19	22.8 ± 6.6	11.81	166. ±49.	103	6.7 ±1.6
14†	-2.537	-3.10	5.64	18.1±5.1	7.3±2.1	40	10.8±3.0	5.26±0.52	9.6 ± 6.4	9.04	70. ±47.	50	4.7 ±3.6
15*	-2.658	-3.06	5.64	33.0±8.1	9.1±2.6	28	23.9±5.6	4.09±0.51	8.8 ± 5.4	8.60	64. ±40.	89	2.8 ±2.3
16*	-2.331	-3.01	9.66	21.9±2.8	8.5±1.4	39	13.4±1.4	6.24±0.58	25. ±14.	18.82	183. ±99.	150	5.8 ±2.1
17	-3.219	-2.75	5.64	14.3±3.3	12.6±3.6	88	1.71±0.26	4.41±0.65	0.80± 0.52	12.30	5.9± 3.8	80	1.3 ±1.1
18	-2.597	-2.69	5.64	18.3±4.7	7.6±2.2	42	10.7±2.5	4.67±0.45	6.1 ± 3.5	8.60	45. ±26.	67	6.2 ±4.7
19	-2.696	-2.48	4.83	10.5±3.0	6.4±2.1	61	4.14±0.85	4.68±0.51	2.4 ± 1.4	9.77	17. ±10.	63	3.6 ±2.6
20	-3.490	-1.43	9.66	41.8±6.3	30.0±4.9	72	11.8±1.3	3.51±0.48	2.8 ± 1.3	19.88	20.4± 9.8	55	2.9 ±2.5
21	-3.559	0.00	6.44	16.0±3.3	7.5±1.9	47	8.5±1.5	3.07±0.44	1.46± 0.74	22.06	10.6± 5.4	78	0.89±0.69

Ver texto para una explicación completa de la tabla. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia (AR = 9^h 55^m 53.56^s y Dec = 69° 40′ 51.78″) y están ordenados por declinación. [Unidades: (2) segundos, (3) segundos de arco, (4) parsecs, (5,6,8) 10⁻¹⁵ erg s⁻¹ cm⁻², (9) magnitudes, (10) 10³⁸ erg s⁻¹, (11) parsecs, (12) 10⁴⁹ s⁻¹, (13) angstroms y (14) 10⁵ M_⊙].

Tabla 4.6: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona SE.

Id. (1)	Δ AR (2)	Δ Dec. (3)	R (4)	$F_{H\alpha}$ (5)	F_{diff} (6)	$\%F_{H\alpha}$ (7)	$F'_{H\alpha}$ (8)	A_V (9)	$L_{H\alpha}$ (10)	Δ (11)	N_{tot}^g (12)	$W(H\alpha)$ (13)	M_\star (14)
1	-0.498	-11.19	4.83	4.5 ± 1.4	3.7 ± 1.2	82	0.83 ± 0.21	1.35 ± 0.47	0.038 ± 0.023	44.36	0.28 ± 0.17	13	0.091 ± 0.067
2	0.157	-9.42	6.44	14.6 ± 3.5	8.7 ± 2.2	60	5.9 ± 1.3	2.34 ± 0.31	0.58 ± 0.26	15.41	4.2 ± 1.9	106	0.097 ± 0.035
3	0.440	-9.04	4.83	7.8 ± 2.5	5.2 ± 1.7	66	2.67 ± 0.78	1.65 ± 0.49	0.16 ± 0.10	20.53	1.14 ± 0.75	66	0.090 ± 0.081
4*	-1.189	-8.63	6.44	28.1 ± 6.6	19.1 ± 4.8	68	9.0 ± 1.8	2.64 ± 0.53	1.11 ± 0.67	14.52	8.1 ± 4.9	99	0.37 ± 0.20
5	0.230	-8.62	5.64	14.9 ± 3.9	6.2 ± 1.8	42	8.7 ± 2.1	2.58 ± 0.28	1.02 ± 0.46	15.41	7.5 ± 3.4	111	0.116 ± 0.030
6*	-0.953	-8.41	4.83	11.4 ± 3.4	10.9 ± 3.6	95	0.54 ± 0.20	3.53 ± 0.46	0.130 ± 0.092	9.24	0.95 ± 0.68	20	1.4 ± 1.2
7*	-1.359	-7.98	4.83	17.2 ± 5.2	11.3 ± 3.7	66	5.9 ± 1.5	3.77 ± 0.49	1.7 ± 1.1	8.63	12.4 ± 7.7	86	1.08 ± 0.95
8*	-0.596	-7.96	5.64	16.6 ± 4.4	13.0 ± 3.7	78	3.5 ± 0.72	3.05 ± 0.25	0.60 ± 0.23	8.51	4.4 ± 1.7	126	0.273 ± 0.081
9	-0.911	-7.93	5.64	17.6 ± 4.7	16.7 ± 4.7	95	0.887 ± 0.020	3.1 ± 1.6	0.15 ± 0.19	8.85	1.1 ± 1.4	56	0.37 ± 0.53
10	-0.814	-7.93	5.64	19.0 ± 5.1	15.8 ± 4.5	83	3.24 ± 0.59	2.4 ± 1.1	0.34 ± 0.33	8.85	2.5 ± 2.4	62	0.43 ± 0.50
11	-1.265	-7.90	5.64	45. ± 10.	16.9 ± 4.8	38	27.7 ± 5.2	3.40 ± 0.16	6.1 ± 1.9	8.63	44. ± 14.	129	0.97 ± 0.22
12*	-1.134	-7.80	5.64	40.6 ± 9.7	18.0 ± 5.1	44	22.6 ± 4.6	2.46 ± 0.44	2.4 ± 1.3	12.10	17.7 ± 9.4	90	1.25 ± 0.92
13	-1.513	-7.62	5.64	17.5 ± 4.0	10.9 ± 3.1	62	6.65 ± 0.92	4.90 ± 0.45	4.5 ± 2.2	15.41	33. ± 16.	153	0.94 ± 0.42
14*	-1.072	-7.13	5.64	35.2 ± 8.8	20.2 ± 5.7	57	15.0 ± 3.1	2.80 ± 0.46	2.1 ± 1.2	10.75	15.2 ± 8.4	82	1.3 ± 1.0
15*	-1.310	-7.06	4.03	18. ± 6.5	8.9 ± 3.5	49	9.1 ± 3.0	2.78 ± 0.48	1.25 ± 0.86	9.04	9.1 ± 6.3	69	0.65 ± 0.58
16*	-0.955	-7.06	4.83	18.4 ± 5.4	14.9 ± 5.0	81	3.50 ± 0.47	3.07 ± 0.52	0.60 ± 0.32	10.75	4.4 ± 2.3	418	0.169 ± 0.080
17	0.944	-7.01	6.44	11.9 ± 2.4	10.5 ± 2.6	89	1.34 ± 0.25	1.6 ± 1.0	0.073 ± 0.070	19.70	0.53 ± 0.51	141	0.016 ± 0.020
18†	-1.218	-6.87	4.03	20.5 ± 7.4	9.9 ± 3.9	48	10.6 ± 3.5	3.26 ± 0.53	2.1 ± 1.5	6.64	15. ± 11.	62	0.94 ± 0.74
19	-0.593	-6.63	6.44	24.6 ± 5.0	23.3 ± 5.8	95	1.31 ± 0.76	3.10 ± 0.46	0.23 ± 0.21	10.01	1.7 ± 1.5	39	1.12 ± 0.91
20	-1.191	-6.52	3.22	12.9 ± 5.7	6.6 ± 3.2	51	6.4 ± 2.5	2.85 ± 0.43	0.92 ± 0.65	6.64	6.7 ± 4.8	73	1.02 ± 0.77
21	0.546	-6.47	4.83	5.6 ± 1.3	5.2 ± 1.7	92	0.47 ± 0.43	2.60 ± 0.58	0.056 ± 0.076	15.20	0.41 ± 0.56	133	... ^b
22	0.086	-6.26	6.44	18.6 ± 3.8	12.5 ± 3.1	67	6.11 ± 0.64	2.52 ± 0.66	0.69 ± 0.41	10.89	5.0 ± 3.0	216	0.069 ± 0.055
23	-1.066	-6.20	3.22	7.6 ± 3.2	7.1 ± 3.5	93	0.55 ± 0.33	2.77 ± 0.50	0.074 ± 0.073	10.45	0.54 ± 0.54	73	0.37 ± 0.33
24	0.200	-6.08	5.64	13.7 ± 3.3	9.0 ± 2.6	65	4.76 ± 0.72	3.70 ± 0.54	1.31 ± 0.73	10.89	9.54 ± 5.35	125	0.37 ± 0.21
25*	-0.525	-6.07	4.83	15.1 ± 4.7	13.8 ± 4.6	92	1.286 ± 0.059	2.82 ± 0.47	0.181 ± 0.073	8.26	1.32 ± 0.53	47	0.66 ± 0.53
26	-0.408	-5.91	6.44	29.9 ± 6.2	23.0 ± 5.7	77	6.85 ± 0.42	2.68 ± 0.43	0.86 ± 0.34	10.15	6.3 ± 2.5	84	1.01 ± 0.72
27	0.922	-5.89	7.25	15.5 ± 3.0	11.2 ± 2.5	73	4.25 ± 0.54	2.77 ± 0.46	0.58 ± 0.27	15.06	4.2 ± 2.0	97	0.46 ± 0.38
28* †	-0.300	-5.77	5.64	22.6 ± 5.8	16.5 ± 4.7	73	6.1 ± 1.1	3.18 ± 0.54	1.12 ± 0.65	9.65	8.2 ± 4.7	84	0.65 ± 0.53
29	0.354	-5.66	5.64	12.2 ± 3.2	8.7 ± 2.5	71	3.49 ± 0.68	3.20 ± 0.47	0.66 ± 0.36	14.33	4.8 ± 2.7	65	0.59 ± 0.50
30	1.079	-5.64	8.86	17.2 ± 2.6	14.9 ± 2.7	87	2.287 ± 0.085	3.15 ± 0.53	0.41 ± 0.18	15.06	3.0 ± 1.3	96	0.59 ± 0.56
31	0.540	-5.60	4.83	6.5 ± 1.9	5.6 ± 1.9	86	0.894 ± 0.024	2.60 ± 0.58	0.107 ± 0.050	13.17	0.78 ± 0.37	28	0.17 ± 0.14
32	-1.481	-5.29	6.44	8.9 ± 1.6	7.2 ± 1.8	81	1.68 ± 0.18	5.29 ± 0.47	1.53 ± 0.71	20.47	11.1 ± 5.2	66	3.7 ± 2.7
33	-0.302	-5.21	4.03	11.6 ± 4.2	9.5 ± 3.8	82	2.08 ± 0.42	3.19 ± 0.23	0.39 ± 0.14	9.48	2.8 ± 1.1	144	0.307 ± 0.089
34*	-0.600	-5.18	6.44	37.4 ± 8.4	29.0 ± 7.2	78	8.4 ± 1.2	3.26 ± 0.49	1.66 ± 0.84	11.05	12.1 ± 6.1	31	3.1 ± 2.1
35*	-0.784	-5.11	5.64	37.1 ± 8.5	23.1 ± 6.6	62	14.0 ± 2.0	2.38 ± 0.45	1.41 ± 0.68	7.75	10.3 ± 5.0	56	1.7 ± 1.1
36	-0.212	-4.95	4.83	13.8 ± 4.1	13.5 ± 4.5	98	0.28 ± 0.39	3.13 ± 0.48	0.051 ± 0.087	9.48	0.37 ± 0.64	33	0.81 ± 0.70
37	0.414	-4.90	5.64	12.1 ± 3.3	9.7 ± 2.7	80	2.49 ± 0.55	3.08 ± 0.51	0.43 ± 0.26	11.19	3.1 ± 1.9	73	0.44 ± 0.35
38	0.556	-4.85	4.83	10.7 ± 3.3	5.9 ± 2.0	56	4.7 ± 1.4	2.58 ± 0.48	0.56 ± 0.36	6.74	4.1 ± 2.6	98	0.24 ± 0.19
39	-0.834	-4.75	4.03	22.0 ± 7.8	11.7 ± 4.7	53	10.3 ± 3.1	3.27 ± 0.56	2.0 ± 1.5	7.10	15. ± 11.	87	1.4 ± 1.1
40	-0.687	-4.74	4.83	20.1 ± 6.1	17.1 ± 5.7	85	3.08 ± 0.39	2.55 ± 0.60	0.35 ± 0.21	10.38	2.6 ± 1.5	50	0.45 ± 0.36
41	0.308	-4.58	5.64	12.2 ± 3.3	11.8 ± 3.3	97	0.354 ± 0.054	3.16 ± 0.47	0.065 ± 0.033	8.63	0.47 ± 0.24	17	0.44 ± 0.31

Tabla 4.6: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona SE (continuación).

42	0.596	-4.53	4.03	10.5 ± 3.7	4.0 ± 1.6	38	6.5 ± 2.1	2.80 ± 0.28	0.90 ± 0.49	6.74	6.6 ± 3.5	130	0.116 ± 0.041
43*	-0.908	-4.37	5.64	28.3 ± 7.7	21.5 ± 6.1	76	6.8 ± 1.6	4.24 ± 0.49	2.8 ± 1.7	8.65	20. ± 12.	80	3.6 ± 3.2
44	-0.813	-4.36	4.83	25.5 ± 7.3	16.6 ± 5.5	65	8.9 ± 1.7	3.57 ± 0.57	2.2 ± 1.4	7.10	16. ± 10.	67	2.4 ± 1.9
45	0.572	-4.15	4.83	17.0 ± 5.1	6.2 ± 2.0	36	10.9 ± 3.0	3.10 ± 0.68	1.9 ± 1.5	6.99	14. ± 11.	196	0.132 ± 0.094
46	-0.699	-4.15	6.44	46.7 ± 9.8	30.3 ± 7.5	65	16.4 ± 2.2	3.12 ± 0.47	2.9 ± 1.4	9.40	21. ± 10.	81	2.1 ± 1.8
47*	-0.091	-4.12	6.44	31.6 ± 6.4	25.5 ± 6.4	81	6.073 ± 0.023	2.61 ± 0.52	0.73 ± 0.29	9.90	5.4 ± 2.1	37	0.79 ± 0.63
48	-0.302	-4.11	4.83	21.2 ± 6.4	16.3 ± 5.4	77	5.0 ± 1.0	3.13 ± 0.86	0.89 ± 0.76	8.43	6.5 ± 5.5	189	0.33 ± 0.33
49	-0.549	-4.04	5.64	26.6 ± 6.7	23.5 ± 6.7	88	3.127 ± 0.003	3.05 ± 0.16	0.523 ± 0.062	13.00	3.82 ± 0.45	258	0.70 ± 0.17
50	-0.196	-3.98	4.83	24.3 ± 7.5	15.7 ± 5.2	65	8.6 ± 2.3	3.84 ± 0.52	2.6 ± 1.7	9.90	19. ± 12.	99	0.89 ± 0.80
51	-0.385	-3.65	4.03	15.2 ± 5.5	12.0 ± 4.8	79	3.26 ± 0.67	3.1 ± 1.0	0.57 ± 0.56	7.07	4.2 ± 4.1	95	0.27 ± 0.25
52	-0.308	-3.63	4.83	28.9 ± 8.6	17.0 ± 5.6	59	12.0 ± 3.0	4.15 ± 0.52	4.6 ± 2.9	7.07	34. ± 21.	130	0.40 ± 0.16
53	-0.719	-3.62	4.03	21.9 ± 7.4	11.3 ± 4.5	52	10.5 ± 2.9	1.90 ± 0.55	0.74 ± 0.51	6.74	5.4 ± 3.7	86	0.24 ± 0.20
54*	0.745	-3.55	8.86	29.6 ± 3.6	13.2 ± 2.4	45	16.4 ± 1.2	4.31 ± 0.50	7.1 ± 3.2	14.91	52. ± 23.	95	7.2 ± 4.0
55*	0.280	-3.53	4.03	9.6 ± 3.1	7.5 ± 3.0	78	2.090 ± 0.088	3.86 ± 0.36	0.64 ± 0.20	10.22	4.7 ± 1.5	416	0.78 ± 0.35
56	-1.221	-3.36	4.83	10.4 ± 2.0	6.9 ± 2.3	66	3.52 ± 0.26	1.8 ± 1.2	0.24 ± 0.23	12.84	1.7 ± 1.7	43	0.07 ± 0.10
57*	-0.571	-3.31	4.83	27.3 ± 7.7	16.8 ± 5.6	61	10.6 ± 2.1	3.67 ± 0.36	2.8 ± 1.3	7.51	20.7 ± 9.8	173	0.37 ± 0.12
58*	-0.752	-3.28	4.03	26.9 ± 8.9	10.6 ± 4.2	39	16.3 ± 4.7	2.98 ± 0.17	2.6 ± 1.1	6.37	19.0 ± 7.9	129	0.64 ± 0.14
59	-1.081	-3.27	5.64	26.7 ± 5.8	13.2 ± 3.8	50	13.5 ± 2.1	3.52 ± 0.49	3.2 ± 1.7	12.84	24. ± 12.	54	4.0 ± 3.7
60	-0.653	-3.26	5.64	38.1 ± 8.7	21.9 ± 6.2	57	16.2 ± 2.5	4.81 ± 0.14	10.3 ± 2.6	7.51	75. ± 19.	125	3.85 ± 0.68
61	0.591	-3.26	6.44	14.0 ± 3.4	10.6 ± 2.6	75	3.47 ± 0.72	4.52 ± 0.76	1.8 ± 1.4	13.03	13. ± 10.	85	1.5 ± 1.2
62*	0.378	-3.24	8.05	31.7 ± 5.7	26.1 ± 5.2	83	5.56 ± 0.51	4.56 ± 0.52	2.9 ± 1.4	10.22	21. ± 10.	87	9.9 ± 9.5
63	-0.824	-3.21	4.03	16.6 ± 5.7	9.8 ± 3.9	59	6.8 ± 1.8	3.83 ± 0.41	2.0 ± 1.2	6.64	14.9 ± 8.6	66	2.6 ± 1.9
64	-0.214	-3.10	6.44	61. ± 14.	29.8 ± 7.4	49	30.8 ± 6.3	2.92 ± 0.68	4.7 ± 3.3	11.22	34. ± 24.	70	0.65 ± 0.57
65	-0.336	-3.04	6.44	61. ± 12.	30.5 ± 7.6	50	30.3 ± 4.6	3.08 ± 0.27	5.2 ± 1.8	7.78	38. ± 13.	176	0.66 ± 0.23
66	-0.438	-2.96	3.22	9.6 ± 4.4	7.6 ± 3.8	79	2.03 ± 0.58	3.22 ± 0.30	0.39 ± 0.20	7.87	2.8 ± 1.5	353	0.175 ± 0.066
67	-0.757	-2.91	3.22	8.9 ± 3.6	6.3 ± 3.1	71	2.60 ± 0.51	4.66 ± 0.21	1.47 ± 0.52	6.37	10.7 ± 3.8	107	1.06 ± 0.25
68*	-0.098	-2.85	4.83	19.0 ± 5.2	16.1 ± 5.4	85	2.91 ± 0.11	3.00 ± 0.49	0.47 ± 0.19	8.25	3.4 ± 1.4	28	1.02 ± 0.89
69	-0.958	-2.84	5.64	24.5 ± 5.1	14.6 ± 4.1	59	9.97 ± 0.95	4.20 ± 0.51	4.0 ± 1.9	13.46	29. ± 14.	35	8.1 ± 7.0
70	-0.583	-2.61	6.44	30.9 ± 6.4	27.0 ± 6.7	88	3.88 ± 0.34	4.54 ± 0.49	2.01 ± 0.91	11.29	14.7 ± 6.7	68	5.2 ± 4.4
71	-0.359	-2.61	3.22	12.5 ± 5.4	7.4 ± 3.7	59	5.1 ± 1.7	3.84 ± 0.56	1.5 ± 1.2	7.78	11.2 ± 8.6	132	0.24 ± 0.14
72	-0.460	-2.52	4.03	13.8 ± 4.9	11.1 ± 4.4	80	2.72 ± 0.45	5.17 ± 0.19	2.27 ± 0.70	7.87	16.6 ± 5.1	121	1.45 ± 0.33
73	0.600	-2.52	7.25	21.1 ± 4.0	12.1 ± 2.7	57	9.0 ± 1.3	5.08 ± 0.43	7.0 ± 3.3	13.03	51. ± 24.	215	1.47 ± 0.44
74	-0.162	-2.51	4.83	28.4 ± 8.8	16.2 ± 5.4	57	12.2 ± 3.4	3.05 ± 0.49	2.0 ± 1.3	8.25	14.9 ± 9.7	69	2.1 ± 2.0
75*	-0.278	-2.38	4.83	30.9 ± 9.0	16.2 ± 5.4	53	14.7 ± 3.7	3.43 ± 0.50	3.3 ± 2.1	8.38	24. ± 15.	85	2.4 ± 2.2
76	-0.469	-2.01	3.22	12.5 ± 5.6	6.3 ± 3.1	50	6.2 ± 2.4	4.05 ± 0.41	2.2 ± 1.6	6.89	16. ± 11.	87	1.8 ± 1.3
77*	-0.394	-1.96	4.83	31.9 ± 9.2	14.4 ± 4.8	45	17.5 ± 4.5	4.02 ± 0.48	6.1 ± 3.8	6.89	45. ± 28.	75	4.8 ± 4.0
78	-0.263	-1.77	4.03	13.0 ± 4.8	9.8 ± 3.9	76	3.16 ± 0.92	5.06 ± 0.91	2.4 ± 2.4	6.71	18. ± 17.	60	4.1 ± 4.3
79†	-0.159	-1.74	4.83	27.4 ± 7.3	13.9 ± 4.6	51	13.5 ± 2.7	4.59 ± 0.51	7.2 ± 4.2	8.32	53. ± 31.	66	4.3 ± 3.6
80	-0.234	-1.42	4.83	24.9 ± 7.1	12.2 ± 4.0	49	12.7 ± 3.1	4.45 ± 0.52	6.1 ± 3.9	6.71	45. ± 28.	80	3.5 ± 2.8
81*	-0.466	-1.40	4.83	17.9 ± 4.9	10.6 ± 3.5	59	7.3 ± 1.4	3.97 ± 0.35	2.5 ± 1.1	7.75	18.0 ± 8.2	46	3.6 ± 2.1
82*	-0.137	-1.28	4.83	33.0 ± 7.5	11.3 ± 3.7	34	21.8 ± 3.8	3.56 ± 0.31	5.4 ± 2.2	8.32	39. ± 16.	77	5.8 ± 2.9
83*	-0.397	-1.14	6.44	23.7 ± 4.6	16.3 ± 4.0	69	7.41 ± 0.57	3.83 ± 0.28	2.24 ± 0.64	7.75	16.3 ± 4.7	23	8.6 ± 3.6

Tabla 4.6: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona SE (continuación).

84	0.288	-0.18	5.64	6.9 ± 1.1	-1.3 ± 0.4	-19	8.2 ± 1.5	4.36 ± 0.56	3.7 ± 2.2	24.35	$27. \pm 16.$	27	2.6 ± 1.4
85	-0.142	-0.11	6.44	6.4 ± 1.1	-2.4 ± 0.7	-37	8.7 ± 1.8	4.86 ± 0.75	5.7 ± 4.5	13.14	$42. \pm 33.$	58	3.1 ± 2.5
86	0.000	0.00	6.44	16.1 ± 1.2	-5.2 ± 1.4	-32	21.3 ± 2.6	2.60 ± 0.16	2.53 ± 0.60	13.14	18.5 ± 4.4	32	2.25 ± 0.61

Ver texto para una explicación completa de la tabla. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia ($AR = 9^h 55^m 53.56^s$ y $Dec = 69^\circ 40' 51.78''$) y están ordenados por declinación. Para algunos SSC no fue posible estimar la masa estelar ^(b). [Unidades: (2) segundos, (3) segundos de arco, (4) parsecs, (5,6,8) $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, (9) magnitudes, (10) $10^{38} \text{ erg s}^{-1}$, (11) parsecs, (12) 10^{49} s^{-1} , (13) angstroms y (14) $10^5 M_\odot$].

Tabla 4.7: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en M82 de la zona SW.

Id.	Δ AR	Δ Dec.	R	$F_{H\alpha}$	F_{diff}	$\%F_{H\alpha}$	$F'_{H\alpha}$	A_V	$L_{H\alpha}$	Δ	N_{fot}^a	$W(H\alpha)$	M_*
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
1	-3.758	-16.14	8.05	18.8±3.6	13.0±2.6	69	5.8±1.0	3.14±0.52	1.04 ±0.59	59.45	7.6 ± 4.3	142	0.231±0.097
2*	-2.384	-15.30	5.64	12.6±3.3	10.3±2.9	82	2.31±0.38	2.11±0.45	0.190±0.097	11.93	1.39 ± 0.71	48	0.20 ±0.14
3	-2.274	-14.94	6.44	14.9±3.6	14.5±3.6	97	0.383±0.065	1.64±0.54	0.022±0.013	11.93	0.162± 0.094	7	0.119±0.090
4	-2.172	-14.31	7.25	23.1±4.5	20.1±4.5	87	2.991±0.025	2.30±0.67	0.28 ±0.15	14.30	2.1 ± 1.1	51	0.28 ±0.22
5*	-3.216	-11.82	8.86	95.±15.	59.±11.	62	35.8±4.5	2.51±0.63	4.0 ±2.4	15.75	29. ±18.	253	0.38 ±0.25
6*†	-2.968	-11.76	8.05	75.±13.	53.±11.	71	21.8±2.5	2.41±0.17	2.25 ±0.54	18.54	16.4 ± 3.9	440	0.41 ±0.10
7	-2.616	-11.22	6.44	49.±13.	35.±8.7	70	14.6±3.9	3.06±0.21	2.5 ±1.0	16.89	18.0 ± 7.6	175	0.56 ±0.16
8*	-3.122	-11.07	8.05	94.±17.	54.±11.	58	39.2±6.1	2.93±0.76	6.0 ±4.4	15.75	44. ±32.	477	0.47 ±0.35
9*	-1.927	-10.82	5.64	16.8±4.2	13.2±3.8	79	3.59±0.46	3.59±0.25	0.90 ±0.28	27.35	6.6 ± 2.1	181	0.31 ±0.10
10*	-3.295	-10.79	5.64	25.9±7.7	24.4±6.9	94	1.53±0.80	3.22±0.59	0.29 ±0.28	16.51	2.1 ± 2.1	65	0.76 ±0.71
11*	-2.837	-10.74	6.44	64.±15.	37.9±9.4	60	25.7±5.6	2.68±0.78	3.2 ±2.6	20.67	24. ±19.	325	0.22 ±0.17
12	-2.525	-10.37	6.44	75.±17.	35.7±8.9	48	39.3±7.7	2.61±0.27	4.7 ±1.9	10.20	34. ±14.	189	0.44 ±0.14
13*	-2.215	-10.37	4.83	19.4±5.4	15.4±5.1	79	4.02±0.32	3.24±0.21	0.78 ±0.19	15.23	5.7 ± 1.4	190	0.251±0.072
14*	-2.380	-10.26	5.64	39.3±9.8	24.4±7.0	62	14.9±2.8	2.95±0.29	2.32 ±0.95	8.41	17.0 ± 6.9	123	0.45 ±0.14
15*	-2.634	-10.22	5.64	65.±16.	28.6±8.1	44	36.8±8.2	2.29±0.31	3.5 ±1.6	10.20	25. ±12.	252	0.259±0.091
16	-2.362	-9.79	6.44	48.5±9.8	32.1±8.0	66	16.4±1.8	2.91±0.22	2.47 ±0.67	8.41	18.0 ± 4.9	164	0.43 ±0.12
17*†	-2.567	-9.66	8.05	103.±19.	56.±11.	54	47.2±7.5	3.01±0.17	7.7 ±2.2	10.87	56. ±16.	128	1.41 ±0.35
18	-2.232	-9.24	4.83	22.4±6.5	15.6±5.2	70	6.7±1.3	2.49±0.64	0.74 ±0.50	8.27	5.4 ± 3.6	170	0.107±0.085
19	-2.481	-9.23	4.03	24.6±8.8	13.4±5.3	54	11.2±3.5	3.18±0.15	2.07 ±0.88	10.88	15.2 ± 6.4	183	0.380±0.085
20	-2.150	-9.03	4.83	17.6±5.3	13.8±4.6	78	3.81±0.74	3.61±0.43	0.98 ±0.51	8.27	7.1 ± 3.7	203	0.35 ±0.16
21	-1.934	-8.59	7.25	28.7±5.9	18.5±4.1	65	10.2±1.8	3.23±0.49	2.0 ±1.1	21.18	14.3 ± 7.8	86	0.94 ±0.80
22	-2.635	-7.58	7.25	35.6±3.7	24.7±5.4	69	10.9±1.7	4.52±0.48	5.6 ±2.9	28.68	41. ±21.	35	4.2 ±3.5
23*	-2.155	-6.91	6.44	25.6±4.4	16.2±4.0	63	9.42±0.39	5.11±0.45	7.5 ±2.9	35.63	55. ±21.	125	1.77 ±0.77

Ver texto para una explicación completa de la tabla. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia (AR = 9^h 55^m 53.56^s y Dec = 69° 40' 51.78'') y están ordenados por declinación. [Unidades: (2) segundos, (3) segundos de arco, (4) parsecs, (5,6,8) 10⁻¹⁵ erg s⁻¹ cm⁻², (9) magnitudes, (10) 10³⁸ erg s⁻¹, (11) parsecs, (12) 10⁴⁹ s⁻¹, (13) angstroms y (14) 10⁵ M_⊙].

En las Tablas 4.8 y 4.9 se resumen diferentes propiedades de los SSC catalogados. En la primera (Tabla 4.8) se dan la densidad (ρ) de SSC (n^o SSC/área) y los parámetros estadísticos – media y desviación estándar (σ) – de la masa estelar, luminosidad, radio, separación proyectada al SSC más cercano, extinción interna en V y anchura equivalente para cada una de las cinco zonas que componen el núcleo de M82 (ver Figura 4.2). La discusión de los valores presentados de los parámetros globales (Tabla 4.8) se hace en el apartado 4.5.

Tabla 4.8: Densidad (número de SSC por unidad de área, kpc^{-2}) de SSC jóvenes en cada una de las zonas. Valores medios ($\bar{}$), las medianas ($\widehat{}$) y las desviaciones estándar (σ) de las masas estelares ($10^5 M_{\odot}$), luminosidades en $H\alpha$ ($10^{38} \text{ erg s}^{-1}$), radios (pc), distancia proyectada al SSC más cercano (pc), extinción en V (mag) y anchura equivalente (angstroms) para cada una de las zonas.

Zona	Tamaño(pc)	ρ	\bar{M}	\widehat{M}	$\sigma(M)$	\bar{L}	\widehat{L}	$\sigma(L)$	\bar{R}	\widehat{R}	$\sigma(R)$
N	161.0 × 64.4	1640	0.53	0.43	0.50	0.92	0.64	0.83	5.6	5.6	1.8
NE	201.3 × 120.8	2097	1.8	1.0	2.1	3.1	1.3	5.1	5.8	5.6	1.3
NW	185.2 × 120.8	939	4.0	4.1	2.0	8.9	6.3	7.1	6.3	5.6	1.5
SE	242.0 × 242.0	1468	1.7	0.9	2.0	1.9	1.4	1.9	5.3	4.8	1.2
SW	281.8 × 241.5	338	0.65	0.38	0.88	2.5	2.1	2.1	6.4	6.4	1.3
Total	563.5 × 563.5	620	1.7	0.9	2.0	3.0	1.6	4.3	5.7	5.6	1.4
Zona		$\bar{\Delta}$	$\widehat{\Delta}$	$\sigma(\Delta)$	\bar{A}_V	\widehat{A}_V	$\sigma(A_V)$	\bar{W}	\widehat{W}	$\sigma(W)$	
N		11.2	10.9	4.4	3.54	3.76	0.83	99	99	41	
NE		11.5	10.8	4.2	4.2	4.1	1.0	91	68	116	
NW		15	12	12	4.92	4.95	0.81	92	84	34	
SE		10.7	9.4	5.1	3.35	3.16	0.86	99	83	74	
SW		18	15	12	2.99	2.95	0.75	174	170	118	
Total		12.2	10.5	7.2	3.7	3.6	1.1	105	85	91	

Tabla 4.9: Valores de la tasa de formación estelar para las diferentes zonas analizadas en M82. Las columnas 2, 3 y 4 proporcionan el número de SSC (en paréntesis se muestra el número de SSCs con edades entre 1-5 Maño y con edades entre 6-25 Maño), SFR ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) para SSC en el rango 1-5 Maño y 6-25 Maño respectivamente y estimados con los valores de las masas dadas en las Tablas 4.3–4.7. Las columnas 5,6 y 7 dan la luminosidad en $H\alpha$ total ($10^{40} \text{ erg s}^{-1}$) para cada zona, y los valores derivados para la SFR y la SFR por unidad de área (kpc^2) para las áreas de los SSC y el área total de la región.

Zona	N (N _y +N _o)	SFR_j 1-5 Maño	SFR_v 6-25 Maño	$L_{H\alpha}$	$SFR_{H\alpha}$	Σ_{SFR} area SSC	Σ_{SFR} area total
N	16(8+8)	0.055	0.031	0.42	0.033	508	3.18
NE	51(16+35)	0.77	0.27	3.3	0.26	4014	10.69
NW	21(6+15)	0.52	0.30	3.5	0.28	3285	12.52
SE	86(26+60)	0.31	0.66	4.4	0.35	4112	5.98
SW	23(17+6)	0.16	0.034	1.6	0.13	1502	1.91
Total	197(73+124)	1.8	1.3	13	1.0	2731	3.15

En la Tabla 4.9 se presentan los valores de la tasa de formación estelar (SFR) para las diferentes zonas analizadas. También se da el número de SSC en cada zona (columna 2) así como el número de ellos (entre paréntesis) en cada uno de los dos rangos de edades, 1-6 Maño y 6-25 Maño. La tasa de formación estelar se ha estimado de dos maneras. En el

primer método se han utilizando las masas presentadas en las Tablas 4.3–4.7. Para cada zona se suman las masas de todos los SSC que están en cada uno de los rangos de edad y luego se dividen por el rango de edad correspondiente; estos números se presentan en las columnas 3 y 4 de la Tabla 4.9 (en unidades de M_{\odot} año $^{-1}$). El segundo método estima las SFR a partir de la luminosidad en $H\alpha$ total medida en cada zona. Las columnas 5, 6 y 7 dan la luminosidad en $H\alpha$ total (10^{40} erg s $^{-1}$) para cada zona considerando la emisión completa de SSC sin eliminarle la contribución de la emisión difusa, y a partir de estas luminosidades se obtienen los valores para la SFR con la expresión propuesta por Kennicutt (1998b) y la SFR por unidad de área (kpc 2) utilizando los valores de la SFR y dividiéndolos por el área total ocupada por todos los SSC. Se encuentra que los valores de la tasa de formación estelar para los SSC jóvenes y los SSC más viejos por el método primero y los obtenidos por el segundo método son muy similares.

4.5 Discusión

Los principales rasgos de los cúmulos catalogados en M82 son su juventud, compactibilidad (5.7 ± 1.4 pc de radio), alta luminosidad (y por lo tanto masa) y alta densidad superficial (número/área).

Hemos catalogado 197 SSC jóvenes en el *starburst* nuclear de M82; este número es seguramente un límite inferior del número de cúmulos que posee la galaxia ya que otros deben encontrarse ocultos bajo las nubes oscuras y, posiblemente, tengan propiedades similares a las de los SSC que hemos catalogado. Por ejemplo, Lipsy y Plavchan (2004) encontraron, en el infrarrojo medio, siete cúmulos donde se está dando formación estelar y ninguno de ellos coincide con los SSC que nosotros hemos encontrado en $H\alpha$, como se ve en la composición de ambas imágenes (ver Figura 4.9). Estos autores prueban utilizando imágenes en radio, que las fuentes en el infrarrojo medio son regiones H II fuertemente oscurecidas, con lo que pueden estar ocultos en las imágenes de $H\alpha$. Algunas de las fuentes encontradas en el infrarrojo cercano no se ven en $H\alpha$ (ver Figura 4.9; McCrady, Gilbert y Graham 2003). Gran parte de la emisión más intensa en el IR cercano coincide con la nube de polvo que atraviesa el *starburst*. De los SSC que coinciden hay uno, el número 86 de la zona SE (SE86, nuestro SSC de referencia), que coincide con el SSC MGG-1a. La extinción es tan fuerte que algunas fuentes en IR medio no se ven tampoco en el IR cercano (Lipsy y Plavchan 2004).

Relativo a los tamaños, Meurer (1995) encuentra que la FWHM típica de los SSC en una muestra de nueve galaxias *starburst* es 2.6 pc. Las imágenes WFPC2 de M82 habían sido ya analizadas por O’Connell et al. (1995) quienes encontraron que la FWHM típica de los SSC es de 3.5 pc. En este trabajo hemos desarrollado un método para estimar el tamaño físico de los SSC, que tiene en cuenta no sólo su emisión $H\alpha$, sino también su emisión en el continuo y su solapamiento, por lo tanto los radios medidos son mayores que los que se obtendrían con otros métodos. O’Connell et al. (1995) obtienen los radios con imágenes de menor resolución espacial y sólo en un filtro (F555W, en la cámara WF). En la Figura 4.8 (arriba-izquierda) se muestra un histograma de la distribución de tamaños de todos los SSC catalogados en el núcleo de M82. Los radios están en el rango de 3-9 pc con un valor medio de 5.7 ± 1.4 pc (Tabla 4.8). Sin embargo hay que resaltar que los valores que encontramos

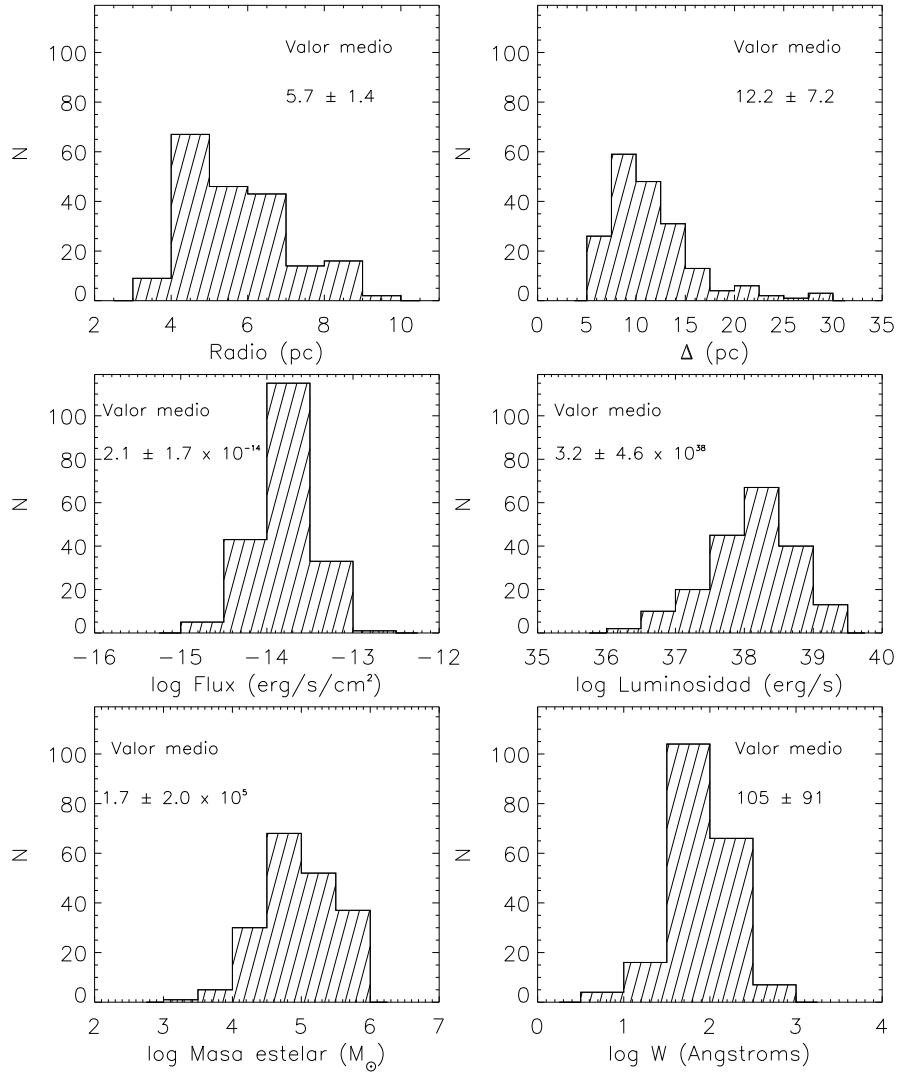


Figura 4.8: Función de distribución de las propiedades de los supercúmulos estelares en el *starburst* de M82. *Arriba-izquierda*: radios de los SSC (en parsecs). *Arriba-derecha*: separación proyectada al SSC más cercano (en pc). *Centro-izquierda*: flujos de los SSC (en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$). *Centro-derecha*: luminosidades de los SSC jóvenes (en erg s^{-1}). Estos valores están corregidos de extinción galáctica e interna y se ha restado la contribución de la emisión difusa. *Abajo-izquierda*: masas estelares de los SSC (en M_{\odot}) *Abajo-derecha*: anchura equivalente de los SSC (en angstroms)

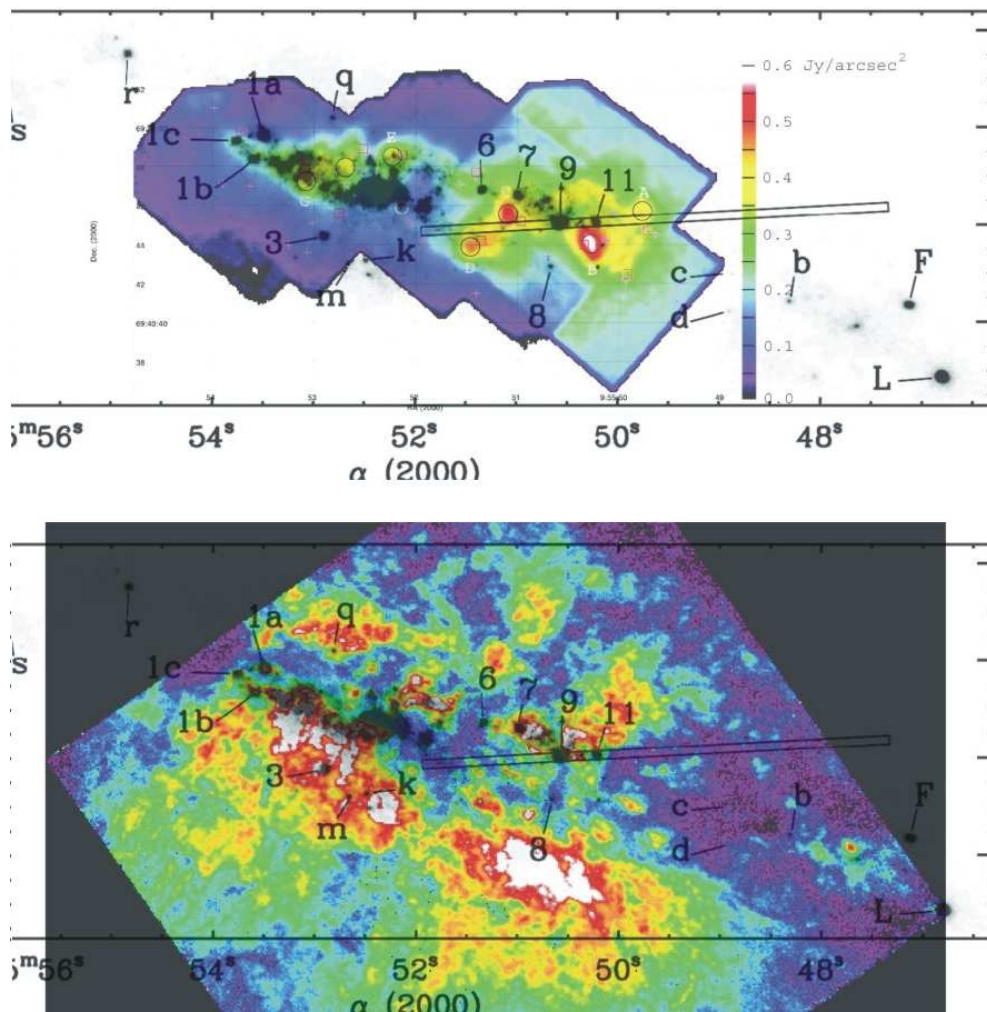


Figura 4.9: Composiciones de imágenes en diferentes filtros. La imagen superior es la composición de la imagen en infrarrojo medio en color (Lipsy y Plavchan 2004) y la imagen en el infrarrojo cercano en blanco y negro (McCradly, Gilbert y Graham 2003). La imagen inferior tiene de fondo la imagen $H\alpha$ que hemos analizado y superpuesta en blanco y negro la imagen en infrarrojo cercano.

son muy similares a los encontrados por Billett, Hunter y Elmegreen (2002) para SSC en galaxias enanas cercanas e irregulares y también similares a los medidos para M82-F (Smith et al. 2001) quienes encontraron que el radio a media luz es 2.8 ± 0.3 pc. Estos dos estudios también se basaron en observaciones de la WFPC2/HST.

La distribución de tamaños de los SSC catalogados en las diferentes zonas pueden verse en la Figura 4.10; de la figura se deduce que el rango de tamaños es similar en todas las zonas, entre 3 y 10 pc. Sin embargo, en algunas zonas como la SE hay un pico claro en la distribución, en ~ 5 pc, mientras que en otras zonas no hay un tamaño preferente en los SSC medidos (la función de distribución es casi constante).

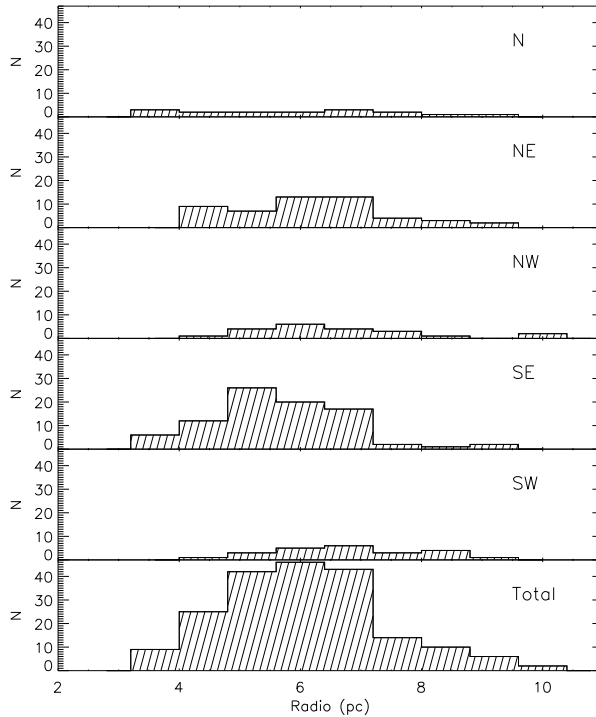


Figura 4.10: Distribución de los radios de los SSC. Se muestran los histogramas de los tamaños de los SSC en cada una de las zonas en las que hemos dividido el *starburst* y para todo el *starburst*.

La distancia proyectada al vecino más cercano para cada SSC es menor que 30 pc (ver Figura 4.8 arriba-derecha), con un valor mínimo de 5 pc y una separación media de 12.2 ± 7.2 pc (Tabla 4.8). La separación típica proyectada entre SSC (ver Tablas 4.3–4.7) es un factor dos o tres veces mayor que el tamaño típico asociado con ellos. Si analizamos las separaciones entre SSC (ver Tabla 4.8 y Figura 4.11) en cada una de las zonas por separado se encuentra que en las zonas N, NE y SE los SSC están más cerca entre sí con un valor medio cercano a 11 pc. En cambio en las zonas NW y SW la separación es mayor.

La densidad global de SSC, o el número de SSC jóvenes por unidad de área, es muy alta en el *starburst* de M82 (ver Tabla 4.8). Como es de esperar y se ve en esta Tabla, las zonas que presentan menor distancia media con su vecino más cercano son las que a su vez tienen una densidad de SSC mayor. O’Connell et al. (1995) encontraron unos 50 cúmulos individuales luminosos en M82-A; esta región es equivalente a nuestra zona SE, donde nosotros hemos catalogado 86 SSC. La zona SE se extiende en un área aproximadamente cuadrada de 242×242 pc² y por lo tanto tiene una densidad de 1468 kpc⁻². Para todo el *starburst* de M82, medimos una densidad de 620 kpc⁻². Si comparamos con otra galaxia *starburst* cercana, como NGC 253, la densidad de SSC en M82 es mucho mayor. Watson et al. (1996) encontraron que NGC 253 tiene solamente cuatro SSC en su zona nuclear aunque nosotros encontramos 48 candidatos a SSC³. Si consideramos un área de 462×380

³En el capítulo siguiente presentamos nuestro catálogo de SSC de NGC 253.

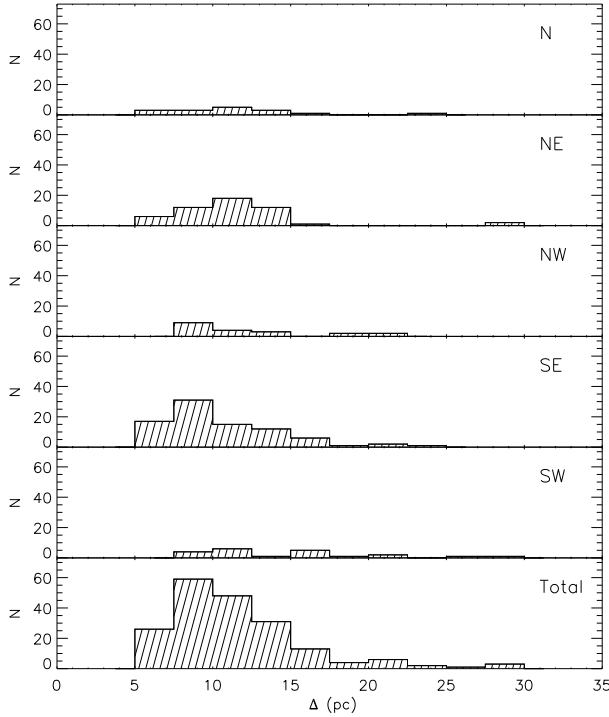


Figura 4.11: Distribución de las distancias entre SSC. Se muestran los histogramas de las separaciones con el vecino más cercano en cada una de las zonas en las que hemos dividido el *starburst* y para todo el *starburst*.

pc, obtenemos que para 4 SSC la densidad es de 16 kpc^{-2} , 39 veces menor que en M82 y para los 48 SSC que nosotros catalogamos es de 273 kpc^{-2} , 2.3 veces menor que en M82. Las diferencias son mayores si comparamos con las zonas NE, N y SE donde la densidad de SSC es la más alta del *starburst* de M82.

Los SSC en el *starburst* nuclear de M82 también muestran una luminosidad en $H\alpha$ muy alta (ver Figura 4.8 abajo-izquierda). Las luminosidades en $H\alpha$, corregidas de extinción galáctica e interna y sin la contribución de emisión difusa, están en el rango de $0.01\text{-}23 \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$ con un valor medio en $3.2 \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$ (Tabla 4.8) para todos los SSC del *starburst*. Si sumamos las luminosidades de todos los SSC obtenemos una luminosidad total en $H\alpha$ en SSC de $6.3 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$. La zona NW presenta la muestra de SSC más luminosos en $H\alpha$ (Figura 4.12) dentro del *starburst* seguido por las zonas NE y SW.

Las masas estelares de los SSC en M82 han sido determinadas utilizando Starburst99 y CHORIZOS. Los resultados pueden verse en la Figura 4.8 (abajo-derecha). Las masas de los SSC toman valores en el rango $4 \leq \log(M_{SSC}/M_{\odot}) \leq 6$ con un valor medio de $1.7 \pm 2.0 \times 10^5 M_{\odot}$ (ver Tabla 4.8). Los SSC de la zona NW además de ser los más luminosos en $H\alpha$ son los más masivos (Figura 4.13), seguidos de los de las zonas NE y SE. Las masas estelares medidas dependen fuertemente de la corrección de extinción aplicada. Sin embargo, los cúmulos más masivos en M82, tienen masas similares a la de M82-F, confirmada espectroscópicamente por Smith et al. (2001). La distribución de las masas de

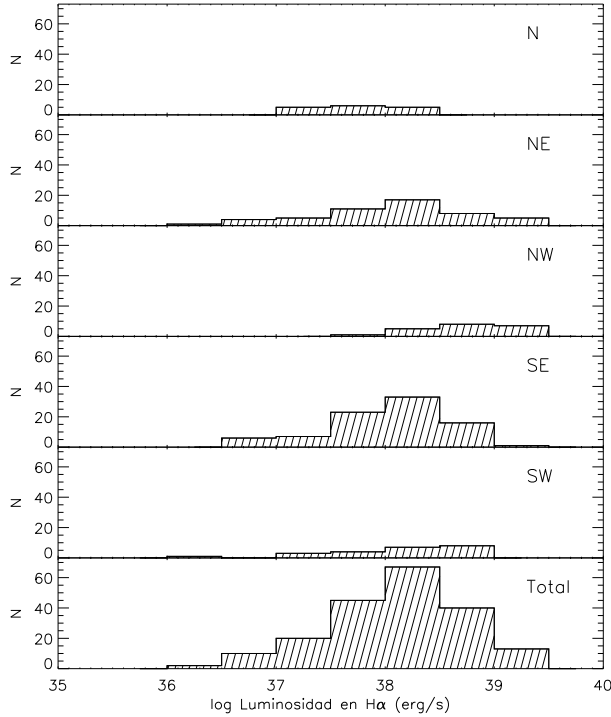


Figura 4.12: Distribución de las luminosidades de los SSC. Se presentan los histogramas de las luminosidades de los SSC para cada una de las zonas del *starburst* y para el conjunto de SSC de todo el *starburst*.

los cúmulos es muy similar a la distribución de los cúmulos más viejos de M82-B presentada por de Grijs, Bastian y Lamers (2003c). También son similares a las masas estimadas para los cúmulos en NGC 1569 (Anders et al. 2004a) que están en el rango de $5.7 \leq \log(M_{SSC}/M_{\odot}) \leq 6.2$. Por otro lado, de Grijs, Bastian y Lamers (2003) encontraron cúmulos más masivos en NGC 6745 alcanzando valores hasta de $10^8 M_{\odot}$, aunque para la distancia a la que se encuentra esta galaxia los SSC compactos no pueden resolverse espacialmente. McCrady, Gilbert y Graham (2003) midieron la masa cinemática de dos de los cúmulos más brillantes en el infrarrojo cercano en M82, utilizando espectroscopía IR de alta resolución. Sólo uno de ellos emite en $H\alpha$, MGG-11, el cual corresponde a nuestro cúmulo número 5 en la zona NW. La masa cinemática que ellos midieron es de $3.5 \times 10^5 M_{\odot}$ la cual considerando la diferencia en métodos está en muy buen acuerdo con nuestra determinación de $4.1 \times 10^5 M_{\odot}$.

Obtuvimos valores de la extinción interna para cada uno de los SSC analizando imágenes de banda ancha. En la Figura 4.14 presentamos los histogramas de los valores de la extinción en V para cada una de las zonas. Hay que destacar que las zonas NE y NW son las que mayores valores de la extinción tienen, y las que menos la SE y SW (ver valores en Tabla 4.8). Estos resultados confirman que la división entre las zonas es debido a grandes nubes de polvo que atraviesan al *starburst* en la línea de visión, sobre todo entre las zonas del norte y del sur. Se ve en estos resultados que la nube de polvo está afectando más a las

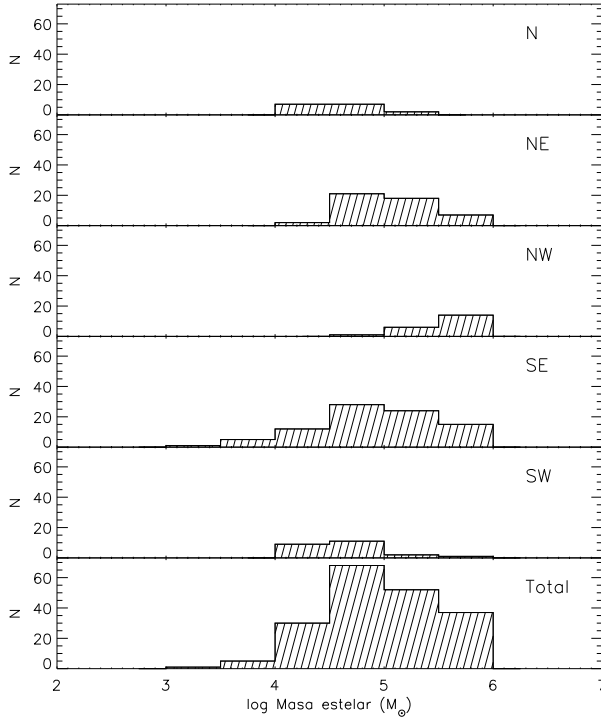


Figura 4.13: Distribución de las masas estelares de los SSC. Se presentan los histogramas de las masas estelares de los SSC para cada una de las zonas del *starburst* y para el conjunto de SSC de todo el *starburst*.

zonas del norte. También se confirma esta característica en la composición de imágenes en $H\alpha$ y en el infrarrojo medio (Figura 4.9).

Las anchuras equivalentes de los SSC tienen una distribución muy similar en todas las regiones (Figura 4.15). Solamente en la zona SW se ve una distribución de valores más homogénea y no centrada en unos valores concretos. El 37% de todos los cúmulos de *starburst* tienen \mathcal{W} mayor que 100 o lo que es lo mismo, edades menores que 6 Maño.

La tasa de formación estelar para las diferentes zonas está en el rango de $0.03-0.8 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ (Tabla 4.9). Los números son consistentes después de obtener por separado la SFR para cúmulos jóvenes (1-6 Maño) y viejos (6-25 Maño). El acuerdo es también bastante bueno con los valores de la SFR para cada zona, obtenidos utilizando la luminosidad total en $H\alpha$ (columnas 5 y 6 en Tabla 4.9). La tasa de formación estelar por unidad de área, Σ_{SFR} (ver columna 7 en Tabla 4.9) es muy alta para las cinco zonas. Nuestros valores, que se encuentran entre 500 y 4100, están en acuerdo con los valores publicados por (Kennicutt 1998b; ver su Figura 6). Comparando los valores para las diferentes zonas, el más bajo corresponde a la zona N. Aunque la densidad de SSC es muy alta en esta zona, la luminosidad media de los SSC es la más baja (ver Tabla 4.8). Kennicutt (1998b) presenta también el caso de 30Dorados, el cual, en sus 10 pc centrales, tiene una $\Sigma_{SFR} \sim 100 M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$, pero el valor medio de Σ_{SFR} en toda la region H II es $\sim 1-10 M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$. M82 es un caso de formación estelar muy intensa por encima de la media del Universo local.

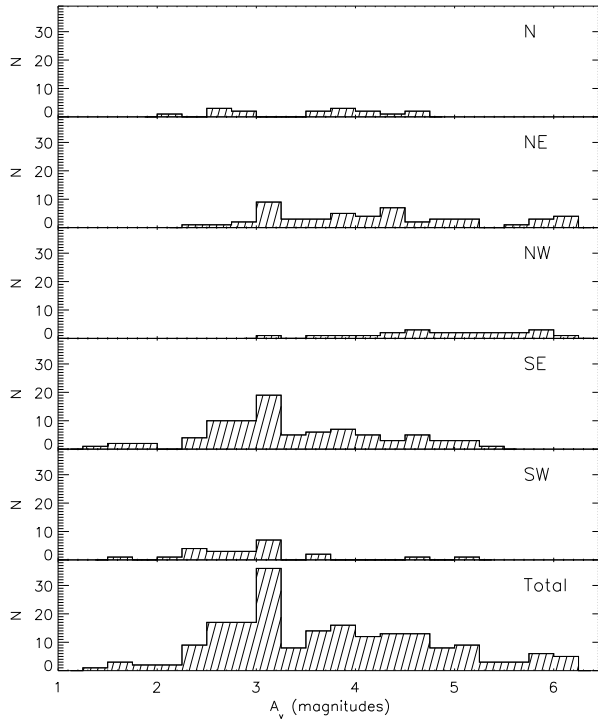


Figura 4.14: Distribución de los valores de la extinción en V de los SSC. Se presenta los histogramas de los valores de la extinción en V para cada una de las zonas del *starburst* y para el conjunto de SSC de todo el *starburst*.

También es muy importante la distribución espacial de los SSC en M82. Como se mencionó anteriormente, la mayor densidad de SSC se localiza en la zona este, es decir, las zonas NE, N y SE (ver Tabla 4.8). Estos SSC parecen coincidir con la base de la estructura de filamentos de los supervientos galácticos (Figura 4.1). En este punto, como plantearon Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003), es muy importante la interacción de los vientos estelares de SSC vecinos entre sí para poder desarrollar una estructura de filamentos a gran escala embebida en un gas emitiendo en rayos X, como se observa en M82.

Como resumen de la discusión, mencionar que hemos identificado en este estudio parámetros observacionales relevantes en el estudio de supervientos galácticos, como son la densidad de los SSC y la comparación entre sus tamaños típicos y las separaciones proyectadas con el SSC más cercano. De este catálogo se encuentra que los radios medios encontrados en los SSC catalogados son similares a la distancia media entre ellos, lo cual parece ser una condición necesaria para que los vientos individuales interactúen y generen ondas de choque oblicuas que canalicen el material a lo largo de estructuras rectilíneas como los filamentos que se observan en M82.

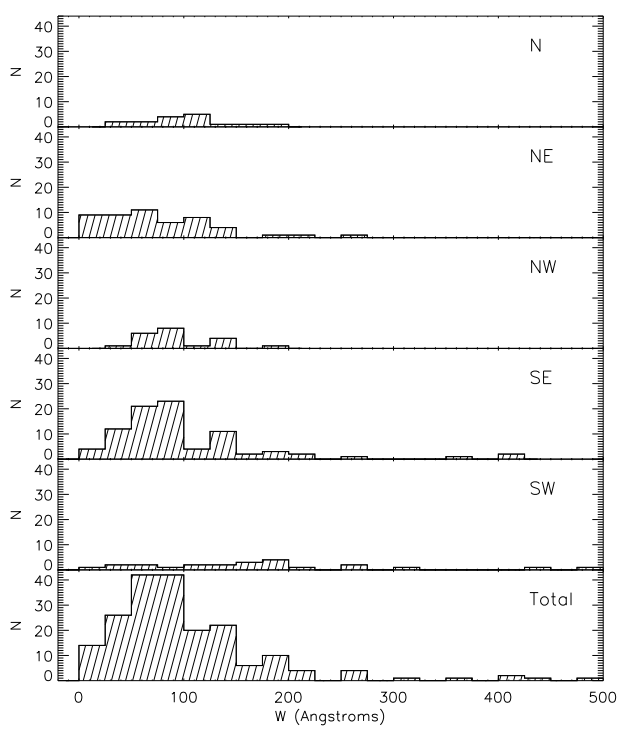


Figura 4.15: Distribución de los valores de las anchuras equivalentes de los SSC. Se presenta los histogramas de los valores de las anchuras equivalente para cada una de las zonas del *starburst* y para el conjunto de SSC de todo el *starburst*.

5

NGC 253

RESUMEN:

La galaxia *starburst* NGC 253 es también una buena candidata por su cercanía para llevar a cabo estudios detallados; esta considerada un prototipo de *starburst* nuclear, mostrando asimismo una intensa emisión en el IR. Por las razones mencionadas, ha sido observada en numerosos telescopios, en particular se encuentran observaciones en las bases de datos del HST, IRAS e ISO. En este capítulo se presenta el análisis y resultados de observaciones en dos rangos espectrales, en el óptico y en el infrarrojo.

En primer lugar se analizan las observaciones fotométricas en $H\alpha$ del *starburst* llevadas a cabo con la cámara WFPC2; en estas imágenes buscamos los candidatos a supercúmulos estelares. Se catalogan 48 cúmulos compactos, similares en propiedades a los cúmulos catalogados en el *starburst* de M82. Los cúmulos son muy compactos, con un radio medio de 5.0 ± 1.1 pc. Además son muy masivos, con masas entre 10^4 y $10^{5.5} M_{\odot}$. Los cúmulos están muy cercanos entre sí, aunque están separados el doble de distancia de los cúmulos de M82. El valor medio de la separación entre SSC es de 31 ± 21 pc. La densidad global de cúmulos es de 273 kpc^{-2} . Se ha elaborado el primer catálogo de SSC de la galaxia. En el catálogo se incluyen, para cada SSC identificado, coordenadas relativas, radio, masa, flujo en $H\alpha$, luminosidad en $H\alpha$, anchura equivalente, extinción, distancia con el SSC más cercano y número de fotones ionizantes. El catálogo incluye también los flujos de la emisión en las líneas de $[\text{SII}]\lambda 6306.4 \text{ \AA}$ y $[\text{SIII}]\lambda 9545.7 \text{ \AA}$.

En segundo lugar se estudiaron observaciones en el rango infrarrojo de toda la galaxia. Hemos hecho un estudio completo de la emisión en el infrarrojo medio y lejano utilizando datos de IRAS (12, 25, 60 y $100 \mu\text{m}$) e ISO ($180 \mu\text{m}$). Hemos analizado los perfiles radiales de luminosidad, los colores frente a la distancia, las componentes estructurales en cada una de las bandas y las distribuciones espectrales de energía de cada una de las estructuras morfológicas. Finalmente obtenemos propiedades físicas de la galaxia en este rango espectral. Analizando los perfiles de luminosidad identificamos tres componentes estructurales principales: una componente nuclear no resuelta, un disco exponencial y una barra. También encontramos una estructura de anillo al final de la barra que es especialmente brillante a $12 \mu\text{m}$. Se analizaron las distribuciones espectrales de energía de cada una de las componentes fotométricas pudiéndose separar en las contribuciones de diferentes

componentes térmicas de polvo. Se detecta una extensión del disco debido a la emisión del polvo muy frío que contribuye a una gran fracción (94%) de la masa total de polvo de la galaxia.

El trabajo en el rango infrarrojo que se presenta en este capítulo ha sido publicado en la revista *Astrophysical Journal* (Melo et al. 2002).

5.1 Características de NGC253

La galaxia NGC 253 es una de las galaxias espirales más brillantes del hemisferio sur; aunque su posición en el cielo permite además verla desde observatorios de latitudes más bajas (como el ORM) del hemisferio norte; se encuentra en la constelación de Escultor. Está clasificada como tipo S(B)bc. Debido a su proximidad, NGC 253 es una buena candidata para estudios detallados en cualquier rango espectral y, en general, para estudios con buena resolución espacial. Su tamaño angular en el rango visible es $27.5' \times 6.8'$. Vamos a adoptar la distancia $D = 3.4 \text{ Mpc}$ (Sandage y Tammann 1975) que es la utilizada en múltiples estudios de esta galaxia; esta distancia implica una escala lineal de 16.5 pc/arcsec .

Está muy inclinada ($i \simeq 78^\circ$) y la región central está fuertemente afectada en el óptico por extinción del polvo. La extinción es tan importante que la apariencia en el óptico es grumosa (ver Figura 5.1), en cambio, cuando observamos la galaxia en el infrarrojo vemos su disco muy bien definido, con la presencia de una barra, un anillo al final de la barra y los brazos espirales (ver Figura 5.6).

NGC 253 está considerada como prototipo de galaxia con *starburst* nuclear, mostrando una emisión muy intensa en el infrarrojo. Ha sido estudiada en múltiples longitudes de onda. Diversos autores proponen que esta galaxia está sufriendo SVG (Heckman, Armus y Miley 1990; Dahlem, Weaver y Heckman 1998; Pietsch et al. 2000). Strickland et al. (2002) analizaron observaciones en rayos X de la galaxia y encuentran una estructura en forma bicónica en el halo de la galaxia que está centrada en el núcleo, además un arco en el norte, que asocian con el limbo de la estructura. Esta estructura se extiende $\sim 10.2 \text{ kpc}$ (a la distancia que nosotros hemos adoptado en este trabajo, $D = 3.4 \text{ Mpc}$) y se observa que las emisiones en $H\alpha$ y rayos X están correlacionadas.

5.2 NGC 253 vista por el telescopio espacial

5.2.1 Observaciones y reducción de datos del HST

Las observaciones de NGC 253 tomadas con la cámara WFPC2 se muestran en la Tabla 5.1. Pertenecen a dos programas observacionales distintos y nos van a permitir analizar el *starburst* en tres líneas espectrales, $H\alpha$ (Fig. 5.1), [S II] y [S III]. En la base de datos del HST también hay disponibles observaciones en otras líneas ([O I] y [O III]) y en la banda U, pero no pudimos utilizarlas porque no tienen suficiente señal para el análisis que llevamos a cabo en este trabajo de tesis.

Las imágenes fueron reducidas siguiendo el procedimiento que se presentó en el apartado 3.5. En este capítulo vamos a explicar como eliminamos la contribución de continuo de las líneas espectrales, como estimamos la contribución de la emisión difusa y como catalogamos los SSC del *starburst* de la galaxia.

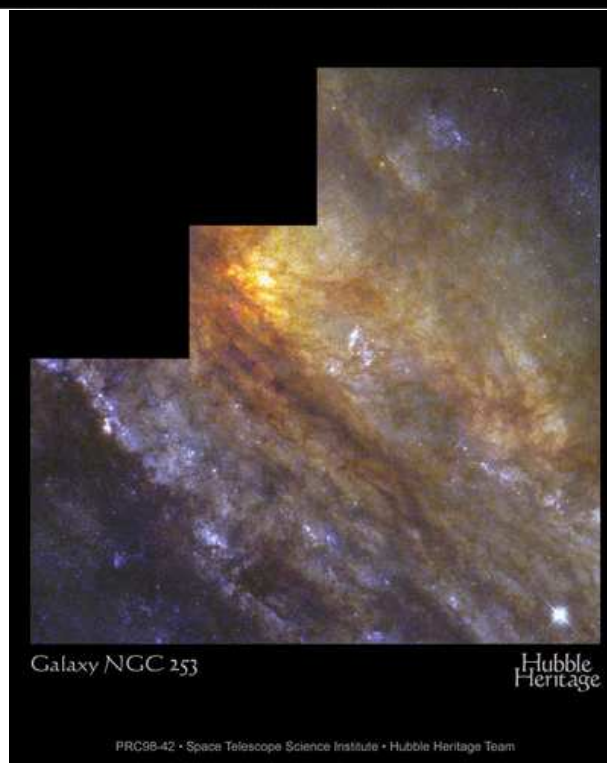
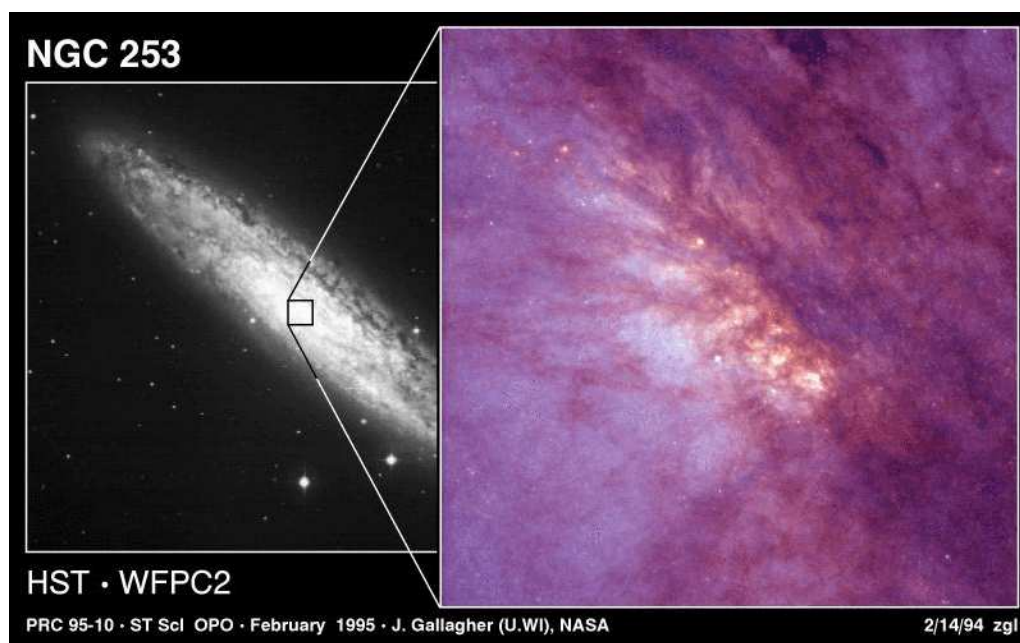


Figura 5.1: Imágenes de la zona central de NGC 253 tomadas de la galería de imágenes del HST. Imagen superior: composición de la imagen óptica de toda la galaxia y la imagen del centro de la galaxia tomada con el panel central del instrumento WFPC2(HST). Imagen inferior: la imagen de todo el detector de la WFPC2(HST).

Tabla 5.1: Observaciones utilizadas del archivo de datos de HST para NGC 253

Filtro	I.P.	Banda	Imágenes	Tiempos exp. (s)
F656N	J. Trauger	H α	u2ej0401t-2t	2 \times 1200
F673N		S II	u31q0101t-2t	2 \times 700
F675W		WFPC2 R	u2ej0403t-4t-5t-6t	2 \times 5/2 \times 200
F555W		WFPC2 V	u2ej0107t-8t	2 \times 400
F814W		WFPC2 I	u2ej0109t-at-bt-ct	2 \times 10/2 \times 400
F953N	D. Forbes	S III	u43a0103m-4m	2 \times 1300
F850LP			u43a0105m-6m	2 \times 300

En las imágenes de las líneas de H α y [S II] el núcleo de la galaxia se encuentra en la cámara WF3. En cambio, en las observaciones en banda ancha que se utilizaron para la eliminación del continuo en estas líneas se tiene el *starburst* en la cámara de alta resolución (PC); por tanto, hemos degradado estas imágenes para que tuvieran el mismo tamaño de pixel que las cámaras WF. En la imagen de [S III] y la de los filtros utilizados para construir su continuo, el *starburst* cae en la cámara PC, por lo que en esta línea hemos mantenido la alta resolución espacial (ver Figura 5.2).

Una vez identificados los candidatos a SSC como se describe en el capítulo 3, pasamos a sustraer el continuo, identificar con precisión las coordenadas, eliminar la contribución de la emisión difusa y extraer los parámetros del catálogo.

5.2.2 Elaboración de la imagen de continuo

Como se comentó en el capítulo 3, la elaboración de la imagen de continuo de H α es diferente para las tres galaxias estudiadas. A continuación se explicará en detalle el método utilizado para la galaxia NGC 253.

Para esta galaxia tenemos que eliminar la contribución de continuo subyacente a tres líneas espectrales. En este caso y contrario a lo que sucedía en M82, para la línea de H α si tenemos un filtro similar al filtro R pero también tenemos el filtro de banda ancha V que contribuye, aunque en menor medida, al continuo de H α . El método que hemos utilizado fue propuesto por MacKenty et al. (2000). Hay que plantear una ecuación para cada filtro donde se incluyan todas las bandas que contribuyen a la emisión en ese filtro. Como tenemos más incógnitas que ecuaciones necesitamos información adicional. A continuación veremos las ecuaciones planteadas y luego las relaciones aplicadas.

$$\begin{aligned}
 F(656N) &= 0.88F(R) + 0.12F(V) + \mathcal{W}_{H\alpha, F656N}^{-1} + \left(\frac{1}{3} \mathcal{W}_{NII, F656N}^{-1} + \mathcal{W}_{NII, F656N}^{-1} \right) \\
 &\cdot F(NII)
 \end{aligned} \tag{5.1}$$

$$\begin{aligned}
 F(555W) &= F(V) + \mathcal{W}_{H\beta, F656N}^{-1} F(H\beta) + \mathcal{W}_{H\alpha, F555W}^{-1} F(H\alpha) + \mathcal{W}_{SII, F555W}^{-1} F(SII) \\
 &+ \left(\frac{1}{3} \mathcal{W}_{NII, F555W}^{-1} + \mathcal{W}_{NII, F555W}^{-1} \right) F(NII)
 \end{aligned} \tag{5.2}$$

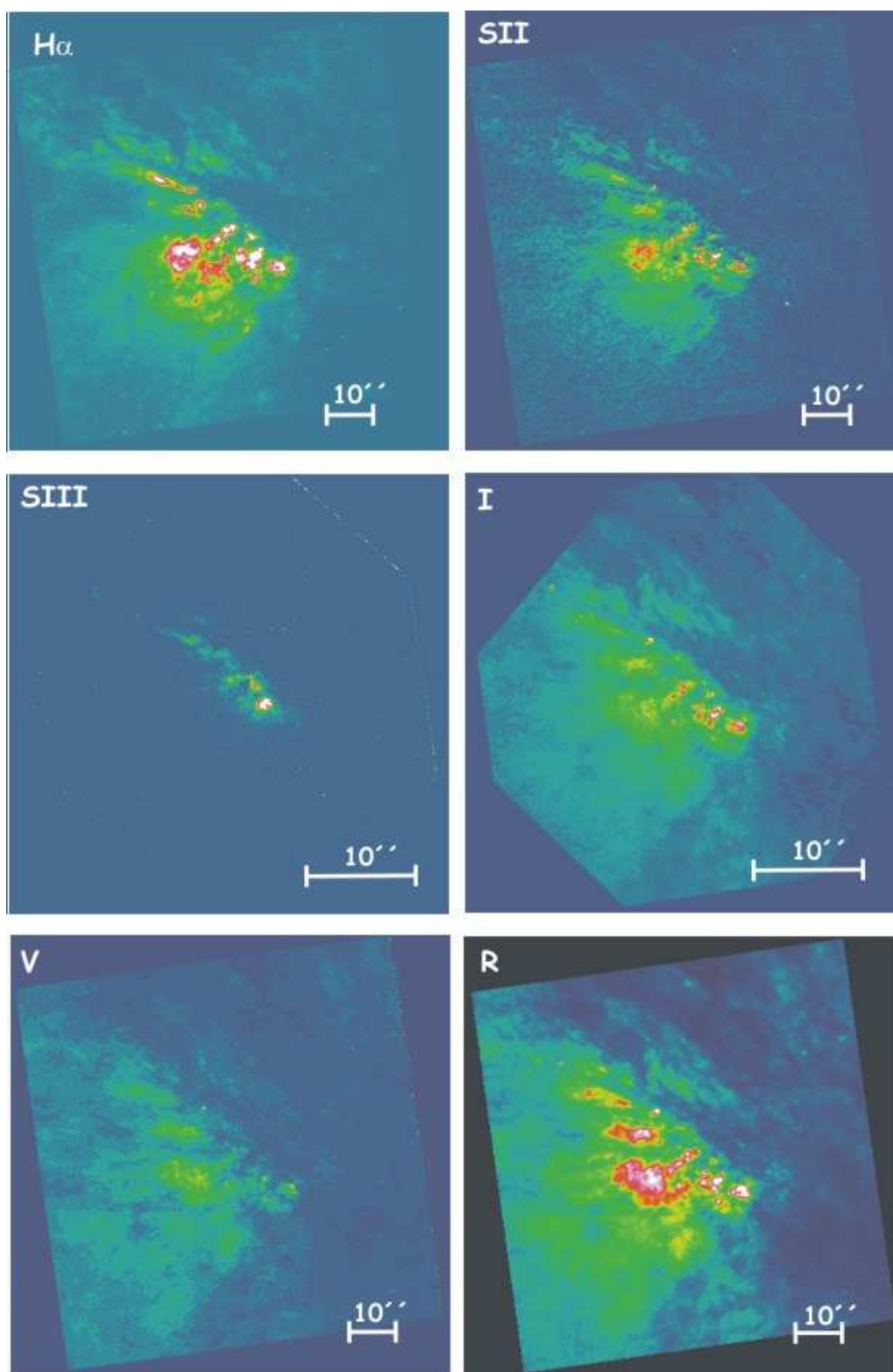


Figura 5.2: Imágenes de NGC 253 en los diferentes filtros analizados. Las imágenes en los filtros de $H\alpha$, [SII], V y R corresponden a la cámara WF3 de la WFPC2, las otras dos, [SIII] e I, corresponden a la cámara PC del WFPC2, la de mayor resolución espacial. Tienen superpuesta la escala correspondiente a $10''$.

$$F(675W) = F(R) + \mathcal{W}_{H\alpha, F675W}^{-1} F(H\alpha) + \left(\frac{1}{3} \mathcal{W}_{NII, F675W}^{-1} + \mathcal{W}_{NII, F675W}^{-1} \right) F(NII) + \mathcal{W}_{SII, F675W}^{-1} F(SII) \quad (5.3)$$

$$F(673N) = \mathcal{W}_{SII, F673N}^{-1} F(SII) + 0.82F(R) + 0.18F(V) \quad (5.4)$$

$$F(953N) = \mathcal{W}_{SIII, F953N}^{-1} F(SIII) + 0.07F(I) + 0.93F(850c) \quad (5.5)$$

$$F(814W) = F(I) + \mathcal{W}_{SIII, F814W}^{-1} F(SIII) \quad (5.6)$$

$$F(850LP) = F(850c) + \mathcal{W}_{SIII, F850LP}^{-1} F(SIII) \quad (5.7)$$

En estas ecuaciones tenemos por un lado los flujos espectrales calibrados medidos (por ejemplo, F[656N], F[555W] y F[675W]); los que terminan en N son filtros estrechos y los que lo hacen en W o LP son filtros anchos), luego los flujos verdaderos en las bandas estrechas y anchas (F[R], F[H α], F[I],...) y los parámetros \mathcal{W} son las anchuras efectivas en cada filtro (en angstroms), que da un peso a cada una de las emisiones sobre un filtro. Por ejemplo, $\mathcal{W}_{H\alpha, F656N}$ es la anchura efectiva de la línea de H α en el filtro F656N. Este valor se obtiene del cociente de los parámetros *URESP* y *EMFLX* obtenidos con la tarea BANDPAR de SYNPHOT. Los pesos de las bandas R y V en los filtros F656N y F673N y de las bandas I y 850c¹ en el filtro F953N, los hemos obtenido estudiando el comportamiento del continuo fabricado para diferentes pesos en algunas de las regiones del *starburst*.

Como tenemos más incógnitas que ecuaciones tenemos que partir de algunas hipótesis:

1. El cociente [N II] λ 6583.6 Å / [N II] λ 6548.1 Å es constante e igual a 3 porque depende de la degeneración de los niveles (Osterbrock 1989).
2. El cociente [S II] λ 6717.0+6731.3 Å / [N II] λ 6583.6 Å es aproximadamente constante e igual a 0.55 en esta galaxia. Es más estable la relación de [N II] con el [S II] que con H α ya que esta última varía con la metalicidad, con el parámetro de ionización y la posición en la región H II.
3. La relación de H α con H β en el núcleo de esta galaxia es igual a 12.75 (McCarthy, Heckman y Breugel 1987) dentro de los 22'' centrales.

Aplicando estas condiciones y resolviendo el sistema lineal obtenemos las ecuaciones que nos permiten obtener las imágenes en las diferentes bandas:

$$F(H\alpha) = 30.523 F(656N) - 2.019 F(555W) - 19.370 F(675W) - 9.135 F(673N) \quad (5.8)$$

¹Llamamos banda 850c a la correspondiente al filtro F850LP ya que no tiene un nombre en concreto.

$$\begin{aligned} F(V) &= -0.005 F(656N) + 1.002 F(555W) + 0.010 F(675W) \\ &- 0.008 F(673N) \end{aligned} \quad (5.9)$$

$$\begin{aligned} F(R) &= -0.028 F(656N) + 0.020 F(555W) + 1.100 F(675W) \\ &- 0.093 F(673N) \end{aligned} \quad (5.10)$$

$$\begin{aligned} F(Sii) &= 1.485 F(656N) - 12.451 F(555W) - 57.218 F(675W) \\ &+ 68.184 F(673N) \end{aligned} \quad (5.11)$$

$$F(Siii) = 72.858 F(953N) - 5.100 F(814W) - 67.758 F(850LP) \quad (5.12)$$

$$F(I) = -0.010 F(953N) + 1.001 F(814W) + 0.009 F(850LP) \quad (5.13)$$

$$F(850c) = -0.036 F(953N) + 0.003 F(814W) + 1.034 F(850LP) \quad (5.14)$$

5.2.3 Comparación con medidas de otros autores

La astrometría es muy importante en estudios tan detallados por ello hemos comparado con posiciones medidas por otros autores. También comprobamos nuestra calibración comparando con los flujos medidos por otros autores.

Igual que se hizo en M82, hacemos la búsqueda de los cúmulos, catalogando primero los núcleos brillantes en $H\alpha$ y en el continuo por separado y luego quedándonos solamente con aquellos que emiten tanto en $H\alpha$ como en el continuo (procedimiento explicado en el apartado 3.3.3). El catálogo final de los SSC de esta galaxia se presentará en la sección 5.2.6.

Astrometría. Las imágenes de la WFPC2 tienen un error típico de apuntado de $0.86''$, como ya comentamos en M82. Para NGC 253 hemos tomado de referencia el trabajo de Forbes et al. (2000), en el que catalogan 15 fuentes en el óptico y utilizan como punto de referencia el núcleo más brillante en $[S\ III]\lambda 9532\ \text{\AA}$ que se sitúa en $\alpha = 00^h\ 47^m\ 32^s.968$, $\delta = -25^\circ\ 17'\ 18''.47$ (J2000). Aplicamos un desplazamiento de las coordenadas para ajustarlas con los valores dados por estos autores. A la imagen de $H\alpha$ se tuvo que aplicar un desplazamiento de $\Delta AR = +0''.65$ y $\Delta Dec. = -0''.85$. Para la imagen de $[S\ III]$ el desplazamiento fue de $\Delta AR = +0''.54$ y $\Delta Dec. = -0''.24$. Las coordenadas de los cúmulos las daremos respecto al cúmulo más brillante en $[SIII]$ pero tomando como referencia las coordenadas que obtenemos de nuestro método de búsqueda. Estas coordenadas son las siguientes $\alpha = 00^h\ 47^m\ 32^s.998$ y $\delta = -25^\circ\ 17'\ 18''.32$ (J2000).

Calibración. La imagen de $H\alpha$ ya fue analizada por Watson et al. (1996) y Forbes et al. (2000). Los resultados obtenidos en los dos trabajos son muy diferentes. Los valores que nosotros obtenemos son similares a los obtenidos por Watson et al. (1996) que además consideramos que es el trabajo más elaborado y claro de los dos, ya que

explican mejor todos los pasos seguidos en su análisis. En estos dos trabajos se utiliza solamente la imagen de F675W para eliminar la contribución de continuo en el filtro F656N. Watson et al. (1996) tuvieron en cuenta la contribución de $H\alpha$ y $[N II]\lambda 6548\text{\AA}$ en F656N y la emisión de $H\alpha$, $[N II]\lambda 6548,6584\text{\AA}$ y $[S II]\lambda 6717,6731\text{\AA}$ en F675W. Nosotros consideramos además el filtro de banda ancha de F555W para construir el continuo de $H\alpha$. Este motivo junto a la diferente relación considerada para $[N II]/[S II]$ y el centrado de las aperturas consideramos que justifican las pequeñas diferencias en los flujos medidos en las aperturas utilizadas por Watson et al. (1996) y las de este trabajo. En la Tabla 5.2 se presentan los flujos de cuatro SSC medidos en aperturas de radio $0''.2$. Se muestran los flujos medidos por Watson et al. (1996), Forbes et al. (2000) y los obtenidos en este trabajo.

Tabla 5.2: Comparación de los flujos de los SSC en NGC 253.

SSC ^a	F($H\alpha$) [10^{-15} erg s ⁻¹ cm ⁻²]		
	Watson et al. ^b	Forbes et al. ^c	Este trabajo
Bright blob	6.8	1.5	5.1
Spot a	3.5	0.8	2.6
Spot i	5.3	1.0	4.3
Spot n	1.0	0.3	1.1

^a Nomenclatura de Watson et al. (1996)

^b Watson et al. (1996)

^c Forbes et al. (2000)

5.2.4 Emisión difusa de la galaxia

El mapa de la emisión difusa en NGC 253 lo hemos contruido siguiendo el mismo procedimiento utilizado en M82 y descrito en el apartado 4.3.2. En forma resumida los pasos seguidos son: primero, enmascarar los cúmulos encontrados; segundo, suavizar este mapa de máscaras con una gaussiana con un tamaño igual al radio medio de los cúmulos y, por último, ajustar este mapa suavizado con una función de splines de cuarto orden. En este caso también hicimos pruebas suavizando el mapa de máscaras con una gaussiana más ancha, pero el resultado es que desaparecen cúmulos catalogados y los flujos medidos son menores que los medidos en caso de la gaussiana más estrecha. Con estas comprobaciones confirmamos que el método que hemos desarrollado es un buen método para este tipo de estudios.

Para estimar los valores de la anchura equivalente de $H\alpha$ ($\mathcal{W}[H\alpha]$), es necesario ajustar el mapa de emisión difusa de la imagen de continuo de $H\alpha$. La anchura equivalente se estima como la razón de los flujos ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$) de la línea de $H\alpha$ y del continuo multiplicada por el ancho del filtro de $H\alpha$ (\AA), ambos sin la contribución de la emisión difusa, dentro de las aperturas finales catalogadas para cada SSC.

Para el caso particular del cúmulo número 39 (ver Tabla 5.4) no podemos determinar la masa del cúmulo debido a que la anchura equivalente del mismo es demasiado alta.

Consideramos que debe tratarse de un cúmulo poco brillante y al sustraerle la emisión difusa el resultado del cociente de la anchura equivalente es erróneo.

5.2.5 Masas estelares

Para la galaxia NGC 253 no disponemos de las suficientes imágenes en banda ancha para deducir los valores locales de la extinción para cada cúmulo y luego obtener con CHORIZOS los valores de las masas estelares. Por tanto, suponemos un valor de la extinción medio de $A_V = 5$ mag (Waller, Kleinmann y Ricker 1988; Alonso-Herrero et al. 2003 recopilan y analizan anteriores estimaciones de la extinción y las suyas), no hay que olvidar que los valores de las masas dependen del valor de la extinción adoptado.

Hemos obtenido las masas estelares mediante la anchura equivalente y Starburst99 suponiendo un *starburst* coetáneo. Como comprobamos, para M82 el acuerdo entre las masas obtenidas con ambos métodos es excelente, la diferencia es que CHORIZOS utiliza mapas de probabilidades (rangos de valores) y los valores obtenidos de Starburst99 son los valores deducidos a partir de valores exactos. Por lo tanto, podemos considerar los valores obtenidos de la anchura equivalente como una buena estimación de las masas de los cúmulos.

Hemos considerado una función inicial de masa de Salpeter ($\alpha = 2.35$) cubriendo un rango de masas entre 1 y 100 M_\odot y metalicidad solar ($Z_\odot = 0.02$). Es muy difícil determinar la metalicidad de NGC 253, los valores de la metalicidad van desde $1/10 Z_\odot$ a superiores a Z_\odot (Origlia et al. 1999 y sus referencias). Adoptamos un valor de la metalicidad cercano a la solar ya que es el valor medido en el *starburst* (Carral et al. 1994).

5.2.6 Catálogo de SSC y resultados

En esta sección se presenta el catálogo resultante de identificar y medir los SSC en la región nuclear de NGC 253 (los $462'' \times 380''$ centrales). En el apéndice C se presentan las tablas de las posiciones y radios de los núcleos brillantes catalogados sólo en $H\alpha$ y sólo en continuo (Tablas C.1 y C.2). Como ya se ha mencionado en el apartado 3.3.3, el conjunto de SSC se define a partir de los máximos locales identificados en $H\alpha$ y continuo con un área mínima de solapamiento entre ambos.

En la Figura 5.3 se muestran los SSC catalogados en el *starburst* de NGC 253 superpuestos a la imagen de $H\alpha$. Presentamos los tres tipos de aperturas, las de $H\alpha$ (rojo), las de continuo (negro) y las aperturas finales de los SSC (azul), con la numeración correspondiente de cada SSC en el catálogo.

El catálogo de SSC se presenta en la Tabla 5.4. En el mismo se recogen diversas magnitudes físicas de los cúmulos y que detallamos a continuación:

- Columna 1: número de identificación de los candidatos a SSC jóvenes. SSC con emisión fuera de la estructura redonda están marcados con un asterisco. Esta emisión adicional es debida a más de un SSC superpuesto en proyección o a cúmulos que podrían estar sufriendo una expulsión de material ionizado.
- Columna 2: diferencia en la ascensión recta (en segundos) con respecto al SSC de referencia (AR = $00^h 47^m 32^s.968$, J2000).

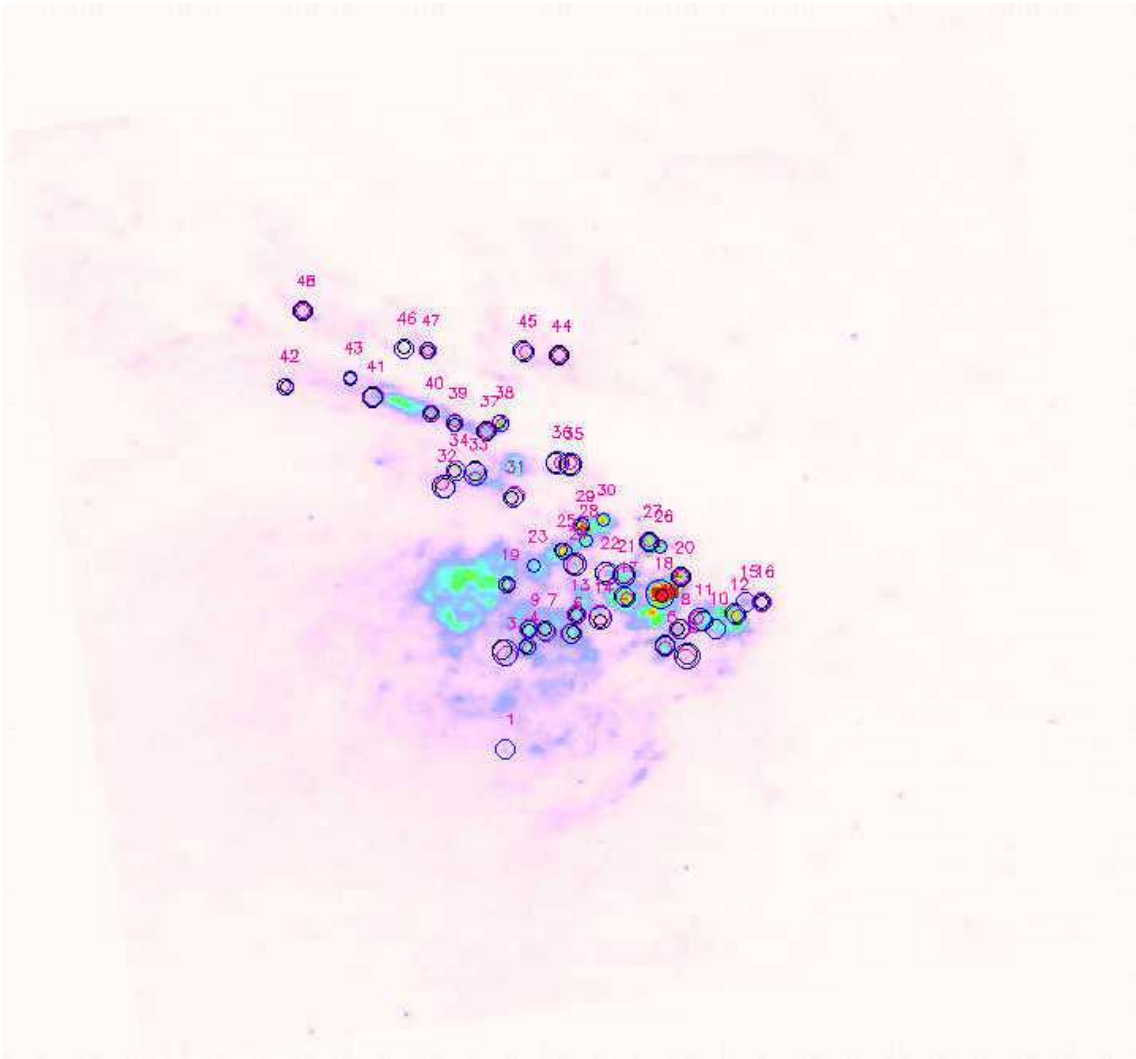


Figura 5.3: Muestra final de los SSC jóvenes en el *starburst* de NGC 253. Los radios de los SSC jóvenes están superpuestos en la imagen de $H\alpha$: las aperturas rojas son los núcleos brillantes en $H\alpha$, las aperturas negras son los núcleos brillantes en el continuo, y las aperturas azules son los radios finales que incluyen ambas emisiones. El campo total de la cámara es $80' \times 80'$.

- Columna 3: diferencia en la declinación (en segundos de arco) con respecto al SSC de referencia ($\delta = -25^\circ 17' 18''.47$, J2000).
- Columna 4: radio del SSC (en parsecs).
- Columna 5: flujo en $H\alpha$ ($10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$).
- Columna 6: flujo de la emisión difusa en $H\alpha$ estimado en cada apertura de los SSC ($10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$).
- Columna 7: flujo de la emisión difusa en $H\alpha$ como porcentaje del flujo en $H\alpha$ (%).

- Columna 8: flujo en H α sin la emisión difusa (10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$).
- Columna 9: luminosidad en H α de los SSC corregidos de extinción galáctica ($A_V = 0.062$ mag, Schlegel, Finkbeiner y Davis 1998) e interna ($A_V = 5$ mag) y sin la contribución de la emisión difusa (10^{38} erg s $^{-1}$).
- Columna 10: separación proyectada al SSC más cercano (Δ , pc).
- Columna 11: número de fotones ionizantes obtenidos utilizando la expresión dada por Osterbrock (1989) (10^{49} s $^{-1}$) y calculada a partir del flujo en H α .
- Columna 12: anchura equivalente en H α (\AA).
- Columna 13: masa estelar ($10^4 M_\odot$).
- Columna 14: flujo en [S II] (10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$).
- Columna 15: flujo en [S III] (10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$).

Como se comentó anteriormente la fuente de error más importante en la determinación del flujo es la elección de apertura. Hemos estimado el error midiendo el flujo en la apertura anterior y posterior a la considerada como radio. El valor medio de las diferencias del flujo entre estas aperturas y el radio es el error del flujo presentados en las columnas 5, 6, 8, 14 y 15.

En la Tabla 5.3 se presenta un resumen de las características más importantes de los cúmulos de NGC 253. Mostramos la densidad de SSC así como los valores medios y desviación estándar de las masas estelares, luminosidades, radios, separaciones proyectadas al SSC más cercano y anchura equivalente en H α . En el apartado siguiente se analizarán en detalle cada una de ellas.

Tabla 5.3: Resumen de las características de los SSC de NGC 253. Densidad (número de SSC por unidad de área, kpc $^{-2}$) de SSC jóvenes. Valores medios ($\bar{}$), las medianas ($\widehat{}$) y las desviaciones estándar (σ) de las masas estelares ($10^4 M_\odot$), luminosidades en H α (10^{38} erg s $^{-1}$), radios (pc), distancia proyectada al SSC más cercano (pc), extinción en V (mag) y anchura equivalente (angstroms) para cada una de las zonas.

Tamaño	462 \times 380 pc		
ρ	273 kpc $^{-2}$		
Masa estelar	$\bar{M} = 6.2$	$\widehat{M} = 4.8$	$\sigma(M) = 6.4$
Luminosidad	$\bar{L} = 2.3$	$\widehat{L} = 1.3$	$\sigma(L) = 3.2$
Radio	$\bar{R} = 5.0$	$\widehat{R} = 5.0$	$\sigma(R) = 1.1$
Δ	$\bar{\Delta} = 31$	$\widehat{\Delta} = 25$	$\sigma(\Delta) = 21$
W(H α)	$\bar{W} = 180$	$\widehat{W} = 110$	$\sigma(W) = 430$

Tabla 5.4: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en NGC 253.

Id.	Δ AR	Δ Dec.	R	$F_{H\alpha}$	F_{diff}	$\%F_{H\alpha}$	$F'_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	Δ	N_{tot}^a	$W_{H\alpha}$	M_\star	$F_{[SII]}$	$F_{[SIII]}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)
1	0.438	6.28	4.95	2.5 ± 1.5	2.0 ±1.3	79	0.52 ±0.16	0.33 ±0.10	127.81	2.42± 0.76	205	0.60 ± 0.19	1.18±0.81
2	-0.013	2.88	6.60	4.7 ± 2.3	2.8 ±1.4	59	1.94 ±0.88	1.23 ±0.56	28.66	9.0 ± 4.1	43	6.3 ± 2.8	2.9 ±1.3	0.43 ± 0.19
3	0.437	2.76	6.60	6.0 ± 2.8	3.9 ±1.9	64	2.18 ±0.92	1.38 ±0.58	28.63	10.1 ± 4.2	83	4.6 ± 2.0	3.4 ±1.6
4	0.381	2.54	4.95	5.9 ± 3.3	2.1 ±1.4	36	3.7 ±1.9	2.4 ±1.2	23.25	17.4 ± 8.8	169	5.1 ± 2.6	2.3 ±1.5
5*	0.039	2.53	4.95	5.9 ± 3.0	1.7 ±1.1	29	4.2 ±1.9	2.7 ±1.2	28.66	19.4 ± 8.8	96	8.1 ± 3.7	2.4 ±1.3	0.81 ± 0.33
6*	0.271	2.02	4.95	6.1 ± 3.4	2.0 ±1.3	33	4.1 ±2.1	2.6 ±1.3	24.49	18.8 ± 9.6	179	5.2 ± 2.7	2.6 ±1.6	0.25 ± 0.17
7*	0.336	1.93	4.95	5.6 ± 3.4	2.1 ±1.4	37	3.5 ±2.0	2.2 ±1.3	20.57	16.4 ± 9.5	127	5.9 ± 3.4	2.3 ±1.5
8	0.005	1.89	4.95	3.7 ± 2.0	1.6 ±1.1	43	2.09 ±0.90	1.33 ±0.57	28.75	9.7 ± 4.2	98	4.0 ± 1.7	1.68±0.91	2.25 ± 0.53
9*	0.378	1.90	4.95	6.0 ± 3.5	2.1 ±1.4	35	3.9 ±2.1	2.5 ±1.3	20.57	18.1 ± 9.7	139	6.2 ± 3.3	2.5 ±1.5
10*	-0.085	1.86	4.95	6.3 ± 3.6	1.41±0.93	22	4.9 ±2.7	3.1 ±1.7	22.05	23. ±12.	107	9.0 ± 4.9	2.8 ±1.7	2.20 ± 0.47
11	-0.047	1.54	6.60	9.0 ± 3.5	2.6 ±1.3	29	6.4 ±2.2	4.1 ±1.4	22.05	30. ±10.	94	12.6 ± 4.4	3.5 ±1.5	5.8 ± 1.2
12*	-0.135	1.35	4.95	8.7 ± 4.3	1.28±0.84	15	7.5 ±3.5	4.7 ±2.2	20.74	35. ±16.	78	16.5 ± 7.7	3.0 ±1.4	2.15 ± 0.58
13*	0.259	1.37	4.95	5.2 ± 3.1	2.0 ±1.3	38	3.2 ±1.8	2.0 ±1.1	24.49	15.0 ± 8.2	114	5.7 ± 3.1	2.6 ±1.6	1.05 ± 0.18
14	0.201	1.46	6.60	4.9 ± 2.5	3.4 ±1.7	69	1.53 ±0.86	0.97 ±0.54	28.94	7.1 ± 4.0	51	4.4 ± 2.5	3.0 ±1.5	1.43 ± 0.43
15	-0.160	0.89	4.95	3.4 ± 1.9	1.20±0.79	35	2.2 ±1.1	1.41 ±0.67	19.13	10.3 ± 4.9	71	5.2 ± 2.5	1.34±0.70	1.95 ± 0.51
16	-0.199	0.88	4.95	2.3 ± 1.2	1.13±0.75	49	1.16 ±0.44	0.74 ±0.28	19.13	5.4 ± 2.0	71	2.7 ± 1.0	1.13±0.59	1.08 ± 0.15
17*	0.139	0.73	4.95	10.2 ± 5.4	1.8 ±1.2	17	8.4 ±4.2	5.3 ±2.7	28.90	39.0 ±19.7	144	12.9 ± 6.5	3.9 ±2.1	4.4 ± 1.2
18*	0.052	0.58	8.25	41. ±11.	4.5 ±1.8	11	6.2 ±9.7	22.9 ±6.1	33.27	168. ±45.	208	41. ±11.	8.8 ±2.4	75. ±11.
19*	0.433	0.28	3.30	3.3 ± 3.0	0.92±0.91	28	2.4 ±2.1	1.5 ±1.4	41.98	11.0 ± 9.9	99	4.6 ± 4.1	1.5 ±1.4
20	0.000	0.00	4.95	7.7 ± 3.2	1.48±0.98	19	6.2 ±2.2	3.9 ±1.4	33.27	29. ±10.	203	7.2 ± 2.5	0.83±0.44	89.9 ± 8.7
21	0.143	-0.06	4.95	6.0 ± 3.0	1.7 ±1.1	29	4.3 ±1.9	2.7 ±1.2	20.87	19.7 ± 8.6	111	7.6 ± 3.3	2.1 ±1.1	6.0 ± 1.5
22	0.185	-0.16	4.95	3.1 ± 1.6	1.8 ±1.2	57	1.35 ±0.46	0.85 ±0.29	20.87	6.2 ± 2.1	150	2.01 ± 0.69	1.85±0.88	4.87 ± 0.91
23*	0.365	-0.41	3.30	3.0 ± 2.6	0.90±0.87	30	2.1 ±1.7	1.3 ±1.1	40.74	9.6 ± 7.9	97	4.0 ± 3.3	1.2 ±1.1	0.23 ± 0.14
24*	0.264	-0.47	6.60	6.1 ± 3.1	3.3 ±1.6	54	2.8 ±1.4	1.80 ±0.91	22.99	13.2 ± 6.7	119	4.9 ± 2.5	3.8 ±1.9	3.90 ± 0.79
25	0.293	-0.97	4.95	8.5 ± 4.1	1.8 ±1.2	22	6.7 ±2.9	4.2 ±1.8	22.99	31. ±13.	142	10.4 ± 4.5	3.3 ±1.7	4.1 ± 1.1
26	0.052	-1.14	3.30	4.1 ± 2.7	0.67±0.66	16	3.5 ±2.0	2.2 ±1.3	15.00	16.1 ± 9.5	192	4.2 ± 2.5	1.10±0.71	6.3 ± 2.4
27*	0.080	-1.31	4.95	6.7 ± 3.4	1.5 ±1.0	23	5.2 ±2.4	3.3 ±1.5	15.00	24. ±11.	260	4.8 ± 2.3	1.03±0.63	19.8 ± 5.3
28	0.238	-1.33	3.30	3.6 ± 2.9	0.80±0.77	22	2.8 ±2.1	1.8 ±1.4	19.69	13.0 ± 9.9	110	5.0 ± 3.8	1.7 ±1.6	2.36 ± 0.99
29*	0.247	-1.86	3.30	5.6 ± 4.1	0.76±0.75	14	4.8 ±3.4	3.0 ±2.1	19.69	22. ±16.	187	6.0 ± 4.2	1.9 ±1.4	5.2 ± 2.1
30*	0.194	-2.10	3.30	4.9 ± 3.6	0.73±0.71	15	4.2 ±2.9	2.7 ±1.8	27.38	19. ±14.	226	4.4 ± 3.1	1.4 ±1.0	4.6 ± 1.9
31	0.418	-2.93	4.95	2.9 ± 1.6	1.8 ±1.2	61	1.13 ±0.40	0.72 ±0.25	34.81	5.2 ± 1.9	62	2.91 ± 0.75	1.8 ±1.1	0.52 ± 0.25
32	0.589	-3.33	6.60	4.5 ± 1.9	3.1 ±1.6	69	1.38 ±0.39	0.87 ±0.25	25.46	6.4 ± 1.8	19	9.7 ± 3.3	3.5 ±1.6
33*	0.511	-3.76	6.60	8.0 ± 3.0	3.0 ±1.5	37	5.0 ±1.5	3.19 ±0.96	24.42	23.3 ± 7.0	60	13.25 ± 0.90	4.0 ±1.8	0.92 ± 0.15
34	0.560	-3.90	4.95	2.7 ± 1.6	1.7 ±1.1	64	0.96 ±0.46	0.61 ±0.29	24.42	4.5 ± 2.1	20	6.3 ± 2.6	1.7 ±1.0
35	0.275	-4.13	4.95	2.3 ± 1.3	1.46±0.97	63	0.84 ±0.37	0.53 ±0.23	15.04	3.9 ± 1.7	63	2.1 ± 1.4	1.08±0.65	5.6 ± 1.5
36*	0.305	-4.19	4.95	2.1 ± 1.1	1.49±0.99	70	0.63 ±0.11	0.400±0.068	15.04	2.92± 0.50	58	1.7 ± 1.1	0.94±0.56	6.0 ± 1.4
37	0.483	-5.33	4.95	5.4 ± 2.7	1.47±0.97	27	3.9 ±1.8	2.5 ±1.1	20.41	18.2 ± 8.2	211	4.4 ± 1.7	1.51±0.95	9.7 ± 2.2
38	0.448	-5.63	4.95	4.1 ± 1.7	1.41±0.93	35	2.65 ±0.73	1.68 ±0.46	20.41	12.3 ± 3.4	28	11.5 ± 2.0	1.99±0.47	3.58 ± 0.93
39	0.562	-5.62	4.95	4.4 ± 2.2	1.45±0.96	33	2.9 ±1.3	1.86 ±0.82	31.84	13.6 ± 6.0	3099	... ± ...	1.25±0.66	3.39 ± 0.76
40*	0.621	-5.99	3.30	2.2 ± 2.0	0.63±0.62	28	1.6 ±1.4	1.01 ±0.87	31.84	7.4 ± 6.4	260	1.481± 0.099	0.88±0.75	0.56 ± 0.33
41*	0.764	-6.59	4.95	3.8 ± 2.3	1.32±0.87	35	2.4 ±1.4	1.55 ±0.88	37.60	11.3 ± 6.4	123	4.18 ± 0.53	1.6 ±1.0

Tabla 5.4: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en NGC 253 (continuación).

42	0.980	-6.97	4.95	1.86 ± 0.93	1.12 ± 0.75	60	0.74 ± 0.19	0.47 ± 0.12	78.88	3.43 ± 0.87	39	2.5 ± 2.5	1.25 ± 0.70
43	0.821	-7.27	3.30	1.3 ± 1.2	0.53 ± 0.53	42	0.74 ± 0.65	0.47 ± 0.41	37.60	3.4 ± 3.0	73	1.7 ± 1.7	0.72 ± 0.65	0.53 ± 0.25
44*	0.305	-8.07	4.95	2.0 ± 1.2	0.94 ± 0.62	48	1.04 ± 0.59	0.66 ± 0.37	42.50	4.8 ± 2.7	110	1.9 ± 1.9	0.95 ± 0.57	0.33 ± 0.12
45	0.390	-8.24	4.95	2.4 ± 1.1	0.96 ± 0.64	40	1.44 ± 0.50	0.91 ± 0.33	42.50	6.7 ± 2.3	241	1.4 ± 1.4	1.02 ± 0.54	0.153 ± 0.066
46	0.688	-8.35	4.95	1.39 ± 0.75	1.07 ± 0.71	77	0.323 ± 0.048	0.205 ± 0.030	29.60	1.50 ± 0.22	78	0.71 ± 0.71	0.83 ± 0.50	0.006 ± 0.048
47	0.629	-8.27	3.30	1.4 ± 1.1	0.47 ± 0.47	33	0.96 ± 0.67	0.61 ± 0.42	29.60	4.5 ± 3.1	144	1.48 ± 0.29	0.55 ± 0.50	0.16 ± 0.11
48*	0.939	-9.72	4.95	2.1 ± 1.1	0.83 ± 0.55	40	1.26 ± 0.58	0.80 ± 0.37	101.86	5.8 ± 2.7	150	1.87 ± 0.97	1.08 ± 0.64

Ver texto para una explicación completa de la tabla. Las coordenadas de los cúmulos son relativas al SSC de referencia (AR = $00^{\text{h}} 47^{\text{m}} 33.006^{\text{s}}$ y Dec = $-25^{\circ} 17' 18.23''$) y están ordenados por declinación. [Unidades: (2) segundos, (3) segundos de arco, (4) parsecs, (5,6,8,14,15) $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, (9) $10^{38} \text{ erg s}^{-1}$, (10) parsecs, (11) 10^{49} s^{-1} , (12) angstroms y (13) $10^4 M_{\odot}$].

5.2.7 Discusión

Hemos catalogado 48 candidatos a SSC en el núcleo de NGC 253. El starburst de esta galaxia está fuertemente extinguido por lo que las nubes de polvo pueden estar ocultando otros cúmulos parecidos. La estadística de los diferentes parámetros dados en la Tabla 5.3 está representada en la Figura 5.4.

Relativo a los tamaños, los cúmulos catalogados en NGC 253 son muy compactos, con un radio medio de 5.0 ± 1.1 pc (ver Tabla 5.3). En la Figura 5.4 vemos que la distribución de los radios está muy concentrada en torno al valor medio ($\sigma = 1.1$), debido a que la cámara con la que se observó tiene una tamaño espacial de $0''.1$ (equivalente a 1.65 pc), es decir, no tiene tanta resolución espacial como aquella con la que se observó el núcleo de M82.

La distancia proyectada media entre SSC es 31 ± 21 pc. En esta galaxia los cúmulos están más separados entre sí que en M82. En este caso ya no es del orden de 2-3 veces el radio medio de los cúmulos sino de unas 6 veces mayor, es decir, los cúmulos de NGC 253 están separados al doble de distancia que los de M82. Este aspecto es muy importante a la hora de formar los filamentos que se extiendan hacia fuera de la galaxia como predicen los modelos de Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003). En el ejemplo de los modelos que presentamos en la Figura 2.11 tenemos tres SSC separados 30 y 60 pc, con un millón de masas solares cada uno. Volveremos a este punto en el capítulo 7.

Las masas de los cúmulos se distribuyen entre $4.0 < \log M(M_{\odot}) < 5.5$ (ver Figura 5.4), con un máximo a $6.2 \times 10^4 M_{\odot}$; más pequeñas que las de los de M82. Es muy importante tener en cuenta que estas masas dependen directamente de la corrección de la extinción interna y que no hemos podido obtener los valores locales de extinción para cada cúmulo por falta de observaciones adecuadas para ello. Consideramos que el valor de $A_V = 5$ mag puede ser válido para una gran parte de los cúmulos catalogados pero es posible que para alguno de ellos la corrección deba ser mayor. Otro aspecto es que la obtención de la masa que se realiza con un método diferente que el utilizado en M82.

Los SSC son muy luminosos. El histograma de las luminosidades corregidas de extinción interna y galáctica y sin la contribución de emisión difusa se puede ver en la Figura 5.4. El rango de luminosidades va de $37.5 < \log L(\text{erg s}^{-1}) < 39.0$ con un pico de la distribución en 2.3×10^{38} , muy parecido al valor medio de la luminosidad de los cúmulos en M82. Si sumamos la luminosidad de todos los cúmulos de NGC 253 obtenemos una luminosidad total de 1.1×10^{40} erg s⁻¹. Si la luminosidad en H α de toda la galaxia es 1.08×10^{41} erg s⁻¹ (Hoopes, Walterbos y Greenawalt 1996, corregida a nuestra distancia) tenemos que la luminosidad en H α contenida en los cúmulos del *starburst* de la galaxia supone el ~ 10 % de la luminosidad total de esta. En el capítulo de la discusión se verán estos valores para las tres galaxias estudiadas.

Los cúmulos de NGC 253 se caracterizan por ser cúmulos muy jóvenes, el 56% de ellos tienen anchura equivalente mayor que 100, lo que equivale a que tienen menos de 6 Maño.

La distribución espacial de SSC en el starburst de NGC 253 es bastante homogénea aunque los cúmulos más brillantes se encuentran distribuidos en línea en la zona noroeste donde el núcleo es atravesado por una nube de polvo muy densa que detiene la emisión

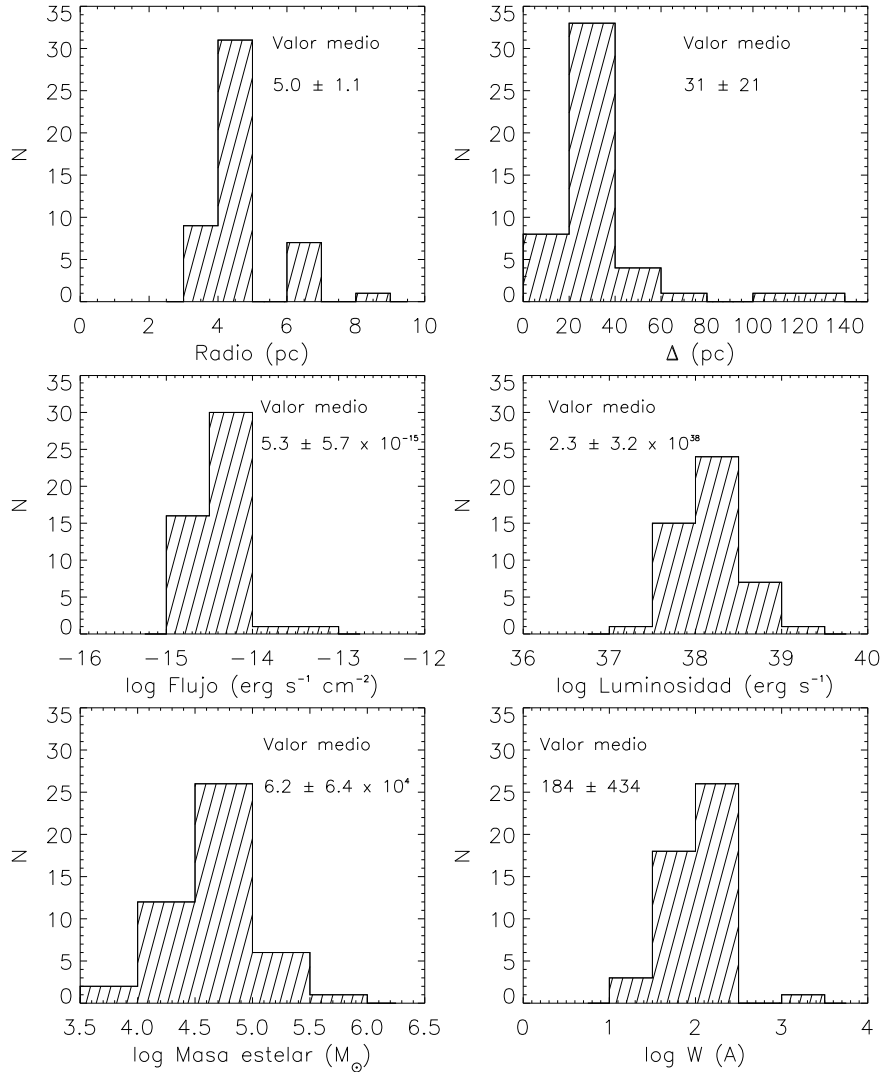


Figura 5.4: Función de distribución de las propiedades de los supercúmulos estelares en el *starburst* de NGC 253. En cada uno se superponen los valores medios añadiéndoles como el error el valor de la desviación estándar que da idea de la distribución. *Arriba-izquierda*: radios de los SSC (en parsecs). *Arriba-derecha*: separación proyectada al SSC más cercano (en pc). *Centro-izquierda*: flujos de los SSC (en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$). *Centro-derecha*: luminosidades de los SSC jóvenes (en erg s^{-1}). Estos valores están corregidos de extinción galáctica e interna y sin la contribución de la emisión difusa. *Abajo-izquierda*: masas estelares de los SSC (en M_{\odot}) *Abajo-derecha*: anchura equivalente de los SSC (en angstroms)

óptica de la galaxia en nuestra línea de visión. Hemos encontrado 48 SSC en un área de $462 \times 380 \text{ pc}^2$, lo que se traduce en una densidad de cúmulos de 273 kpc^{-2} . Estas imágenes en $\text{H}\alpha$ ya fueron analizadas por Watson et al. (1996) y Forbes et al. (2000), catalogando 4 y 15 SSC, respectivamente.

5.3 NGC 253 en el infrarrojo

Hemos ampliado el estudio de esta galaxia analizando sus características en el infrarrojo medio y lejano. La motivación principal de este trabajo se basa en lo siguiente: la emisión en rayos X aunque se extiende varios kpcs sobre el disco de la galaxia no presenta una apariencia similar a la de M82, al igual que no presenta una clara estructura biconica en $\text{H}\alpha$. Esto nos hace pensar en que realmente no se trate de emisión de supervientos galácticos sino de emisión contenida en el halo, en una superburbuja. Es preciso delimitar la extensión (dimensiones) real de la galaxia. Para ello analizaremos la distribución de masa a partir de uno de los trazadores de emisión correspondiente al polvo. Necesitamos, por tanto, estudiar la extensión de la galaxia para ver si el polvo que está contenido en el halo es más extenso o no que la emisión en rayos X, o dicho de otra manera, si la emisión en rayos X ha alcanzado el límite de la galaxia.

Hemos hecho un estudio completo de la emisión en el infrarrojo medio y lejano utilizando datos de IRAS e ISO (12, 25, 60, 100 y $180 \mu\text{m}$). Hemos analizado los perfiles radiales de luminosidad, los colores frente a la distancia, las componentes estructurales en cada una de las bandas y las distribuciones espectrales de energía de cada una de las estructuras morfológicas. Finalmente obtenemos propiedades físicas de la galaxia en este rango espectral.

La contabilización de este polvo nos ayudará también a resolver otro punto polémico en el estudio de las galaxias en el infrarrojo. En la Vía Láctea el cociente de la masa de gas y la del polvo ($M_{\text{gas}}/M_{\text{polvo}}$) es ~ 160 (Sodroski et al. 1994), las medidas de otras galaxias resultan ser 5-6 veces mayores que este valor (Devereux et al. 1994). Esto implicaría que la Galaxia tiene mucho más polvo que el resto de las galaxias que se han medido. Esta explicación es claramente poco convincente y seguramente la razón es otra. Podríamos pensar que puede atribuirse a la carencia de datos por encima de $100 \mu\text{m}$, que produce una sobreestimación de la temperatura del polvo y lo que es lo mismo una infraestimación de las masas de polvo frío, que se vería ocultado por otras componentes energéticamente más importantes.

5.3.1 Perfiles de luminosidad infrarroja

Hemos obtenido los perfiles de brillo superficial mediante ajustes de isofotas a los mapas de IRAS e ISO (ver Figuras 3.8 y 3.9). En la Figura 5.5, se presentan los parámetros principales de estos ajustes, los perfiles de intensidad, las elipticidades (ϵ) y los ángulos de posición (AP) de las isofotas ajustadas para los mapas de 12, 25, 60, 100 y $180 \mu\text{m}$. En cada caso representamos los valores obtenidos para cada elipse frente a una distancia dada en el eje mayor.

Los errores en los perfiles de brillo vienen dados por el ajuste de las isofotas. Los errores en los parámetros de las componentes estructurales se obtienen utilizando un método

iterativo y mediante la técnica clásica de propagación de errores.

El ángulo de posición y la elipticidad varían considerablemente a lo largo del radio desde la zona interna, que incluye la región nuclear de formación estelar, a la región más externa correspondiente al disco de la galaxia.

El perfil de $12 \mu\text{m}$ (Fig. 5.5, línea discontinua) muestra cambios drásticos tanto en la elipticidad como en el ángulo de posición entre los radios de 2 y 3.5 kpc. El ángulo de posición cambia de 70° a 60° en 2 kpc y luego cambia al valor medio del disco exterior 52.3° a partir de una distancia al centro de 3.5 kpc. Simultáneamente la elipticidad aumenta con el radio hasta un máximo de 0.8 a 3.5 kpc, donde súbitamente disminuye, alcanzando un valor constante de elipticidad, el valor del disco externo, 0.75.

El perfil de $25 \mu\text{m}$ (Fig. 5.5, línea guión-puntos) muestra un comportamiento similar al de $12 \mu\text{m}$, aunque el ángulo de posición permanece constante con el valor 70° hasta 3.5 kpc. Identificamos este rasgo con la presencia de una barra, cuya existencia ya ha sido propuesta por otros autores (Pence 1980; Scoville et al. 1985; Forbes y Depoy 1992). Tanto la orientación como la extensión están en buen acuerdo con los valores encontrados en el infrarrojo cercano: Scoville et al. (1985) encontraron en un mapa a $2.2 \mu\text{m}$ una estructura elongada con forma de barra con un radio ~ 1.98 kpc, orientado con $\text{AP}=68^\circ$, dentro de un disco interno que se extiende hasta ~ 2.97 kpc; Forbes y Depoy (1992) encontraron en una imagen en el filtro H una barra orientada unos $\sim 70^\circ$ y que se extiende 2.48 kpc. La naturaleza barrada de esta galaxia es obvia en el infrarrojo cercano y bastante evidente en el mosaico de imágenes del Atlas de 2MASS² de esta galaxia (se puede ver en la Figura 5.6. Imagen tomada de \Rightarrow <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/gallery/-images.galaxies.html>, tomadas en los filtros J, H y Ks).

En la imagen de la Figura 5.6 se aprecia la apariencia tan diferente que presenta la galaxia en dos rangos espectrales. En el óptico (imagen superior) la galaxia parece grumosa y la presencia de una barra no es evidente, esto es debido a la gran cantidad de polvo distribuido en nubes a lo largo de toda la galaxia. En cambio, en el infrarrojo (imagen inferior) la galaxia tiene una forma más continua y se distinguen los brazos y la barra bien definidos. En la imagen en el infrarrojo se llegan a apreciar, a lo largo de los brazos y la barra, un gran número de núcleos brillantes de estrellas supergigantes rojas sin oscurecer.

Volvemos a la descripción de los perfiles de ángulo de posición y elipticidad de la Figura 5.5. La elipticidad y el ángulo de posición alcanzan, dentro de los errores, los mismos valores finales asintóticos en los diferentes filtros. Obtenemos para la elipticidad el valor medio 0.79 ± 0.10 , el cual corresponde a una inclinación de la galaxia de $i \simeq 78^\circ \pm 6^\circ$, y un ángulo de posición $50^\circ \pm 7^\circ$, valores representativos del disco. Estos valores están en buen acuerdo con los obtenidos por Pence (1980) usando datos ópticos ($\text{AP} = 51^\circ$, $i \simeq 78.4^\circ \pm 0.3^\circ$). A $180 \mu\text{m}$ el ángulo de posición alcanza en las partes más externas valores similares a los de 12, 25, 60 y $100 \mu\text{m}$. Sin embargo, la elipticidad es más pequeña, resultado de que las isofotas son más redondas. Este es un efecto instrumental. Se debe al mayor tamaño del pixel y a la peor resolución espacial del mapa de ISOPHOT-C200.

Como la resolución decrece a medida que nos movemos a longitudes de onda más largas,

²“Mosaico de imágenes del atlas obtenido como parte del Survey en 2 micras de todo el cielo (2MASS), un proyecto común de la Universidad de Massachusetts y el Centro de análisis y procesamiento del infrarrojo/Instituto de Tecnología de California, fundado por la Administración Nacional Aeronáutica y Espacial y la Fundación Nacional de la Ciencia”

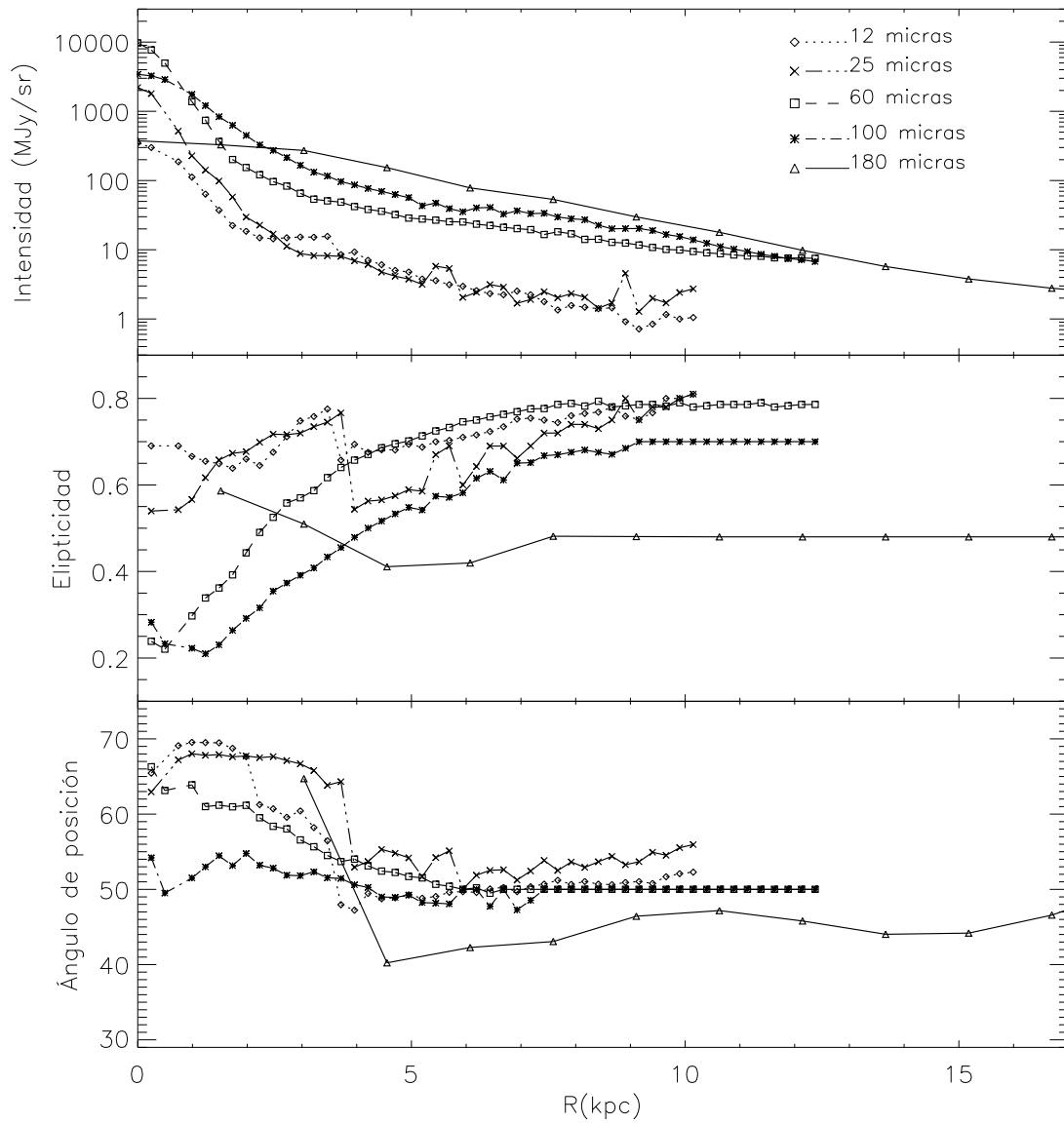


Figura 5.5: Parámetros principales del ajuste de isofotas de los mapas de 12, 25, 60, 100 y 180 μm . En la parte superior los perfiles de intensidad, en la parte central las elipticidades de las isofotas ajustadas y en la parte inferior los ángulos de posición de las isofotas.

los detalles de las isofotas de la parte interior son cada vez menos representativas.



Figura 5.6: Superior: Imagen óptica de NGC 253 en el filtro B, tomada de la base de datos de ESO (European Southern Observatory). Inferior: Mapa de NGC 253 (2MASS). Es una composición de imágenes en tres filtros: J ($1.2 \mu\text{m}$) en azul, H ($1.6 \mu\text{m}$) en verde, y Kshort ($2.2 \mu\text{m}$) en rojo.

Recopilamos nuestros resultados y los de otros autores en la tabla 5.5.

Tabla 5.5: Recopilación de nuestros resultados y los de otros trabajos. En primer lugar se presentan los resultados para la barra, su extensión en el eje mayor y su ángulo de posición. Y luego los resultados para el disco, su inclinación y el ángulo de posición.

	BARRA		DISCO	
	Extensión (kpc)	AP(°)	i (°)	AP(°)
Este trabajo	2.	69.5	78 ± 6	50 ± 7
Scoville et al. (1985)	1.98	68		
Forbes & Depoy (1992)	2.48	70		
Pence (1980)			78.4 ± 0.3	51

PERFILES DE LUMINOSIDAD

En la Figura 5.7 presentamos los perfiles radiales de luminosidad de las cinco bandas analizadas. Hemos normalizado cada uno de los perfiles dividiendo cada uno de ellos por su valor máximo. Hemos añadido para comparación el perfil en B tomado de Pence (1980). Todos los perfiles de luminosidad muestran un comportamiento similar en los filtros analizados, a excepción del mapa a $180 \mu\text{m}$ (ver Fig.5.7). Están claras dos tendencias diferentes. Un perfil más pendiente, con un máximo en el centro, y que se extiende hasta 2 – 4 arcmin, seguido de un perfil más plano, que representa el disco de la galaxia. Se pueden apreciar que aparecen máximos locales a diferentes distancias galactocéntricas (a 10 kpc en la banda B y a 3.5 kpc en la banda de $12 \mu\text{m}$).

Los perfiles de luminosidad a 12, 25, 60 y $100 \mu\text{m}$ reflejan la predominancia de emisión de polvo templado muy cerca del núcleo. El polvo templado, como ya vimos en la sección 1.5, está calentado por las estrellas OB y refleja las zonas de formación reciente de estrellas. El perfil de $60 \mu\text{m}$ es el que muestra la componente central más importante, esta diferencia se aprecia mejor en los perfiles sin normalizar (Figura 5.5). Por el contrario, el perfil de luminosidad de $180 \mu\text{m}$ que muestra la distribución de la emisión del polvo frío, aparece más plano que los otros y se extiende a grandes distancias desde el centro. Muy importante es que la extensión de la emisión a $180 \mu\text{m}$ es comparable a la medida en el filtro B de Pence (1980; ver Fig.5.7). En el perfil de $180 \mu\text{m}$ no se puede resolver la región central y el perfil sigue un comportamiento típico de perfil de disco para todas las distancias. La ausencia de un pico central es probablemente la combinación de un núcleo menos prominente a esa longitud de onda y a los problemas de saturación de los píxeles centrales.

A la distancia de ~ 3.5 kpc hay un “hombro” en el perfil de $12 \mu\text{m}$, el cual es también evidente en el perfil de $25 \mu\text{m}$; este rasgo coincide con el final del disco interno detectado por Scoville et al. (1985) y lo identificamos como una estructura de anillo. En el perfil del filtro B podemos ver un prominente abombamiento que también aparece, aunque de forma más suave, en $100 \mu\text{m}$; y que se encuentra a una distancia aproximada de 10 kpc a lo largo del semieje mayor. En los otros filtros de IRAS no podemos ver este abombamiento,

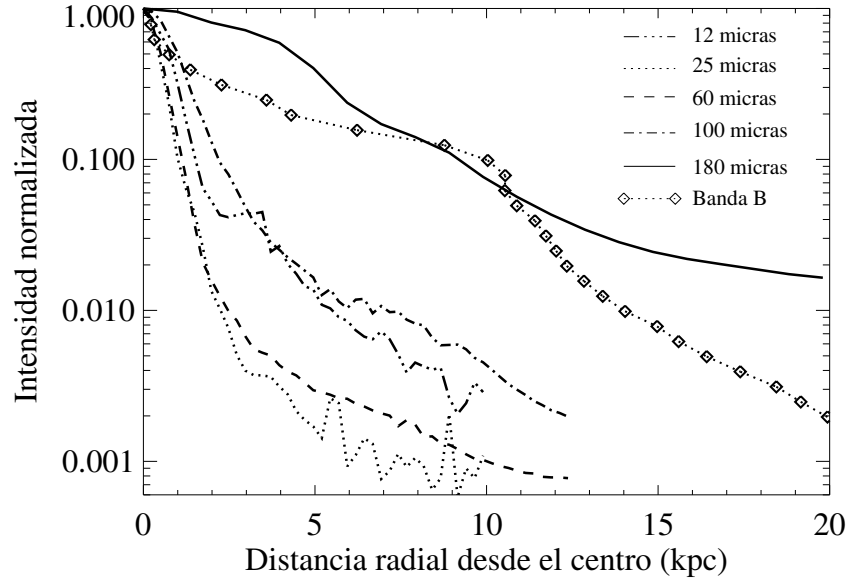


Figura 5.7: Perfiles de luminosidad a las longitudes de onda: $12\ \mu\text{m}$ (línea de trazos y puntos), $25\ \mu\text{m}$ (línea de puntos), $60\ \mu\text{m}$ (línea de trazos), $100\ \mu\text{m}$ (línea de trazo-punto-trazo), $180\ \mu\text{m}$ (línea continua). También se muestra el perfil de luminosidad en el filtro B (rombos conectados, de Pence 1980). Todos los perfiles han sido normalizado a su máximo central para poder comparar así el comportamiento en las diferentes longitudes de onda. Cada perfil se ha tomado hasta 3σ .

probablemente debido al ruido introducido por estructuras espúreas. Este máximo local ha sido atribuido a estrellas jóvenes y regiones HII en los brazos espirales (Pence 1980).

PERFILES DE COLOR

Los perfiles de color dan también información complementaria para interpretar correctamente las estructuras detectadas. Es interesante por ello ver también el comportamiento de los colores IR con la distancia desde el centro (Fig. 5.8). Para cada color hemos aplicado un filtro de mediana usando una caja de tamaño igual a la resolución. Por ejemplo, en el color $12/25\ \mu\text{m}$ tenemos que la resolución es similar y equivale a cuatro píxeles, por lo tanto hacemos la mediana de los valores cada cuatro píxeles.

Las relaciones entre los colores en el infrarrojo medio y lejano indican el origen de la emisión del polvo a estas longitudes de onda (Telesco 1993; Helou 2000). En un escenario simplificado la emisión IR de una galaxia normal puede ser descrita como la suma de dos componentes espectrales (Helou 1986), por un lado emisión de cuerpo negro de granos de polvo grandes en equilibrio de temperatura y dominando en el IR lejano y por otro lado emisión de granos muy pequeños y moléculas de PAHs calentados a altas temperaturas por la absorción de fotones. Como resultado los *starburst* tienen temperaturas de color $60/100\ \mu\text{m}$ más templadas y temperaturas de color $12/25\ \mu\text{m}$ más frías. Los *starbursts* más activos

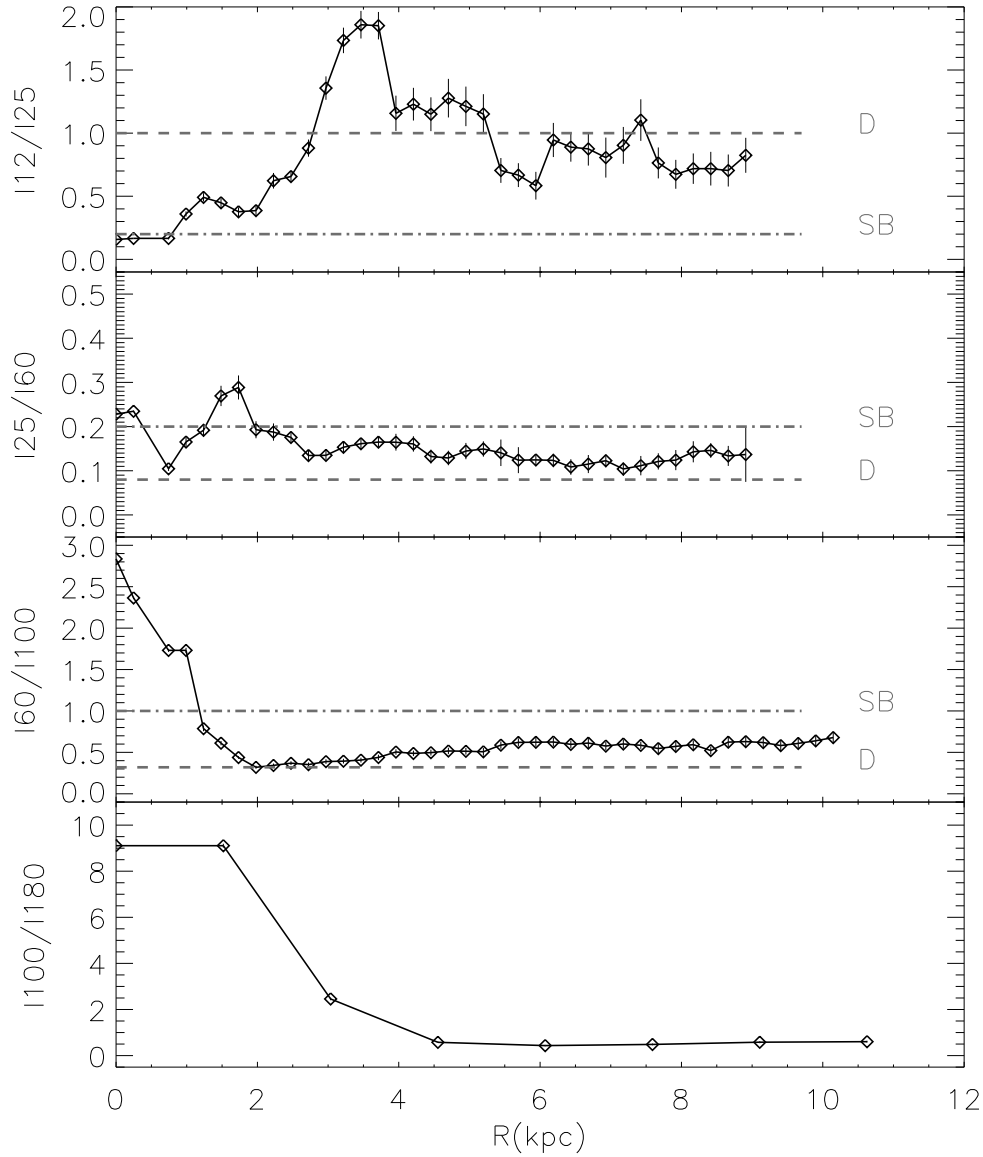


Figura 5.8: Variación de los colores IR a lo largo del eje mayor de las isofotas elípticas. Las líneas horizontales son los valores esperados para los starbursts (SB) y discos (D) de Rowan-Robinson y Crawford (1989).

muestran colores $25/60 \mu\text{m}$ y $60/100 \mu\text{m}$ más azules, correspondientes a polvo templado en un equilibrio de temperatura más alto.

Como referencia hemos superpuesto para todos los colores, excepto $100/180 \mu\text{m}$, los va-

lores esperados para un disco (D) y para un *starburst* (SB). Estos valores han sido estimados, a partir de una muestra de galaxias observadas con IRAS, por Rowan-Robinson y Crawford (1989) como los valores típicos de estas componentes. El primer aspecto a destacar es que en las regiones más externas todos los colores que encontramos en NGC 253 son típicos de la emisión de un disco. El índice de color 12/25 muestra un pico intenso sobre 3-4 arcmin en coincidencia con rasgos morfológicos bien identificados, el anillo al final del disco interno (Scoville et al. 1985). El origen de este puede ser explicado por un exceso de emisión de PAHs asociado a un anillo de gas molecular. Scoville et al. (1985) encontró evidencia de un aumento de CO en el mismo radio. En las regiones más internas vemos que este color corresponde con la de una galaxia *starburst* típica.

El índice de color 25/60 muestra un comportamiento más constante. Un rasgo interesante aparece alrededor de 2 kpc, coincidiendo con el final de la estructura en forma de barra, esto debe ser una indicación de que la formación estelar está teniendo lugar en esta zona. Los índices de color 60/100 y 100/180 tienen un máximo absoluto en el centro de la galaxia. El índice de color 60/100 muestra un pequeño aumento coincidiendo con el principio del brazo espiral. Esto es interpretado con un aumento en la temperatura del polvo debido a la formación estelar que está teniendo lugar en el brazo espiral.

5.3.2 Componentes estructurales de NGC 253 a partir de los perfiles de brillo superficial.

En la Figura 5.9 presentamos los perfiles de brillo superficial a 12, 25, 60, 100 y 180 μm junto con las estructuras fotométricas ajustadas.

El primer paso consiste en convolucionar los perfiles analíticos usando la función de PSF para cada filtro. Iniciamos la separación morfológica de los perfiles con dos estructuras: una fuente no resuelta, correspondiente a la PSF (para los mapas de IRAS usamos funciones gaussianas y para el mapa de ISOPHOT un modelo de PSF conocido), y un disco exponencial que corresponde principalmente las regiones externas de la galaxia. La componente bulbo no la incluimos porque no puede ser muestreada con la resolución espacial de nuestros mapas. Forbes y Depoy (1992) encontraron un radio efectivo para el bulbo de $10'$ que está bastante por debajo de nuestro límite de resolución. Esta contribución va a estar incluida de forma implícita en la componente central no resulta. Posteriormente se introdujeron otras dos estructuras para mejorar el ajuste de los perfiles observados, una estructura de barra y un anillo. La estructura de barra vemos que ajusta bien los perfiles.

Los parámetros resultantes para todas las componentes y filtros están dados en la Tabla 5.6. En los ajustes a todos los parámetros de las diferentes componentes morfológicas se les permiten variar libremente partiendo de una serie de valores iniciales razonables.

Como ya hemos mencionado el perfil de luminosidad de 12 μm muestra un máximo importante a 3.5 arcmin, en la misma posición donde decrece fuertemente la elipticidad y se encuentra una variación del ángulo de posición. Identificamos este rasgo con un anillo en el final de la barra, el cual también coincide con la máxima extensión del disco interno identificado por Scoville et al. (1985). La naturaleza de esta estructura puede ser explicada por la presencia de un anillo molecular. Esta posibilidad se ve apoyada por los siguientes aspectos: por un lado tenemos que el aumento del color 12/25 μm (Figura 5.8) es interpretado como un exceso de emisión de moléculas de PAHs; en segundo lugar Scoville et al.

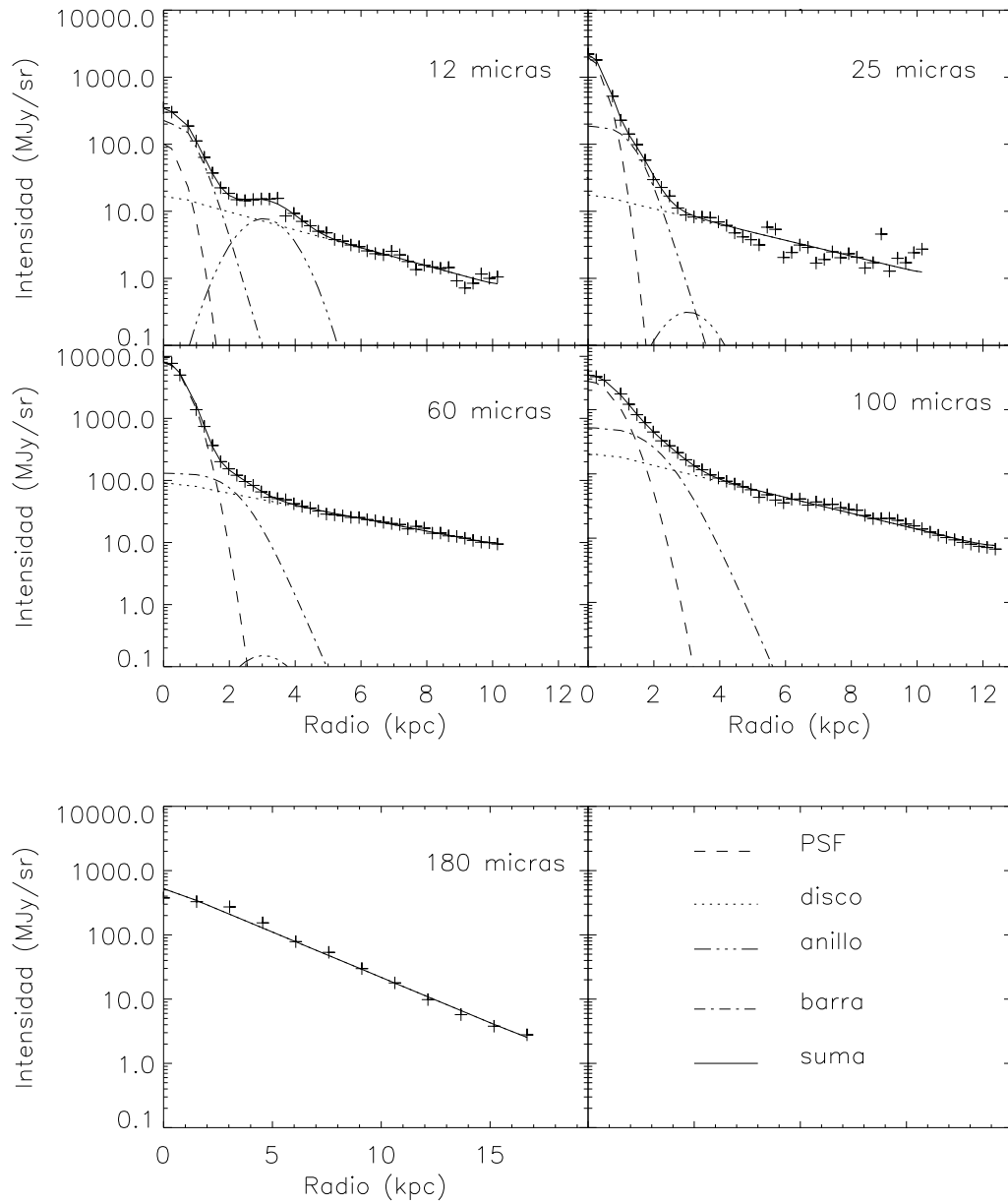


Figura 5.9: Descomposición de los perfiles de brillo de 12, 25, 60, 100 y 180 μm .

(1985) muestran un exceso de emisión de CO milimétrico a 3.5 kpc a lo largo del semieje mayor, también detectado por Sorai (2000) y, por último, la imagen en $H\alpha$ presentada en

Hoopes, Walterbos y Greenawalt (1996) muestra una estructura de anillo notable con un radio de 2.7 arcmin. Una estructura de anillo puede ser descrita por un perfil gaussiano, y es este tipo de perfil el que hemos usado para ajustar el anillo (ver Figura 5.9).

El anillo puede apreciarse en los perfiles de intensidad de 12 y 25 μm pero desaparece en 60, 100 y 180 μm (Fig. 5.9). Por consistencia introducimos esta componente gaussiana en todos los filtros, excepto para 180 μm . Para ello tuvimos que obligar a que mantuviera los mismos parámetros del anillo en el sentido de obtener ajustes a los perfiles razonables. Hicimos la mediana pesada de los valores obtenidos a 12 y 25 μm y los valores resultantes (r_a , l_a) fueron fijados para los cuatro filtros. Por lo tanto, mantenemos el anillo en los ajustes pero esta componente estructural no la analizaremos.

Tabla 5.6: Parámetros estructurales.

$\lambda(\mu\text{m})$	I_{psfo}	I_d	r_d
12	100 \pm 20	18 \pm 2	3.2 \pm 0.3
25	1950 \pm 200	19 \pm 2	3.7 \pm 0.4
60	7880 \pm 790	99 \pm 10	4.3 \pm 0.4
100	2760 \pm 280	230 \pm 20	3.5 \pm 0.4
180	...	550 \pm 170	3.1 \pm 0.9
$\lambda(\mu\text{m})$	I_b	r_b	l_b
12	280 \pm 40	0.73 \pm 0.08	0.26 \pm 0.03
25	190 \pm 20	1.34 \pm 0.14	0.28 \pm 0.03
60	130 \pm 20	2.1 \pm 0.2	0.35 \pm 0.12
100	550 \pm 70	1.9 \pm 0.2	0.37 \pm 0.04
180
$\lambda(\mu\text{m})$	I_a	r_a	l_a
12	8.5 \pm 0.9	3.0 \pm 0.3	0.69 \pm 0.11
25	0.3 \pm 0.4	3.0 \pm 0.3	0.69 \pm 0.11
60	0.2 \pm 3.9	3.0 \pm 0.3	0.69 \pm 0.11
100	4.8e-4 \pm 2.4e-4	3.0 \pm 0.3	0.69 \pm 0.11
180

psf – fuente puntual no resuelta; d – disco; b – barra; a – anillo.

La longitud de escala del disco obtenida en todos los mapas examinados es similar y corresponde a un valor medio de 3.56 kpc. Este valor es cercano al obtenido en el filtro B por Pence (1980), 3.32 kpc. Puche, Carignan y van Gorkom (1991) encontraron en observaciones en HI una longitud de escala de 2.65 kpc a lo largo del semieje mayor. La longitud de escala más pequeña observada en el filtro H sugiere que el disco en el infrarrojo cercano es ligeramente menos extensa que la observada en otros filtros. Esta diferencia, confirmada en los filtros J y K, puede ser atribuida a una alta extinción de las partes más internas que afecta a la determinación en el rango óptico o alternativamente debido a la presencia de una temperatura muy alta de los granos de polvo que están emitiendo en el IR cercano.

5.3.3 Las distribuciones espectrales de energía (SED)

Para cada una de las estructuras modelizadas en la sección anterior hemos estudiado la distribución espectral de energía, así como la SED de la galaxia total.

Cada estructura puede ser explicada como la combinación de la emisión de uno o dos cuerpos negros pesados por la emisividad (Hildebrand 1983). La emisividad está normalmente entre 1 y 2 (Draine y Lee 1984; Draine y Anderson 1985). Hemos adoptado un índice de emisividad igual a 2. Hicimos pruebas para determinar la influencia de la emisividad en la variación de los resultados obtenidos. Los resultados son similares, obtenemos el mismo número de componentes térmicas ajustadas para diferentes valores de β , la única diferencia es que sufren un desplazamiento en los picos de temperatura, pero una cantidad no superior al 10% del valor.

Presentamos dos análisis diferentes de la distribución espectral de energía de NGC 253:

1. Galaxia integrada:

En este caso lo que hemos tomado es el valor del flujo total de la galaxia en un radio determinado ($r = 10$ kpc) en cada filtro, sin hacer la separación en estructuras morfológicas. Con estas medidas del flujo total de la galaxia hemos calculado la SED. Como podemos ver en la Figura 5.10 la SED de la galaxia integrada se puede ajustar con la suma de dos cuerpos negros, tenemos por un lado una componente muy fría con una temperatura $T = 28$ K, típica del polvo calentado por la radiación interestelar global y una componente templada de temperatura $T = 132$ K, que se explica por una componente de granos de polvo pequeños que han sido calentados por formación estelar intensa (Klaas et al. 1997; Lutz et al. 1996).

2. Galaxia separada en componentes estructurales:

Ahora analizamos la SED de cada una de las estructuras morfológicas de NGC 253 que pudimos obtener de los perfiles. Tenemos por tanto para cada longitud de onda la emisión total del perfil de brillo de cada estructura, PSF, disco, barra y anillo, hasta el mismo radio considerado en la galaxia integrada, constituyendo así la SED para cada estructura. Las podemos ver en la Figura 5.11.

La **SED de la estructura nuclear no resuelta** (Fig. 5.11, línea guión-puntos) puede ser modelada como la emisión de un cuerpo negro de temperatura $T = 49.4$ K. Esta componente fría tiene la temperatura típica del polvo calentado por las regiones de formación estelar. Esta componente está presente en la mayoría de las clases de galaxias, incluyendo galaxias normales, *starburst* e incluso activas (Knapp et al. 1996; Chini, Kruegel y Kreysa 1992; Klaas et al. 1997; Pérez García y Rodríguez-Espinosa 2001). El flujo a $12 \mu\text{m}$ queda ligeramente por arriba del ajuste, esto puede ser debido al *starburst* nuclear de NGC 253, seguramente necesitamos otra componente del polvo más caliente además de la componente fría que ya encontramos, pero estamos limitados en la cantidad de puntos impidiéndonos incluir otro cuerpo negro en el ajuste. Otro caso diferente es el flujo a $180 \mu\text{m}$, en este caso el valor es tan pequeño que no aparece en la gráfica. Creemos que esto es debido a que el mapa de $180 \mu\text{m}$ por un lado tiene los píxeles muy grandes por lo que se puede ver difuminada esta

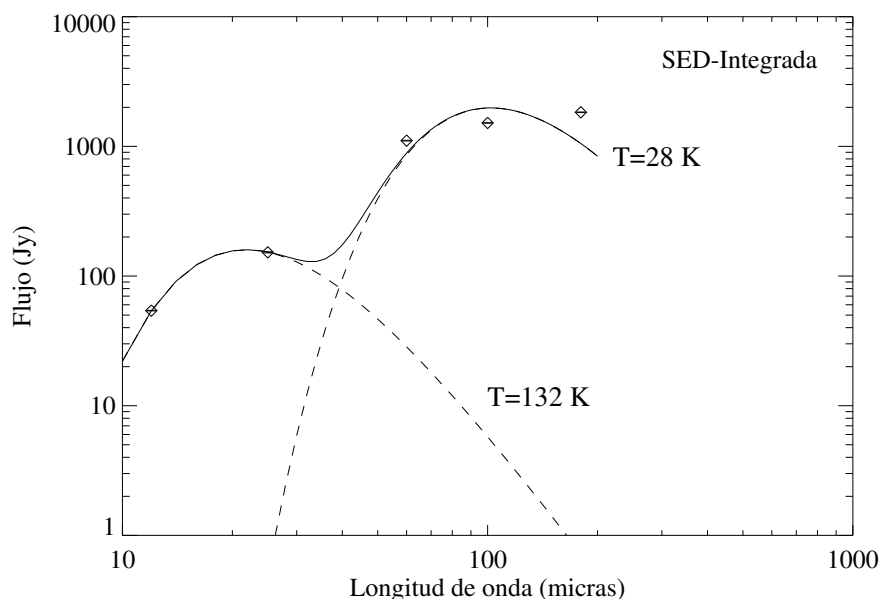


Figura 5.10: Distribución espectral de energía de la galaxia integrada y su ajuste en la suma de emisión de dos cuerpos negros.

componente templada del polvo y por otro lado a la saturación de algunos píxeles en la zona central de la galaxia que pueden estar dejando el centro más plano de lo que realmente es.

La **SED de la estructura de disco** (Fig. 5.11, línea discontinua) se ajusta con dos componentes: una componente fría ($T \sim 55$ K) y una muy fría ($T \sim 16$ K). El origen de la componente fría es polvo calentado en regiones HII del disco de la galaxia. La temperatura de la componente muy fría es típica del polvo calentado por la radiación interestelar global. Este polvo muy frío ha sido observado en galaxias normales (Walterbos y Greenawalt 1996; Walterbos y Schwering 1987; Cox, Kruegel y Mezger 1986) y en *starbursts* y galaxias activas (Radovich et al. 1999; Pérez García y Rodríguez-Espinosa 2001). Vemos que nos encontramos en un caso similar al de la estructura PSF, que el flujo a $12 \mu\text{m}$ es mayor que el estimado por los cuerpos negros, lo que nos lleva a pensar en la necesidad de introducir una tercera componente en el ajuste pero no tenemos suficientes puntos.

La **SED de la estructura de barra** (Fig. 5.11, línea punteada) puede modelarse también como la suma de dos cuerpos negros: uno templado con $T \sim 148$ K y uno frío con $T \sim 23$ K. La componente fría nos muestra el polvo calentado por formación estelar con un ritmo bajo, y quizás alguna influencia de estrellas viejas. La componente templada sólo puede ser debida explicada por pequeños granos de polvo calentados por formación estelar intensa (Klaas et al. 1997; Lutz et al. 1996), como la del *starburst*.

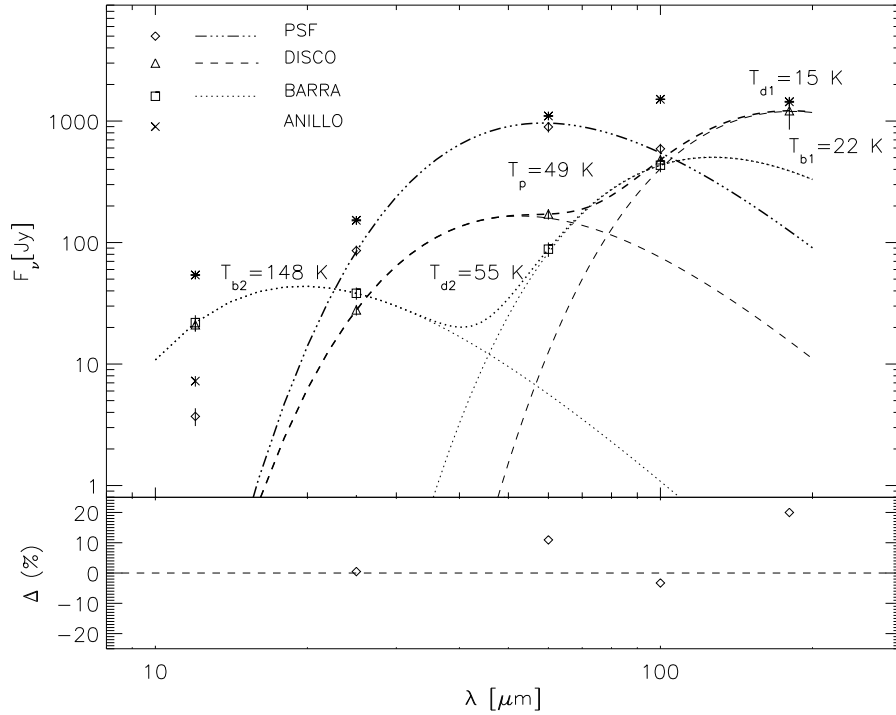


Figura 5.11: Distribuciones espectrales de energía de todas las componentes fotométricas. La SED del disco (línea discontinua) está modelada con la emisión de dos cuerpos negros con $T \sim 55$ y $T \sim 15$ K. La SED de la componente nuclear no resuelta (línea guión-puntos) corresponde a un cuerpo negro de $T \sim 50$ K. La SED de la barra (línea punteada) se descompone en dos componentes, a $T \sim 150$ y ~ 22 K. En el panel inferior presentamos los residuos entre la suma de los modelos y la emisión total en cada longitud de onda (representada con asteriscos en el panel superior). El residuo a $12 \mu\text{m}$ es muy alto debido a que la emisión se atribuye principalmente a los PAH y granos de polvo muy pequeños que están en equilibrio térmico.

5.3.4 Propiedades físicas de las componentes estructurales

LUMINOSIDAD

La mayor parte de la luminosidad a $\lambda \gtrsim 30 \mu\text{m}$ está emitida por polvo mezclado con gas molecular. Para longitudes de onda menores la radiación está emitida por polvo mezclado con gas ionizado y calentado por fotones $Ly\alpha$ (Telesco 1988). Además los granos de polvo de tamaño muy pequeño, posiblemente mezclados con gas neutro e ionizado, deben contribuir significativamente a $\lambda \lesssim 10 \mu\text{m}$ (Sellgren 1984).

Hemos calculado las luminosidades IR en cada filtro entre 1 y $1000 \mu\text{m}$ para cada estructura morfológica. La luminosidad IR se calcula fácilmente a partir de la emisión de un cuerpo negro a una temperatura conocida, mediante la siguiente expresión:

$$L_{IR} = 4 \pi D^2 \int_1^{1000} F_\nu \frac{c}{\lambda^2} d\lambda \quad (5.15)$$

donde D es la distancia, λ es la longitud de onda y F_ν el flujo.

Tabla 5.7: Temperaturas, flujos y luminosidades infrarrojas, masas de polvo y ritmos de formación estelar para las diferentes componentes, también los valores globales para la galaxia.

Estructura	T (K)	F_{IR} (10^{-8} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$)	L_{IR} ($10^9 L_\odot$)	Masa ($10^6 M_\odot$)	SFR (M_\odot año $^{-1}$)
PSF	49.4±0.9	5.77 ± 0.03	20.9 ± 1.5	0.21 ± 0.02	3.5 ± 0.3
DISCO	55±15	1.097± 0.011	4.0 ± 1.3	0.02 ± 0.03	0.7 ± 0.2
	15.9±2.1	2.4 ± 1.6	8 ± 3	77 ± 58	...
BARRA	148±74	0.8 ± 0.5	3 ± 2	≪ 1	...
	23±12	1.4 ± 0.9	5 ± 3	5 ± 14	0.8 ± 0.6
SUMA	...	11.4 ± 1.5	41.1 ± 1.6	82 ± 7	5 ± 1

Los valores resultantes están recopilados en la Tabla 5.7. En esta tabla presentamos además de las temperaturas, flujos y luminosidades en el IR, las masas de polvo y los ritmos de formación estelar estimados para las diferentes componentes térmicas ajustadas (ver sección 5.3.2), el disco, PSF y barra. También proporcionamos los valores totales obtenidos sumando los valores de todas las componentes estructurales.

Tabla 5.8: Temperatura, luminosidad infrarroja, masa de polvo y ritmo de formación estelar para el caso de la galaxia integrada (sin separación en componentes estructurales).

	T (K)	L_{IR} (L_\odot)	Masa (M_\odot año $^{-1}$)	SFR
GALAXIA	28±0.1	2.4 10^{10} ±0.78 10^{10}	6.9 10^6 ±2.2 10^6	4.1±1.3
INTEGRADA	132±0.3	0.92 10^{10} ±1.7 10^{10}	248±453	1.6±2.9

Se puede observar que la componente fría de la estructura central no resuelta es la contribución más importante a la luminosidad IR total, constituyendo la mitad de esta luminosidad ($\sim 51\%$). La luminosidad del disco constituye un $\sim 30\%$ de la luminosidad total, de la cual $2/3$ corresponden a la componente muy fría. El $\sim 20\%$ restante proviene de la estructura de barra, dominando la componente fría. Esta distribución es la esperable puesto que la parte más luminosa de la galaxia es el *starburst*, que está incluida en la estructura central no resuelta. También el disco contribuye a la luminosidad IR de la galaxia, esto es debido a que es la estructura más extensa, además de que también está ocurriendo formación estelar aunque de menor intensidad que en el núcleo.

RITMO DE FORMACIÓN ESTELAR.

La eficacia de utilizar la luminosidad en el infrarrojo lejano como un trazador del ritmo de formación estelar (SFR) depende de la contribución de estrellas jóvenes en el calentamiento del polvo y de la profundidad óptica del polvo en las regiones de formación estelar. La imagen física más simple es aquella en que las estrellas jóvenes dominan todo el campo de radiación en la región UV-visible y la opacidad del polvo es alta en todo el volumen. En este caso la luminosidad FIR mide la luminosidad bolométrica del *starburst* (Kennicutt 1998a; Telesco 1988).

Los ritmos de formación estelar han sido calculados según Kennicutt (1998a). La expresión se aplica a brotes continuos con edades entre $10\text{-}100 \times 10^6$ años, para las componentes templada y fría usando la siguiente expresión:

$$SFR = 1.7 \times 10^{-10} \frac{L_{IR}}{L_{\odot}} \quad [M_{\odot} \text{ año}^{-1}] \quad (5.16)$$

Esta relación se aplica sólo a *starbursts* relativamente jóvenes (edades menores que 10^8 años), lo cual implica que sólo puede ser aplicado a cuerpos negros con $T \geq 25$ K, ya que por debajo de esta temperatura la emisión no es debida únicamente al polvo, hay otras contribuciones como los PAHs que no se ajustan a un cuerpo negro. Los valores resultantes están dados en la Tabla 5.7.

Como era de esperar el máximo de la formación estelar tiene lugar en el núcleo a un ritmo de $\sim 3.5 \pm 0.3 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. Además la actividad de formación estelar a ritmo más bajo está teniendo lugar en el disco y en la barra. El ritmo de formación estelar total en la galaxia es $5 \pm 1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.

Hoopes, Walterbos y Greenawalt (1996) hicieron un estudio de la luminosidad $H\alpha$ de tres galaxias del grupo Escultor, entre las que se encuentra NGC 253. Miden un valor de la SFR de NGC 253 muy bajo ($SFR = 0.6192 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$). Además comparan la relación $L_{FIR}/L_{H\alpha}$ para las tres galaxias estudiadas y encuentran que para las otras dos galaxias esta relación es similar, igual a 15 para NGC 55 y a 12 para NGC 300, en cambio, para NGC 253 este valor es muy diferente, es igual a 178. Llegan a la conclusión de que la luminosidad $H\alpha$ en NGC 253 está subestimada, ya que la mayor parte de la luminosidad proviene del núcleo y este está muy oscurecido debido al polvo. Proponen que la SFR en NGC 253 debe ser mayor, en un factor diez o mayor que la SFR medida en $H\alpha$.

Si comparamos el valor de la SFR que obtenemos en el IR con el obtenido de la emisión $H\alpha$, $SFR = 0.6192 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ de Hoopes, Walterbos y Greenawalt (1996), podemos concluir que la emisión $H\alpha$ está oscurecida en un factor ~ 8 , siendo este valor del orden del factor 10 que ellos proponen.

MASAS DE POLVO

Las masas de polvo fueron estimadas siguiendo Klaas y Elsaesser (1993), suponiendo las propiedades de los granos de polvo utilizadas en Hildebrand (1983).

Partiendo de la expresión para una nube con un flujo $F(\nu)$, a una distancia D , que contiene N granos de polvo esféricos a temperatura T y emisividad $Q(\nu)$, se obtiene la masa de polvo (M_d) con la expresión:

$$M_d = \frac{4}{3} \frac{a}{Q(\nu)} \rho \frac{F_\nu D^2}{B_\nu(\nu, T)} [M_\odot] \quad (5.17)$$

Donde a es el radio de los granos. Si suponemos las siguientes propiedades para el polvo (Hildebrand 1983):

$$\frac{(4/3) a \rho}{Q_{250}} = 0.1 \quad [g \text{ cm}^{-2}] \quad (5.18)$$

ya que el coeficiente para estimar la masa del polvo ($250 \mu\text{m}$):

$$Q = Q_{250} \left(\frac{250}{\lambda}\right)^\beta \quad (5.19)$$

Llegamos a la siguiente expresión para la masa del polvo, para un índice de emisividad igual a 2:

$$M = 3.6 \cdot 10^{-5} \frac{L_{IR}}{L_\odot} \left(\frac{T_K}{40}\right)^{-6} [M_\odot] \quad (5.20)$$

Los valores para cada estructura fotométrica se muestran en la Tabla 5.7. También presentamos la masa total de polvo para toda la galaxia. Lo más significativo es comprobar que prácticamente toda la masa corresponde a la componente muy fría del polvo del disco y que esta se detecta gracias a ISO ya que el pico de esta componente cae aproximadamente en $180 \mu\text{m}$ (ver Fig. 5.11), longitud de onda inaccesible a IRAS.

Usando los datos para la masa de gas de la literatura (Scoville et al. 1985) y nuestra estimación de las masas de polvo hemos calculado la razón gas/polvo para diferentes distancias del centro de la galaxia. Los resultados se representan en la Figura 5.12. La línea horizontal es el valor local típico (~ 100) usado en escenarios de formación estelar estandar. Sodroski et al. (1994) estiman para la Vía Láctea una razón de masas del gas y polvo de ~ 160 .

Hemos entonces encontrado solución a uno de los problemas que motivaron nuestro trabajo, la infraestimación de la masa del polvo que presentamos en la sección 5.3. Tal y como planteamos no se estaba cuantificando todo el polvo que hay en las galaxias debido a la carencia de datos por encima de $100 \mu\text{m}$, es, por tanto, imprescindible tener medidas en el infrarrojo lejano si se quiere cuantificar la masa de polvo de una galaxia. Como podemos ver en las SED (Figura 5.11) si no tenemos la medida a $180 \mu\text{m}$, los cuerpos negros ajustados tendrán una sobreestimación de la temperatura del pico (temperatura del polvo) implicando de una infraestimación de las masas de polvo.

Para NGC 253, Devereux y Young (1990) calcularon una estimación de esta relación utilizando las medidas de IRAS y obtuvieron un valor de 1070 en el disco interno (la mitad interna del disco óptico, aproximadamente 6.8 kpc). Concluyeron que este valor es demasiado alto y estiman que el $\sim 80\%$ - 90% de la masa del polvo en galaxias espirales puede estar emitiéndose a $\lambda > 100 \mu\text{m}$.

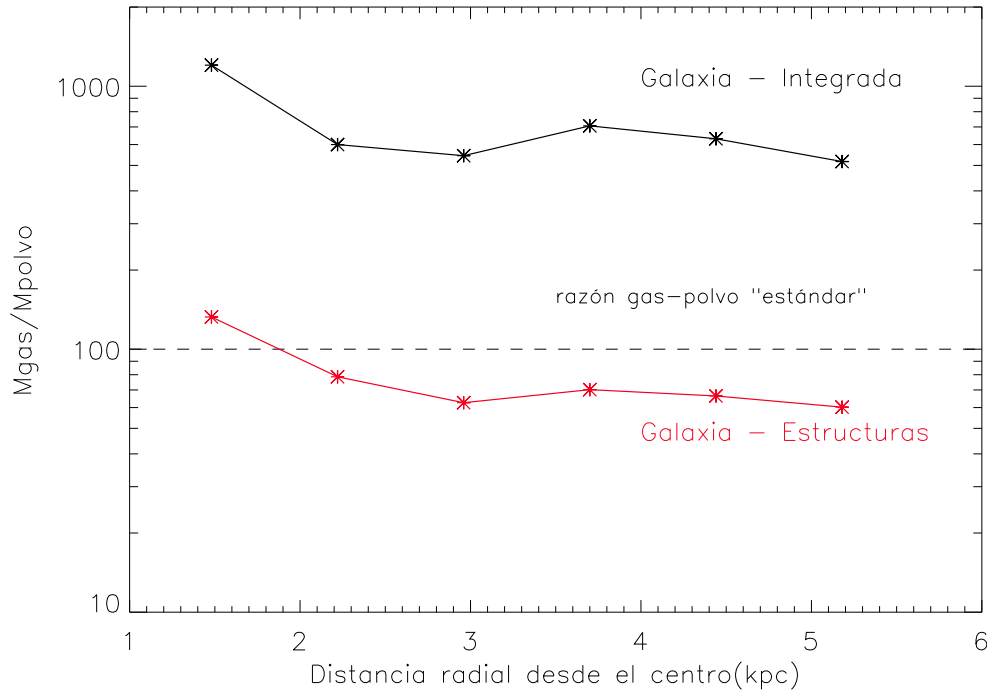


Figura 5.12: Variación radial de la razón de las masas del gas y polvo. En negro representamos el caso de la galaxia integrada y en rojo el caso en que calculamos la masa de cada estructura fotométrica por separado y luego se suman para obtener la masa total de la galaxia. La masa de gas está tomada de Scoville et al. (1985).

Nuestro trabajo aporta una medida por encima de $100 \mu\text{m}$, el mapa a $180 \mu\text{m}$. Como vimos en la sección 5.3.3 hemos estudiado por un lado el caso de la galaxia integrada, que es aquel en que no hacemos separación en estructuras fotométricas y el caso en que hacemos la separación en estructuras y calculamos la SED para cada una de estas estructuras. Continuando el estudio con esta separación se presenta en la Figura 5.12 la relación masa del gas a masa del polvo para cada uno de los casos. Se aprecia que tienen aproximadamente el mismo comportamiento con el radio pero con un factor entre 7 y 10 entre ellas. Los valores de la masa del gas que tenemos son solamente hasta $r \sim 5.2 \text{ kpc}$. La relación masa del gas a masa del polvo a esta distancia es ~ 517 para el caso integrado y ~ 60 para el caso de separación en estructuras. Concluimos por tanto que un cuidadoso estudio fotométrico ha disminuido en un factor ~ 9 el valor de la relación gas/polvo.

Es decir, no sólo es indispensable tener medidas en el infrarrojo lejano para estimar bien la masa del polvo sino que influye también el estudio de cada una de las estructuras fotométricas de la galaxia por separado. En trabajos anteriores no se habían considerado ninguna de estas dos condiciones.

Sorai (2000) proporciona los valores para hidrógeno atómico y molecular para $R \leq 5.6 \text{ kpc}$, siendo la masa de hidrógeno total $2.4 \times 10^9 M_{\odot}$. Nosotros calculamos que la masa del polvo a esta distancia es $\sim 4.4 \times 10^7 M_{\odot}$ con lo que se obtiene que la razón de masas

del gas y del polvo es ~ 55 . Lo cual está en buen acuerdo con el comportamiento que representamos en la Figura 5.12.

5.3.5 Conclusiones del estudio en el infrarrojo

Hemos usado los mapas de ISO e IRAS para estudiar la distribución espacial de la emisión en el infrarrojo medio y lejano ($12 \mu\text{m}$, $25 \mu\text{m}$, $60 \mu\text{m}$, $100 \mu\text{m}$ y $180 \mu\text{m}$) de la galaxia espiral NGC 253. Los principales resultados y conclusiones se resumen en los siguientes puntos:

- ▷ Hemos hecho una separación estructural de los perfiles de luminosidad en la galaxia. Han sido identificadas tres estructuras principales, una componente nuclear no resuelta que corresponde con el *starburst* central, una barra y un disco exponencial. El mejor ajuste de las componentes fotométricas se alcanza cuando una estructura de anillo se añade al final de la barra pero solamente es evidente a 12 y $25 \mu\text{m}$.
- ▷ La extensión radial de los perfiles de luz en los filtros de 12 , 25 , 60 y $100 \mu\text{m}$ es similar. La emisión llega hasta una distancia de $\simeq 9$ kpc. A $180 \mu\text{m}$, sin embargo, la galaxia parece más extensa, con emisión hasta valores de $\simeq 20$ kpc. El tamaño medido en $180 \mu\text{m}$ es similar al que presenta la galaxia en el rango óptico.
- ▷ En todos los filtros - 12 , 25 , 60 y $100 \mu\text{m}$ - obtenemos los mismos valores asintóticos finales para la elipticidad y el ángulo de posición, $\epsilon \simeq 0.79 \pm 0.10$ y $AP \simeq 52^\circ \pm 7^\circ$. Este valor de la elipticidad corresponde a un ángulo de inclinación de la galaxia $i = 78^\circ \pm 6^\circ$, que coincide con el obtenido en otros rangos por otros autores.
- ▷ En términos generales, y como es de esperar, todos los perfiles tienen un comportamiento común. Son máximos en el núcleo y decrecen monótonamente a medida que aumenta la distancia. Sin embargo en los filtros de 12 y $25 \mu\text{m}$ la subida del núcleo es mucho más abrupta. A $180 \mu\text{m}$, el otro caso extremo, la luminosidad frente al radio tiene una variación muy suave.
- ▷ La longitud de escala del disco es muy similar en todos los filtros estudiados aproximadamente 3.6 kpc. El disco puede caracterizarse por emisión del polvo en dos temperaturas: una componente fría con una temperatura de polvo de ~ 55 K y una componente muy fría con temperatura de ~ 16 K. La componente fría proviene del polvo frío calentado por regiones de formación estelar en el disco de galaxia, mientras que el polvo muy frío estaría calentado por el campo de radiación interestelar. Este trabajo confirma la presencia de una gran cantidad de polvo muy frío en el disco de NGC 253, el cual proporciona prácticamente toda la masa del polvo que estimamos. La masa de polvo total estimada es $8.2 \times 10^7 M_\odot$, que supone el $\sim 94\%$ de toda la masa de polvo.
- ▷ Podemos identificar en todos los perfiles de luminosidad una componente nuclear no resuelta, la cual se modeló con una función PSF. La SED de la PSF está separada en un modelo de emisión del polvo de una componente, una componente térmica fría de unos 49 K. La atribuimos a polvo calentado por la formación estelar activa que está teniendo lugar en el núcleo.

- ▷ La barra ya había sido detectada en el IR cercano. El ángulo de posición de la barra (69.5°) y su extensión están en acuerdo con la barra ya encontrada previamente en el IR cercano. La barra puede también ser modelada con dos componentes, una templada a 148 K, y una fría a 23 K.
- ▷ La presencia de un anillo ha sido previamente detectada en CO y H_α . Los perfiles de color indican la posible presencia de PAHs en el final de la barra y que coincidiría con la posición del anillo.
- ▷ El ritmo de formación estelar total en NGC 253 es del orden de $\sim 5 M_\odot \text{ año}^{-1}$. La mayor tasa de formación estelar se registra en el núcleo starburst de la galaxia. Estos valores indican que la fotometría óptica debe sufrir extinción muy alta, en al menos un factor ~ 8 .
- ▷ La relación masa del gas y masa del polvo es muy parecida al valor típico (~ 100) adoptado en regiones de formación estelar, contrariamente a lo encontrado en otros estudios en los que se observaba un exceso de gas o déficit de polvo. En el centro de la galaxia este valor es un poco mayor, ~ 130 y a una distancia del centro de 5.2 kpc la relación gas/polvo es ~ 60 .
- ▷ El estudio detallado de todas las estructuras fotométricas resulta indispensable para la determinación correcta de la masa de polvo. Si no hacemos un estudio cuidadoso de todas las estructuras de la galaxia obtenemos un valor de la relación gas/polvo ~ 9 veces mayor (a 5.2 kpc), apareciendo un déficit de polvo en comparación con los valores locales.

6

NGC 4631

RESUMEN:

NGC 4631 es una galaxia espiral cercana que debido a sus similitudes con la Vía Láctea resulta muy interesante de estudiar. Los puntos en común con la Galaxia son la presencia de un halo de gas caliente alrededor de la galaxia, que apunta al escape de material procesado (SVG), y la presencia de campos magnéticos que influyen en el comportamiento de la misma. Esta galaxia también se caracteriza por ser una galaxia *starburst*, que a diferencia con otras galaxias *starburst* y en particular con M82 y NGC 253, muestra la formación estelar repartida homogéneamente a lo largo de todo el disco y no concentrada en la zona nuclear.

Hemos catalogado los cúmulos estelares en los ~ 5.8 kpc centrales de la galaxia utilizando imágenes de la WFPC2/HST. Encontramos 102 cúmulos. Estos tienen luminosidades similares a las de los SSC catalogados en las otras dos galaxias pero con una diferencia importante, no son tan compactos, los radios de los cúmulos están en el rango $10 < R(\text{pc}) < 45$ y a su vez muy separados entre sí, $30 < \Delta(\text{pc}) < 100$. Son masivos, con masas entre $10^{3.5}$ y $10^5 M_{\odot}$, aunque sus masas se encuentran en el límite inferior de las masas medidas en M82 y NGC 253. También se hace un análisis de la imagen en $H\alpha$ de toda la galaxia tomada desde un telescopio terrestre (JKT, ORM). Esta imagen sirvió de comparación y contraste para las del telescopio espacial que se han usado en el catálogo de SSC de esta galaxia y también de M82 y NGC 253. Se presenta un catálogo de las regiones HII de toda la galaxia en $H\alpha$ utilizando las observaciones del JKT. En este catálogo se dan las posiciones y flujos medidos para cada una de ellas, así como estimaciones de varias propiedades físicas de las mismas como son luminosidades, masas estelares y tasa de formación estelar. Del análisis de esta imagen también se ha deducido que, tomando $H\alpha$ como indicador, la formación estelar más intensa no está ocurriendo en el centro, sino a ~ 7.3 kpc del mismo.

Por último se presenta el análisis espectroscópico del centro de la galaxia para determinar si la emisión es debida a un superviento galáctico o está confinada dentro de estructuras. Para ello se utilizaron observaciones de rendija larga y de Fabry-Perot (TAURUS). Se analiza una estructura de superburbuja en el halo sur de la galaxia que se asocia con las regiones HII más brillantes de la zona central de la galaxia. Asimismo se analiza el desdoblamiento de la línea de $H\alpha$ en diferentes zonas del centro de la galaxia.

6.1 Características de NGC4631

NGC 4631 es una galaxia espiral que prácticamente vemos de canto ($i=86^\circ$). Gracias a esto, es una de las mejores candidatas para estudiar la distribución espacial de materia en la dirección perpendicular al plano de la galaxia, tal y como ha observado CHANDRA, que detectó gas caliente fuera del disco de la galaxia. Como vemos en la Fig. 6.1 (izquierda) la emisión en rayos-X de CHANDRA (azul) nos proporciona la evidencia de la presencia de un halo de gas caliente en la galaxia. Esta afirmación resulta particularmente interesante ya que NGC 4631 es muy similar a la Vía Láctea, lo cual puede ayudar a entender lo que está pasando en nuestra galaxia. Hace más de cuatro décadas (Spitzer 1956) se postuló la existencia de un halo de gas caliente alrededor de la Vía Láctea, pero resultan muy confusos los estudios del mismo, por lo tanto hay que recurrir a otras galaxias cercanas similares a la Vía Láctea (Wang et al. 2001). El halo de gas caliente de NGC 4631 se extiende hasta ~ 8 kpc fuera del disco (Wang et al. 2001). En él está contenida la estructura compleja de filamentos y arcos observada en el halo. La imagen en rayos-X está superpuesta a la imagen en $H\alpha$ tomada con el HST (ver ampliación de esta imagen en la Fig. 6.1–derecha) que a su vez está revelando la presencia de filamentos que podrían asociarse con superburbujas provocadas por regiones gigantes de formación estelar masiva localizadas en el disco. La formación estelar activa que se está dando en el NGC 4631 es necesaria para calentar el halo.

Además, NGC 4656 está muy cerca de NGC 4631, la interacción gravitatoria que existe entre estas dos galaxias y con otras cercanas pertenecientes al grupo de NGC 4631, puede estar influyendo en la formación estelar activa que se está dando en NGC 4631. La evidencia de esta interacción se aprecia en la presencia de colas de HI (Weliachew, Sancisi y Guelin 1978) que parecen conectar ambas galaxias, tal y como se observa en la Vía Láctea, con la corriente de Magallanes. Esta es un filamento de hidrógeno neutro que se expande 92 kpc, que sale de la Galaxia hacia las Nubes de Magallanes, debida a una interacción de hace unos 200 millones de años (Darling 2003).

En la Figura 6.1 podemos ver la apariencia en diferentes longitudes de onda de NGC 4631. En la imagen de la izquierda vemos como la galaxia tiene una apariencia alargada. La formación estelar se reparte en numerosas regiones HII muy brillantes distribuidas a lo largo de todo el disco. La emisión en rayos X se extiende en el halo de la galaxia. Nosotros hemos analizado la zona central de la galaxia. La imagen de $H\alpha$ analizada se presenta a la derecha sobre la que se ha superpuesto la emisión en rayos X de CHANDRA.

NGC 4631 también ha sido ampliamente estudiada en relación a su campo magnético. Hummel et al. (1988) detectaron emisión en radio linealmente polarizada que implica la existencia de campos magnéticos bien ordenados. El grado más alto de polarización lo encuentran en el noreste, lo que denominan espuela del NE, que se extiende hasta 4 kpc (Golla y Hummel 1994). Esta galaxia se caracteriza por tener un halo en radio muy extenso, más extenso que otras galaxias con formación estelar intensa. La formación estelar puede provocar una estructura de campo magnético en la interfase entre el disco y el halo, que a su vez motive un *outflow* (Golla y Hummel 1994)

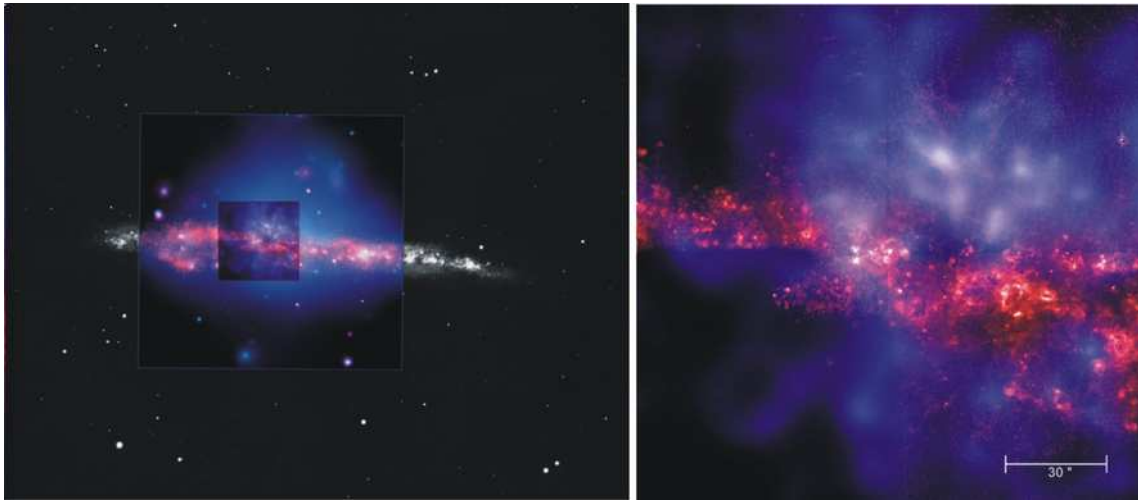


Figura 6.1: Imágenes de NGC 4631. Izquierda: La imagen muestra en blanco y negro la apariencia en el óptico, luego tiene sobre ella la composición Rayos-X/ultravioleta y por último la composición Rayos-X/H α , todas superpuestas una sobre otra. Derecha: la composición Rayos-X/H α ampliada (Créditos: X-ray: NASA/UMass/D.Wang et al., Óptica-H α : NASA/HST/D.Wang et al., UV: NASA/GSFC/UIT, Óptica-en blanco y negro: NOAO/AURA/NSF)

6.2 Observaciones y reducción de datos de la WFPC2/HST

En la Tabla 6.1 se presentan las observaciones de la WFPC2 del HST; todas ellas corresponden a un único programa. NGC 4631 ha sido observada por la cámara WFPC2 en la línea de H α y en la banda R, que sirve de continuo para esta línea (ver Figura 6.2).

Tabla 6.1: Resumen de las observaciones utilizadas del archivo de datos de HST para NGC 4631

Filtro	I.P.	Banda	Imágenes	Tiempos exp. (s)
F658N	Q. Wang	H α	u5e80105r-8r	4 \times 2700
			u5e80201r-4r	4 \times 2700
F675W		WFPC2 R	u5e80101r-4r	4 \times 500

Las observaciones han sido reducidas según el procedimiento expuesto en el capítulo 3. Igual que en las otras dos galaxias aquí explicaremos únicamente el procedimiento utilizado para eliminar la contribución del continuo de la imagen.

El *starburst* en esta galaxia no está tan confinado como en M82 o NGC 253. La formación estelar está distribuida en buena parte de la galaxia, se extiende hasta 11 kpc en el disco de la galaxia. Como no podemos acotar la región de mayor formación estelar hemos analizado todo el campo de la cámara WFPC2.

Al hacer el mosaico de las cuatro cámaras con la herramienta WMOSAIC, se iguala la resolución espacial de las cuatro cámaras a la resolución de las cámaras WF (1 pixel = 0".1).

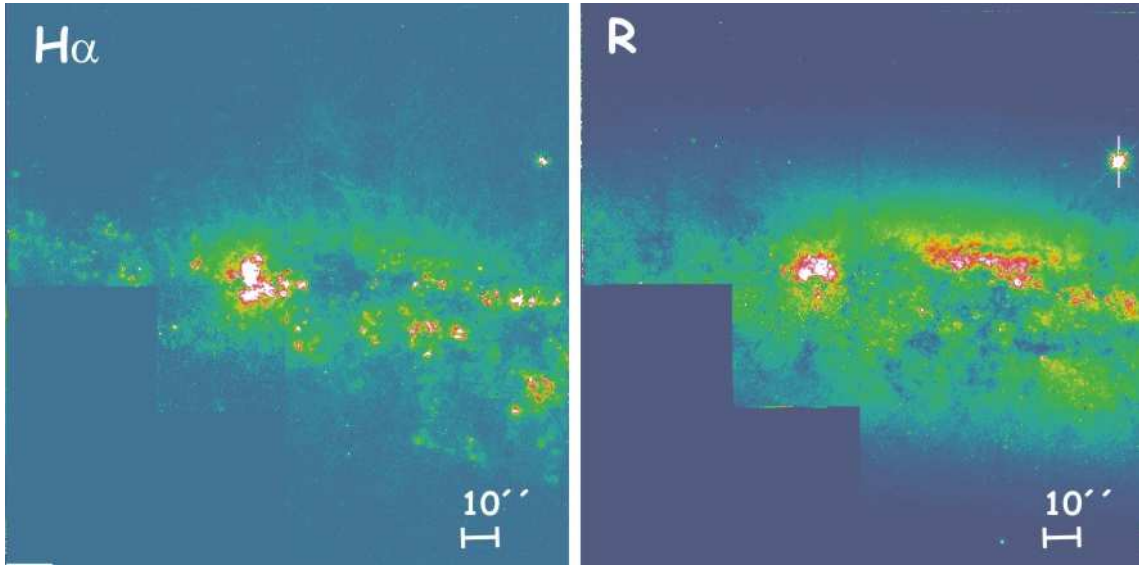


Figura 6.2: Imágenes de NGC 4631 en los diferentes filtros analizados. Las imágenes corresponden a los filtros $H\alpha$ y R, y hemos analizado todo el mosaico de las cuatro cámaras de la WFPC2. Las imágenes tienen superpuesta la escala correspondiente a $10'' = 363.8$ pc.

6.2.1 Elaboración de la imagen de continuo

Para eliminar la contribución del continuo en NGC 4631 sólo contamos con la imagen en la banda R. Utilizamos el método propuesto por MacKenty et al. (2000) que construye un sistema lineal con los filtros utilizados en función de los flujos en banda ancha y estrecha que contribuyen a la emisión en cada filtro. Como ya explicamos en el capítulo anterior, al resolver el sistema de ecuaciones obtenemos las imágenes en cada una de las bandas que estamos estudiando, descontaminadas de otras bandas cercanas. En este caso, sólo tenemos observaciones en los filtros correspondientes a la línea de $H\alpha$ y a la banda R. Planteamos el sistema de ecuaciones con estos dos filtros sin poder incluir en las ecuaciones otras contribuciones, como son el doblete del NII. Los trabajos con los que compararemos han seguido un procedimiento similar. Las ecuaciones planteadas son:

$$F(658N) = F(R) + \mathcal{W}_{H\alpha, F658N}^{-1} F(H\alpha) \quad (6.1)$$

$$F(675W) = F(R) + \mathcal{W}_{H\alpha, F675W}^{-1} F(H\alpha) \quad (6.2)$$

$F(658N)$ y $F(675W)$ son los flujos espectrales calibrados medidos y $F(H\alpha)$ y $F(R)$ los flujos verdaderos en la banda estrecha y ancha, respectivamente. Los parámetros \mathcal{W} son las anchuras efectivas en cada filtro de la línea de $H\alpha$. Estos valores se obtienen mediante la tarea BANDPAR de SYNPHOT del cociente de los parámetros *URESP* y *EMFLX*.

Resolviendo el sistema obtenemos las ecuaciones que nos permiten obtener las imágenes en las diferentes bandas:

$$F(H\alpha) = -0.036 F(658N) + 1.036 F(675W) \quad (6.3)$$

$$F(R) = 42.945 F(658N) - 42.945 F(675W) \quad (6.4)$$

6.2.2 Comparación con medidas de otros autores

Una vez hemos eliminado el continuo de la imagen de $H\alpha$ podemos comparar la calibración con las medidas desde tierra de Smith et al. (2001), del flujo en $H\alpha$ de las regiones H II de NGC 4631. Hemos comparado las medidas de los flujos corregidos de extinción galáctica de la región H II que ellos denominan # 23, que se encuentra localizada al suroeste y se divide en múltiples SSC (29, 33, 34, 35, 38, 44, entre otros). Ellos miden un flujo de 2.276×10^{-13} erg s⁻¹ cm⁻² (aplicándole la corrección de apertura que explican en su trabajo) y nosotros medimos un flujo de 2.075×10^{-13} erg s⁻¹ cm⁻². Dentro de los errores de apertura y la diferente resolución de las imágenes, consideramos adecuada la calibración de nuestros datos.

En cuanto a la astrometría, no se tienen datos en la bibliografía que nos permitan ajustarla.

6.2.3 Emisión difusa de la galaxia

La componente subyacente de la galaxia que denominamos emisión difusa, es muy débil en NGC 4631, haciendo la sustracción de la misma muy complicada. Hemos construido y analizado los mapas de emisión difusa para la imagen de $H\alpha$ y la de continuo llegando a la conclusión de que la sustracción de la misma incluye muchos errores, que se traducen en valores de las medidas de la anchura equivalente erróneos. Por lo que a esta galaxia no le hemos sustraído la contribución de la emisión difusa que en cualquier caso es una fracción muy pequeña de la emisión total de los cúmulos. Los flujos que medimos directamente de la imagen de $H\alpha$ sin eliminarle la emisión difusa serán los que presentaremos en el catálogo.

6.2.4 Masas estelares

Para NGC 4631 no tenemos imágenes en banda ancha que nos permitan estimar los valores locales de extinción y de las masas para cada cúmulo con el programa CHORIZOS.

Hemos supuesto un valor de extinción interna medio para todos los cúmulos igual a $A_V = 1.12$ mag (Smith et al. 2001). Para obtener las masas hemos utilizado las medidas de la anchura equivalente y *Starburst99* suponiendo un starburst coetáneo y una función inicial de masa de Salpeter ($\alpha = 2.35$) cubriendo un rango de masas entre 1 y 100 M_\odot . Hemos adoptado el mismo valor de la metalicidad utilizado por Smith et al. (2001), $0.4 Z_\odot$ ($Z = 0.0008$).

6.3 Catálogo de SSC y resultados

Hemos hecho la búsqueda de los SSC siguiendo el procedimiento expuesto en el apartado 3.3.3, es decir, primero buscamos los núcleos brillantes en $H\alpha$ y en el continuo, luego nos quedamos

con aquellos que tengan tanto emisión en $H\alpha$ como en el continuo. Las posiciones de los cúmulos se dan relativas a un cúmulo de referencia que es el número 49 de nuestro catálogo (ver Tabla 6.2) y cuyas coordenadas en las observaciones que hemos analizado son $AR = 12^h 42^m 10^s 585$ y $Dec. = 32^\circ 32' 35'' 21$.

En la Figura 6.3 podemos ver los cúmulos encontrados en la imagen de $H\alpha$ de NGC 4631. Como la imagen de $H\alpha$ es muy extensa hemos ampliado dos zonas de la misma. De esta manera se pueden apreciar bien los tres tipos de aperturas, que son: los núcleos brillantes en $H\alpha$ en rojo, en negro los de continuo y, por último, las aperturas en azul son las aperturas finales de los supercúmulos estelares que se presentan en el catálogo. Es muy interesante resaltar que contrariamente a lo que sucedía en M82 y NGC 253, en esta galaxia numerosos núcleos brillantes sólo presentan emisión en $H\alpha$ y no en el continuo. Posiblemente se trate de nubes iluminadas por cúmulos cercanos.

Después de presentar el procedimiento seguido para calibrar y producir la imagen final de $H\alpha$, así como los métodos a utilizar para obtener las propiedades de los cúmulos en la galaxia se presenta el catálogo (Tabla 6.2) de candidatos a supercúmulos estelares encontrados en esta galaxia. En el apéndice D presentamos además las tablas de las posiciones y radios de los núcleos brillantes catalogados sólo en $H\alpha$ y sólo en continuo (Tablas D.1 y D.2). La descripción de las magnitudes medidas para cada cúmulo (Tabla 6.2) es la siguiente:

- Columna 1: número de identificación de los candidatos a SSC jóvenes. Los SSC con emisión fuera de la estructura redonda definida por la apertura seleccionada están marcados con un asterisco. Esta emisión adicional puede deberse a la presencia de más de un SSC superpuesto en proyección o a que el cúmulo está sufriendo un *outflow* de material ionizado.
- Columna 2: diferencia en la ascensión recta (en segundos) con respecto al SSC de referencia ($AR = 12^h 42^m 10^s 585$, J2000).
- Columna 3: diferencia en la declinación (en segundos de arco) con respecto al SSC de referencia ($\delta = 32^\circ 32' 35'' 21$, J2000).
- Columna 4: radio del SSC (en parsecs).
- Columna 5: flujo en $H\alpha$ (10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2}).
- Columna 6: luminosidad en $H\alpha$ de los SSC (en 10^{38} erg s^{-1}) corregida de extinción galáctica ($A_V = 0.02$ mag; Smith et al. 2001) e interna ($A_V = 1.12$ mag, Smith et al. 2001).
- Columna 7: separación proyectada al SSC más cercano (Δ , pc).
- Columna 8: número de fotones ionizantes obtenidos utilizando la expresión dada por Osterbrock (1989) (10^{49} s^{-1}).
- Columna 9: anchura equivalente en $H\alpha$ (\AA).
- Columna 10: masa estelar ($10^4 M_\odot$).

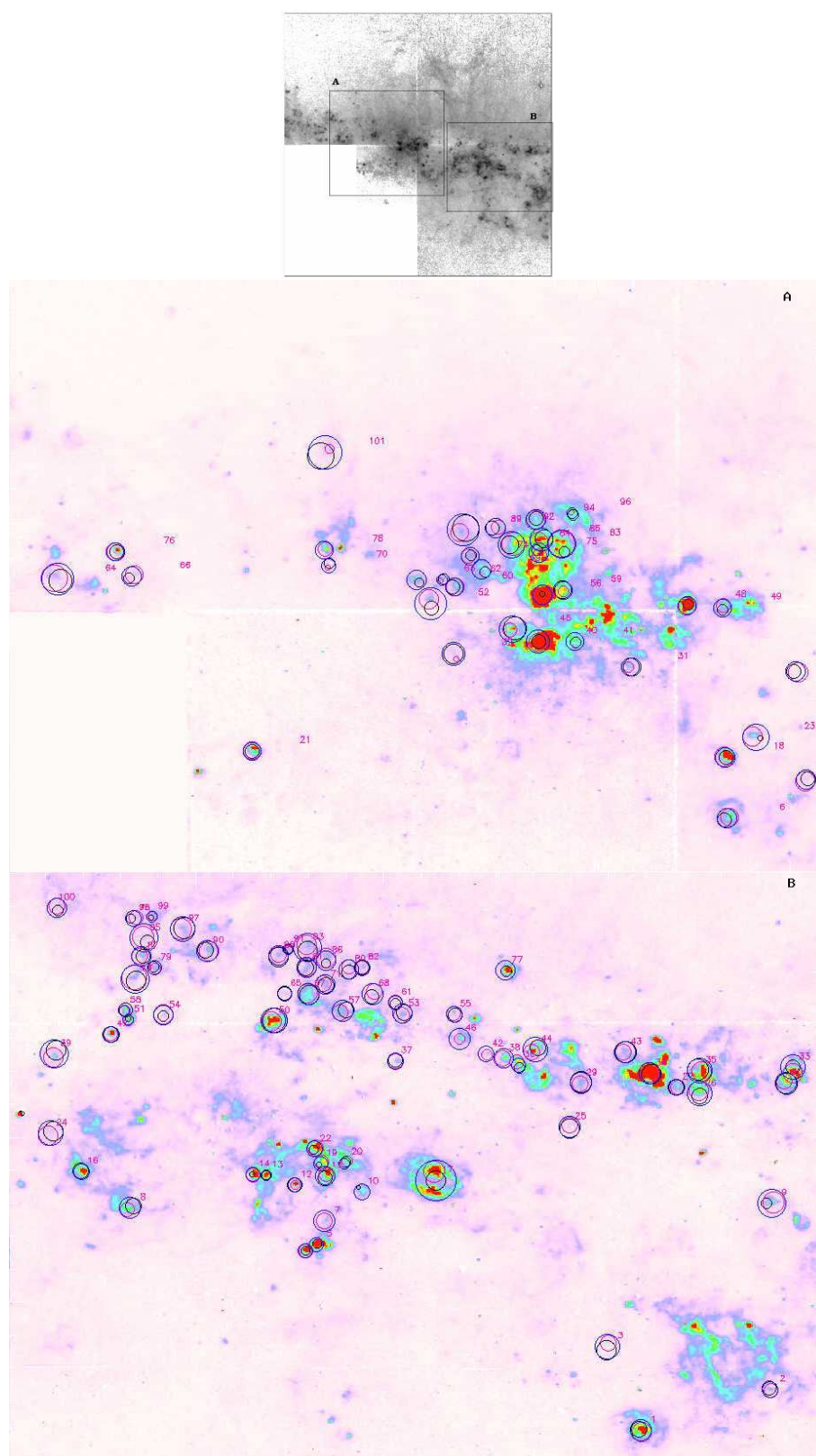


Figura 6.3: Localización y tamaños de los supercúmulos estelares en el *starburst* de NGC 4631. La primera imagen es la imagen en $H\alpha$ de la cámara WFPC2 (Wang et al. 2001). En ella se han marcado dos zonas (A y B) que luego se amplían en las siguientes dos imágenes para poder ver mejor los cúmulos estelares de NGC 4631. Se presentan los tres tipos de aperturas, en rojo los núcleos brillantes en $H\alpha$, en negro los del continuo y en azul los supercúmulos estelares, cuyos radios engloban las dos emisiones anteriores.

Tabla 6.2: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en NGC 4631.

Id.	Δ AR	Δ Dec.	R	$F_{H\alpha}$	$L_{H\alpha}$	Δ	N_{fot}^{α}	$W(H_{\alpha})$	M_{\star}
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
1*	-4.865	-34.04	29.10	10.4 \pm 1.8	1.66 \pm 0.28	269.50	12.1 \pm 2.1	199	1.72 \pm 0.29
2	-5.617	-30.62	21.83	1.60 \pm 0.47	0.254 \pm 0.075	366.51	1.85 \pm 0.54	55	0.82 \pm 0.24
3	-4.676	-27.04	32.74	1.31 \pm 0.27	0.208 \pm 0.043	269.50	1.52 \pm 0.31	15	6.0 \pm 1.2
4	-2.929	-19.06	18.19	4.56 \pm 0.85	0.72 \pm 0.14	35.57	5.30 \pm 0.99	500	0.414 \pm 0.077
5*	-2.990	-18.53	18.19	6.6 \pm 1.4	1.05 \pm 0.22	35.57	7.6 \pm 1.6	502	0.59 \pm 0.13
6*	-0.220	-16.69	25.47	5.72 \pm 1.1	0.91 \pm 0.18	174.53	6.7 \pm 1.3	106	1.61 \pm 0.32
7	-3.038	-16.58	29.10	2.88 \pm 0.68	0.46 \pm 0.11	73.57	3.34 \pm 0.79	50	1.59 \pm 0.38
8*	-1.912	-15.46	29.10	5.03 \pm 0.97	0.80 \pm 0.15	170.36	5.8 \pm 1.1	118	1.28 \pm 0.25
9	-5.627	-15.09	36.38	3.92 \pm 0.45	0.623 \pm 0.071	368.43	4.56 \pm 0.52	77	1.50 \pm 0.17
10	-3.251	-14.15	21.83	2.54 \pm 0.58	0.403 \pm 0.092	99.72	2.95 \pm 0.67	105	0.72 \pm 0.17
11	-0.659	-13.68	25.47	1.96 \pm 0.52	0.311 \pm 0.082	176.68	2.27 \pm 0.60	45	1.27 \pm 0.34
12	-2.867	-13.57	18.19	2.39 \pm 0.38	0.380 \pm 0.060	82.48	2.78 \pm 0.44	72	0.98 \pm 0.16
13*	-3.684	-13.20	54.57	2.6 \pm 1.0	0.42 \pm 0.16	35.13	3.1 \pm 1.2	439	0.27 \pm 0.10
14*	-3.042	-12.80	25.47	4.3 \pm 1.0	0.69 \pm 0.16	35.13	5.0 \pm 1.2	548	0.363 \pm 0.086
15	-2.699	-12.74	14.55	6.7 \pm 1.4	1.06 \pm 0.22	39.45	7.8 \pm 1.6	158	1.33 \pm 0.27
16	-2.623	-12.70	18.19	5.4 \pm 1.1	0.86 \pm 0.18	142.17	6.3 \pm 1.3	199	0.89 \pm 0.19
17*	-1.627	-12.44	21.83	29.2 \pm 3.2	4.63 \pm 0.51	201.44	33.8 \pm 3.7	180	5.21 \pm 0.58
18	-0.209	-11.89	25.47	11.9 \pm 1.2	1.89 \pm 0.20	97.05	13.8 \pm 1.4	354	1.32 \pm 0.14
19	-3.014	-11.78	18.19	3.4 \pm 1.2	0.55 \pm 0.19	39.45	4.0 \pm 1.4	99	1.04 \pm 0.37
20*	-3.159	-11.67	14.55	2.05 \pm 0.92	0.33 \pm 0.15	67.04	2.4 \pm 1.1	152	0.42 \pm 0.19
21	2.420	-11.43	21.83	5.10 \pm 0.64	0.81 \pm 0.10	563.91	5.92 \pm 0.74	223	0.764 \pm 0.095
22*	-2.977	-10.57	21.83	5.9 \pm 1.3	0.93 \pm 0.21	47.24	6.8 \pm 1.5	294	0.71 \pm 0.16
23	-0.381	-10.34	32.74	4.16 \pm 0.55	0.660 \pm 0.088	97.05	4.83 \pm 0.64	62	1.92 \pm 0.26
24	-1.449	-9.26	32.74	2.49 \pm 0.50	0.395 \pm 0.079	142.17	2.89 \pm 0.58	36	2.31 \pm 0.46
25	-4.456	-8.71	29.10	1.77 \pm 0.37	0.281 \pm 0.059	135.25	2.05 \pm 0.43	28	2.37 \pm 0.49
26	-5.208	-5.95	32.74	6.3 \pm 1.1	1.00 \pm 0.17	63.96	7.3 \pm 1.2	71	2.59 \pm 0.44
27	-5.078	-5.41	21.83	2.43 \pm 0.68	0.39 \pm 0.11	63.96	2.82 \pm 0.79	81	0.90 \pm 0.25
28	-0.601	-5.21	25.47	1.02 \pm 0.24	0.163 \pm 0.038	212.46	1.19 \pm 0.28	21	2.23 \pm 0.53
29*	-4.522	-5.08	29.10	3.50 \pm 0.77	0.56 \pm 0.12	135.25	4.06 \pm 0.89	34	3.43 \pm 0.75
30	-5.710	-5.03	29.10	7.4 \pm 1.5	1.18 \pm 0.24	50.00	8.6 \pm 1.8	68	3.16 \pm 0.65
31	0.319	-4.83	21.83	2.76 \pm 0.77	0.44 \pm 0.12	157.88	3.20 \pm 0.90	76	1.07 \pm 0.30
32	-4.923	-4.26	29.10	3.27 \pm 0.75	0.52 \pm 0.12	154.36	3.79 \pm 0.87	46	1.94 \pm 0.45
33*	-5.212	-4.02	32.74	9.9 \pm 1.4	1.58 \pm 0.23	50.00	11.5 \pm 1.7	103	2.89 \pm 0.42
34*	1.301	-3.78	29.10	25.5 \pm 4.2	4.04 \pm 0.67	82.95	29.6 \pm 4.9	287	3.12 \pm 0.52
35*	-5.751	-3.76	32.74	11.2 \pm 1.6	1.78 \pm 0.25	70.43	13.0 \pm 1.9	121	2.80 \pm 0.40
36*	-4.158	-3.54	18.19	3.0 \pm 1.0	0.47 \pm 0.16	44.02	3.5 \pm 1.2	83	1.07 \pm 0.36
37	-3.447	-3.21	21.83	1.14 \pm 0.23	0.181 \pm 0.037	144.88	1.32 \pm 0.27	37	1.01 \pm 0.20
38	-4.075	-2.99	25.47	3.11 \pm 0.57	0.495 \pm 0.090	44.02	3.62 \pm 0.66	91	1.03 \pm 0.19
39	0.831	-2.86	29.10	2.84 \pm 0.32	0.450 \pm 0.050	161.55	3.29 \pm 0.37	51	1.55 \pm 0.17
40*	0.625	-2.86	21.83	53.0 \pm 5.4	8.418 \pm 0.86	74.90	61.5 \pm 6.3	694	3.67 \pm 0.37
41*	-3.976	-2.65	21.83	5.9 \pm 1.8	0.94 \pm 0.28	93.67	6.9 \pm 2.0	135	1.34 \pm 0.40
42	-1.473	-2.62	36.38	1.11 \pm 0.31	0.176 \pm 0.049	47.02	1.29 \pm 0.36	39	0.88 \pm 0.25
43	-4.776	-2.49	29.10	3.18 \pm 0.70	0.51 \pm 0.11	92.47	3.69 \pm 0.81	34	3.13 \pm 0.69
44	-4.257	-2.27	32.74	6.04 \pm 0.70	0.96 \pm 0.11	64.99	7.02 \pm 0.82	74	2.43 \pm 0.28
45*	0.975	-1.90	32.74	9.9 \pm 1.9	1.57 \pm 0.30	74.90	11.5 \pm 2.2	89	3.31 \pm 0.64
46	-3.818	-1.36	29.10	3.89 \pm 0.74	0.62 \pm 0.12	74.89	4.51 \pm 0.86	50	2.16 \pm 0.41
47	-1.799	-0.98	21.83	2.64 \pm 0.24	0.419 \pm 0.038	64.11	3.07 \pm 0.27	154	0.534 \pm 0.048
48*	-0.196	-0.19	21.83	18.4 \pm 2.6	2.92 \pm 0.41	90.87	21.4 \pm 3.0	743	1.21 \pm 0.17
49*	0.000	0.00	21.83	4.3 \pm 1.4	0.69 \pm 0.22	90.87	5.0 \pm 1.6	115	1.12 \pm 0.36
50*	-2.740	0.14	32.74	9.69 \pm 0.99	1.54 \pm 0.16	87.37	11.2 \pm 1.1	95	3.04 \pm 0.31
51	1.428	0.14	40.02	1.80 \pm 0.64	0.29 \pm 0.10	30.23	2.09 \pm 0.74	136	0.40 \pm 0.14
52	-1.902	0.23	14.55	5.05 \pm 0.78	0.80 \pm 0.12	73.87	5.86 \pm 0.91	36	4.62 \pm 0.71
53	-2.105	0.59	25.47	2.26 \pm 0.55	0.359 \pm 0.087	38.98	2.63 \pm 0.63	28	3.06 \pm 0.74
54	-3.787	0.67	21.83	1.45 \pm 0.26	0.230 \pm 0.041	94.73	1.68 \pm 0.30	29	1.87 \pm 0.34
55	-3.492	0.71	25.47	1.27 \pm 0.38	0.202 \pm 0.060	74.89	1.48 \pm 0.44	28	1.71 \pm 0.51
56*	0.807	0.84	25.47	48.3 \pm 6.8	7.7 \pm 1.1	53.64	56.1 \pm 7.8	571	3.89 \pm 0.54
57	-3.145	0.95	29.10	3.87 \pm 0.83	0.62 \pm 0.13	93.23	4.50 \pm 0.96	39	2.95 \pm 0.63
58	-1.878	1.00	14.55	1.49 \pm 0.49	0.236 \pm 0.078	30.23	1.73 \pm 0.57	136	0.33 \pm 0.11
59*	0.694	1.18	21.83	7.4 \pm 2.2	1.18 \pm 0.35	53.64	8.6 \pm 2.6	104	2.14 \pm 0.64
60*	1.298	1.44	21.83	3.6 \pm 1.0	0.58 \pm 0.16	36.51	4.2 \pm 1.2	39	2.84 \pm 0.80

Tabla 6.2: Catálogo de los candidatos a SSC jóvenes en NGC 4631 (continuación).

61	-3.447	1.66	18.19	0.89±0.28	0.141±0.045	38.98	1.03±0.33	24	1.48 ±0.47
62	1.363	1.99	14.55	1.36±0.58	0.216±0.092	36.51	1.58±0.67	35	1.29 ±0.55
63	1.507	2.02	25.47	4.28±0.87	0.68 ±0.14	66.11	5.0 ±1.0	75	1.69 ±0.35
64*	3.499	2.05	40.02	5.31±0.79	0.84 ±0.12	168.42	6.17±0.91	85	1.86 ±0.28
65	3.087	2.25	25.47	0.81±0.28	0.128±0.044	63.34	0.94±0.32	27	1.13 ±0.39
66	-2.942	2.36	29.10	2.05±0.45	0.325±0.071	81.93	2.38±0.52	71	0.85 ±0.19
67*	-2.805	2.38	18.19	5.0 ±1.0	0.80 ±0.16	52.28	5.8 ±1.2	50	2.77 ±0.57
68	-3.317	2.38	29.10	2.54±0.58	0.404±0.092	66.07	2.95±0.67	25	4.02 ±0.92
69	1.143	2.83	25.47	5.8 ±1.4	0.91 ±0.23	48.27	6.7 ±1.7	41	4.1 ±1.0
70	1.995	3.12	18.19	1.21±0.47	0.192±0.074	46.28	1.40±0.54	52	0.65 ±0.25
71	-3.038	3.15	25.47	2.59±0.63	0.41 ±0.10	52.28	3.00±0.73	31	2.99 ±0.73
72	-1.940	3.63	36.38	0.57±0.16	0.090±0.026	334.22	0.66±0.19	18	2.16 ±0.62
73	-0.930	3.68	21.83	3.36±0.51	0.533±0.080	61.84	3.90±0.59	23	5.77 ±0.87
74	1.209	3.86	21.83	3.4 ±1.1	0.54 ±0.17	48.27	3.9 ±1.2	46	2.02 ±0.64
75*	0.827	4.13	25.47	11.8 ±3.2	1.88 ±0.52	37.62	13.7 ±3.8	100	3.55 ±0.97
76	3.176	4.20	21.83	3.70±0.44	0.588±0.069	81.93	4.30±0.51	181	0.658±0.077
77	-4.086	4.31	25.47	5.46±0.79	0.87 ±0.12	191.20	6.34±0.91	103	1.59 ±0.23
78*	2.019	4.37	21.83	3.98±0.88	0.63 ±0.14	46.28	4.6 ±1.0	170	0.74 ±0.16
79	-3.179	4.42	25.47	1.52±0.51	0.241±0.081	49.92	1.76±0.59	26	2.33 ±0.78
80	-2.053	4.55	18.19	2.21±0.56	0.351±0.089	36.19	2.56±0.65	25	3.52 ±0.89
81	-2.932	4.59	25.47	2.47±0.58	0.392±0.091	56.35	2.86±0.67	29	3.19 ±0.74
82	-3.255	4.60	21.83	1.61±0.46	0.256±0.073	36.19	1.87±0.53	26	2.50 ±0.71
83*	0.979	4.78	32.74	18.7 ±3.1	2.98 ±0.49	53.09	21.8 ±3.6	102	5.51 ±0.91
84	0.700	4.82	36.38	13.5 ±2.7	2.15 ±0.44	62.71	15.7 ±3.2	71	5.6 ±1.1
85	0.814	5.14	29.10	14.5 ±3.1	2.31 ±0.48	37.62	16.9 ±3.5	91	4.8 ±1.0
86	-3.045	5.14	25.47	2.49±0.64	0.39 ±0.10	56.35	2.89±0.75	31	2.91 ±0.75
87	-1.978	5.53	25.47	2.09±0.45	0.332±0.071	49.92	2.43±0.52	23	3.69 ±0.79
88	-2.771	5.56	25.47	2.30±0.58	0.366±0.092	32.23	2.67±0.67	25	3.62 ±0.91
89	1.250	5.91	40.02	8.8 ±1.5	1.39 ±0.23	76.08	10.2 ±1.7	43	5.9 ±1.0
90*	-2.359	5.99	29.10	3.24±0.69	0.51 ±0.11	93.62	3.76±0.80	32	3.64 ±0.78
91	1.068	6.07	25.47	0.87±0.39	0.138±0.061	32.23	1.01±0.45	26	1.29 ±0.57
92	-2.826	6.08	14.55	3.55±0.99	0.56 ±0.16	62.71	4.1 ±1.1	35	3.40 ±0.95
93	-2.935	6.24	36.38	4.80±0.82	0.76 ±0.13	51.30	5.57±0.95	30	6.1 ±1.0
94	0.845	6.77	25.47	5.8 ±1.5	0.93 ±0.24	60.89	6.8 ±1.8	67	2.52 ±0.66
95	-1.991	7.03	36.38	3.13±0.57	0.497±0.090	55.20	3.63±0.66	19	10.7 ±1.9
96*	0.642	7.24	14.55	2.8 ±1.3	0.45 ±0.20	91.46	3.3 ±1.5	126	0.69 ±0.31
97	-2.214	7.83	32.74	3.27±0.58	0.520±0.093	89.66	3.80±0.68	27	4.55 ±0.81
98	-1.930	8.71	21.83	1.44±0.45	0.228±0.071	50.06	1.67±0.52	28	1.95 ±0.60
99	-2.039	8.83	14.55	1.01±0.46	0.160±0.073	50.06	1.17±0.54	40	0.74 ±0.34
100	-1.490	9.54	25.47	1.98±0.53	0.315±0.085	205.07	2.30±0.62	28	2.65 ±0.71
101	2.012	11.99	43.66	5.34±0.66	0.85 ±0.11	277.54	6.19±0.77	74	2.13 ±0.27
102	5.864	12.95	32.74	3.51±0.77	0.57 ±0.12	1157.85	4.07±0.89	95	1.1 ±0.24

Ver texto para una explicación completa de la tabla. Las coordenadas de los núcleos son relativas al SSC de referencia (AR = 12^h 42^m 10.585^s y Dec = 32° 32' 35''21) y están ordenados por declinación. [Unidades: (2) segundos, (3) segundos de arco, (4) parsecs, (5) 10⁻¹⁵ erg s⁻¹ cm⁻², (6) 10³⁸ erg s⁻¹, (7) parsecs, (8) 10⁴⁹ s⁻¹, (9) angstroms y (10) 10⁴ M_⊙].

En la Tabla 6.3 presentamos un resumen de las características más importantes de los cúmulos de NGC 4631. Presentamos la densidad de SSC así como los valores medios y desviación estándar de su masa estelar, luminosidades, radios, separaciones proyectadas al SSC más cercano y anchura equivalente en H α . En el apartado siguiente (sección 6.4) se analizarán en detalle cada una de ellas.

Tabla 6.3: Resumen de las características de los SSC de NGC 4631. Densidad (número de SSC por unidad de área, kpc^{-2}) de SSC jóvenes. Valores medios ($\bar{}$), las medianas ($\hat{}$) y las desviaciones estándar (σ) de las masas estelares ($10^4 M_{\odot}$), luminosidades en $\text{H}\alpha$ ($10^{38} \text{ erg s}^{-1}$), radios (pc), distancia proyectada al SSC más cercano (pc), extinción en V (mag) y anchura equivalente (angstroms) para cada una de las zonas.

Tamaño	5824 × 1674 pc		
ρ	10 kpc^{-2}		
Masa estelar	$\bar{M} = 2.3$	$\hat{M} = 1.9$	$\sigma(M) = 1.7$
Luminosidad	$\bar{L} = 0.9$	$\hat{L} = 0.5$	$\sigma(L) = 1.3$
Radio	$\bar{R} = 26.1$	$\hat{R} = 25.5$	$\sigma(R) = 7.1$
Δ	$\bar{\Delta} = 108$	$\hat{\Delta} = 66$	$\sigma(\Delta) = 135$
W($\text{H}\alpha$)	$\bar{W} = 112$	$\hat{W} = 71$	$\sigma(W) = 142$

6.4 Discusión

Hemos catalogado 102 supercúmulos estelares jóvenes en la región central de NGC 4631. Los cúmulos de esta galaxia se caracterizan porque no están agrupados en una región central como en las otras dos galaxias analizadas en esta tesis, sino que están distribuidos a lo largo del disco de la galaxia de un modo bastante homogéneo, extendiéndose un diámetro aparente de $\sim 10'$ ($\sim 22 \text{ kpc}$). El catálogo se reduce a los cúmulos que se encuentran en la zona central correspondiente al campo visto por la cámara WFPC2 del HST.

Contrariamente a lo que sucede con M82 y NGC 253, esta galaxia no está afectada de fuerte extinción salvo en el centro.

Uno de los rasgos más importantes de los cúmulos de NGC 4631 es su tamaño. Los radios típicos están en el rango $10 < R(\text{pc}) < 45$ (ver Tabla 6.3), es decir, radios mayores que los radios típicos de los supercúmulos estelares medidos en las dos galaxias que hemos analizado y en otras galaxias (por ejemplo, NGC 1569: $2.2 < R(\text{pc}) < 3.1$, Hunter et al. 2000; NGC 3310: $R < 5 \text{ pc}$, de Grijs et al. 2003d; M83: $0 < R(\text{pc}) < 7$, Harris et al. 2001). Esta diferencia en los radios no es un sesgo de la resolución espacial (1 pixel = 3.64 pc) de la imagen analizada, porque si fuera así deberíamos encontrar un pico de la distribución en el límite de resolución y en cambio lo encontramos en 26.1 pc.

La separación proyectada media entre cúmulos también es muy alta (Tabla 6.3). La mayoría de estas distancias se encuentran en el rango de $30 < \Delta(\text{pc}) < 100$. Los cúmulos están mucho más separados que en las otras dos galaxias de la muestra.

Las luminosidades de los cúmulos son comparables a la de los cúmulos de NGC 253 y M82; se distribuyen en un rango de $37 < \log L (\text{erg s}^{-1}) < 39$ con un pico en 0.9×10^{38} (Tabla 6.3). No hay que olvidar es que esta luminosidad se distribuye en un tamaño mayor que los tamaños típicos de los SSC; es decir, la luminosidad por unidad de volumen es mucho menor.

Las masas estelares han sido determinadas por medio de la anchura equivalente y utilizando Starburst99. Las masas se distribuyen entre $3.5 < \log M (M_{\odot}) < 5$ con un pico en la distribución en $2.3 \times 10^4 M_{\odot}$ (Tabla 6.3). Son un poco menos masivos que los cúmulos

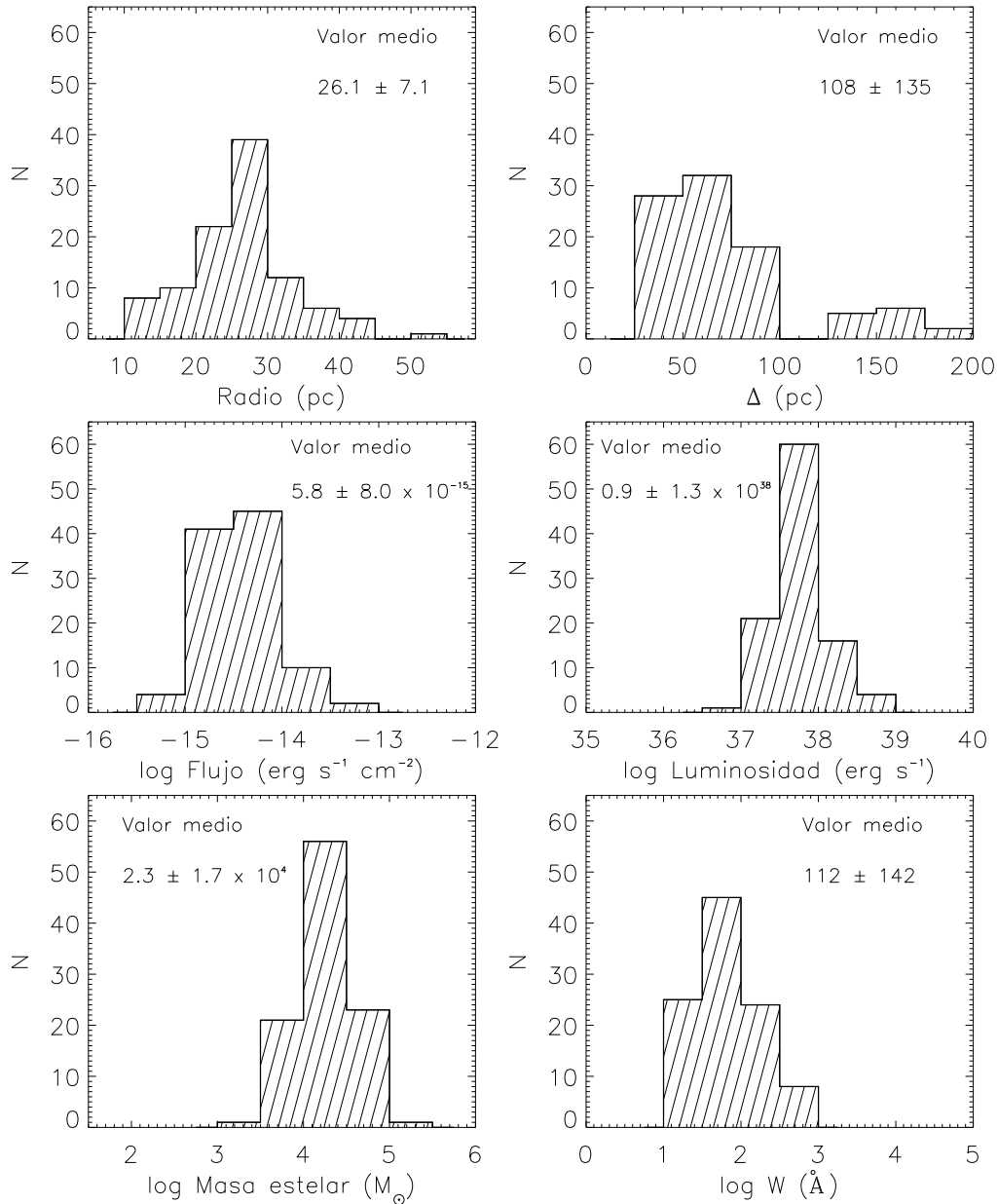


Figura 6.4: Función de distribución de las propiedades de los supercúmulos estelares en el *starburst* de NGC 4631. *Arriba-izquierda*: radios de los SSC (en parsecs). *Arriba-derecha*: separación proyectada al SSC más cercano (en pc). *Centro-izquierda*: flujos de los SSC (en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$). *Centro-derecha*: luminosidades de los SSC jóvenes (en erg s^{-1}). Estos valores están corregidos de extinción galáctica e interna. *Abajo-izquierda*: masas estelares de los SSC (en M_{\odot}) *Abajo-derecha*: anchuras equivalentes de los SSC (en angstroms)

de las otras dos galaxias y, además, debemos tener en cuenta que esta masa se distribuye en un área mayor.

La anchura equivalente muestra la presencia de muchos cúmulos jóvenes, con un 31% de cúmulos con \mathcal{W} mayor que 100 o, lo que es lo mismo, menores que 6 Maño. El rango de anchuras equivalentes es $1 < \log \mathcal{W}(\text{\AA}) < 3$ con un pico en 112 Å (Tabla 6.3).

La distribución de cúmulos es homogénea en el área que hemos analizado y no está localizada en una región *starburst* limitada. Encontramos 102 cúmulos en un área de $5824 \times 1674 \text{ pc}^2$, lo que implica una densidad de cúmulos de 10 kpc^{-2} (ver Tabla 6.3).

6.5 Catalogación de las regiones HII de toda la galaxia

La galaxia fue también observada desde tierra, en el filtro de H α usando el telescopio JKT (1m) del Observatorio del Roque de los Muchachos. Las observaciones se realizaron el 5 de junio del 2001, en condiciones fotométricas, con un seeing de 0''9. En la Figura 6.5 se presenta la imagen observada con el JKT, en ella se superpone el área observada con la cámara del HST (sección 6.3). La resolución de la imagen es 1''5, equivalente a 54 pc, unas 15 veces peor que la imagen de la WFPC2/HST analizada en la sección 6.2. No obstante, el campo de la imagen del JKT es $11' \times 7'7$, 15 veces mayor en área que la imagen del HST. En esta imagen, que cubre todo el campo de la galaxia, (presentada en la Figura 6.5) hemos hecho una catalogación de todas las regiones HII de la galaxia.

La imagen fue reducida siguiendo los pasos presentados en la sección 3.3.2. No hacemos una búsqueda de las regiones HII sino que utilizamos las ya identificadas por Smith et al. (2001), por este motivo, usaremos la misma nomenclatura. Hemos medido el flujo por encima de 3 sigma para cada una de las regiones con las tareas de IRAF POLYMARK y POLYPHOT, las cuales nos dan el flujo y áreas medidos; éstos son presentados en el catálogo (ver Tabla 6.4). Además hemos obtenido otras características de las regiones: luminosidad, número de fotones ionizantes, tasa de formación estelar, etc. A continuación describimos cada una de las columnas de la tabla:

- Columna 1: número de referencia de las regiones HII de NGC 4631 siguiendo la nomenclatura de Smith et al. (2001).
- Columna 2: Área medida de las regiones HII (en kpc^2).
- Columna 3: Radio de las regiones obtenido del área y suponiendo que éstas son circulares (en parsecs)
- Columna 4: flujo en H α ($10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$)
- Columna 5: luminosidad en H α ($10^{38} \text{ erg s}^{-1}$) corregida de extinción galáctica ($A_V = 0.03 \text{ mag}$, Smith et al. 2001) e interna ($A_V = 1.12 \text{ mag}$, Smith et al. 2001).
- Columna 6: número de fotones ionizantes (10^{49} s^{-1}) obtenidos utilizando la expresión dada por Osterbrock (1989) .
- Columna 7: anchura equivalente en H α (Å).

-
- Columna 8: masa estelar ($10^5 M_{\odot}$).
 - Columna 9: tasa de formación estelar ($10^{-2} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$) utilizando la expresión propuesta por (Kennicutt 1998a)
 - Columna 10: tasa de formación estelar por unidad de área ($M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$)
 - Columna 11: Número de estrellas de tipo O5V obtenidas de la luminosidad $H\alpha$ (Kennicutt 1988).

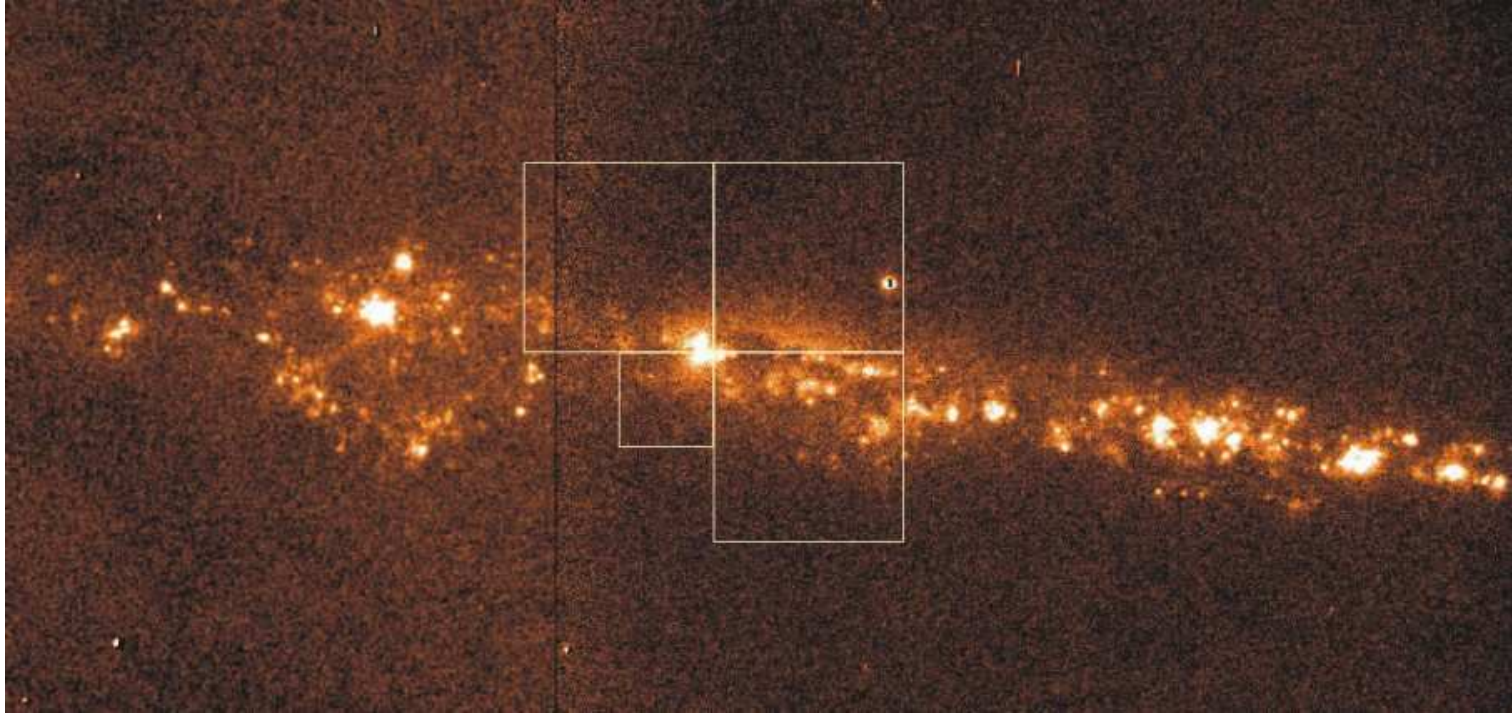


Figura 6.5: Imagen de NGC 4631 en el filtro de $H\alpha$ tomada con el telescopio JKT. Superpuesta a la imagen se puede ver el campo de la cámara WFPC2.

Tabla 6.4: Catálogo de las regiones HII en NGC 4631 en H α (JKT).

Id. (1)	Área (2)	R (3)	F _{Hα} (4)	L _{Hα} (5)	N _{tot} ^a (6)	W(H α) (7)	M _{estelar} (8)	SFR (9)	Σ_{SFR} (10)	#O5V (11)
1	0.1987 ±0.0037	251.50±0.29	141.6 ± 5.2	21.29 ±0.78	155.7 ± 5.7	202	2.192 ±0.080	1.682 ±0.061	0.0847±0.0047	32
2	0.1099 ±0.0012	187.04±0.39	19.3 ± 1.2	2.91 ±0.19	21.2 ± 1.4	88	0.618 ±0.040	0.230 ±0.015	0.0209±0.0016	4
3	0.0626 ±0.0026	141.14±0.51	59.1 ± 3.5	8.88 ±0.53	64.9 ± 3.9	214	0.867 ±0.052	0.702 ±0.042	0.112 ±0.011	13
4	0.4020 ±0.0022	357.73±0.20	185 ±23	27.9 ±3.5	204 ±26	151	3.62 ±0.45	2.20 ±0.28	0.0547±0.0072	42
5	0.1477 ±0.0066	216.85±0.33	65.23± 0.84	9.81 ±0.13	71.70± 0.93	153	1.255 ±0.016	0.775 ±0.010	0.0525±0.0030	15
7	0.5287 ±0.0064	410.22±0.18	824 ±13	123.8 ±2.0	905 ±14	281	9.67 ±0.15	9.78 ±0.16	0.1851±0.0052	186
9	0.245 ±0.013	279.50±0.26	238 ±11	35.8 ±1.6	262 ±12	514	1.991 ±0.091	2.83 ±0.13	0.115 ±0.011	54
10	0.1621 ±0.0016	227.13±0.32	58.6 ± 1.2	8.81 ±0.18	64.4 ± 1.3	192	0.944 ±0.019	0.696 ±0.014	0.0429±0.0013	13
11	0.1990 ±0.0030	251.69±0.29	56 ±13	8.4 ±1.9	62 ±14	185	0.93 ±0.21	0.67 ±0.15	0.0335±0.0080	13
12	0.1852 ±0.0040	242.77±0.30	61.2 ± 2.2	9.21 ±0.32	67.3 ± 2.4	108	1.612 ±0.057	0.728 ±0.026	0.0393±0.0022	14
13	0.1033 ±0.0018	181.30±0.40	43.8 ± 1.7	6.59 ±0.26	48.2 ± 1.9	93	1.334 ±0.053	0.521 ±0.021	0.0504±0.0029	10
14	0.1789 ±0.0073	238.64±0.30	32 ±12	4.8 ±1.7	35 ±13	71	1.25 ±0.45	0.38 ±0.14	0.0212±0.0086	7
15	0.0377 ±0.0057	109.55±0.66	37.06± 0.37	5.573±0.056	40.74± 0.41	275	0.4371±0.0044	0.4403±0.0044	0.117 ±0.019	8
16	0.1075 ±0.0011	184.95±0.39	67.7 ± 3.5	10.19 ±0.53	74.5 ± 3.9	168	1.205 ±0.062	0.805 ±0.042	0.0749±0.0046	15
18	0.0704 ±0.0010	149.73±0.48	21.38± 0.58	3.214±0.088	23.50± 0.64	58	0.993 ±0.027	0.2539±0.0069	0.0361±0.0015	5
20	0.9980 ±0.0066	563.62±0.13	1001.4 ± 4.0	150.59 ±0.60	1100.8 ± 4.4	84	33.74 ±0.13	11.896 ±0.047	0.1192±0.0013	226
21	0.10105±0.00026	179.34±0.40	46.9 ± 5.5	7.05 ±0.82	51.5 ± 6.0	74	1.79 ±0.21	0.557 ±0.065	0.0551±0.0066	11
22	0.3913 ±0.0043	352.91±0.20	278 ±48	41.9 ±7.2	306 ±53	102	7.7 ±1.3	3.31 ±0.57	0.085 ±0.016	63
23	0.246 ±0.012	279.73±0.26	240 ±13	36.1 ±1.9	264 ±14	70	9.53 ±0.50	2.85 ±0.15	0.116 ±0.012	54
24	0.1822 ±0.0023	240.80±0.30	175.0 ± 5.0	26.31 ±0.75	192.3 ± 5.4	88	5.60 ±0.16	2.078 ±0.059	0.1141±0.0047	40
25	0.2519 ±0.0071	283.16±0.26	178 ±11	26.8 ±1.6	196 ±12	96	5.26 ±0.31	2.12 ±0.13	0.0841±0.0074	40
26	0.1707 ±0.0050	233.09±0.31	161.2 ± 6.4	24.23 ±0.97	177.1 ± 7.1	154	3.10 ±0.12	1.914 ±0.076	0.1122±0.0078	36
27	0.1883 ±0.0031	244.82±0.29	333 ±23	50.1 ±3.4	366 ±25	213	4.93 ±0.33	3.96 ±0.27	0.210 ±0.018	75
29	0.1798 ±0.0049	239.23±0.30	66.9 ± 1.3	10.06 ±0.20	73.5 ± 1.4	88	2.160 ±0.042	0.795 ±0.016	0.0442±0.0021	15
31+33	0.1984 ±0.0073	251.30±0.29	72.4 ± 5.2	10.89 ±0.79	79.6 ± 5.8	105	1.95 ±0.14	0.860 ±0.062	0.0434±0.0047	16
32	0.067 ±0.013	145.53±0.50	18.4 ± 6.0	2.76 ±0.89	20.2 ± 6.5	79	0.65 ±0.21	0.218 ±0.071	0.033 ±0.017	4
34	0.278 ±0.022	297.33±0.24	409.7 ± 7.1	61.6 ±1.1	450.4 ± 7.8	143	8.32 ±0.14	4.867 ±0.084	0.175 ±0.017	92
36	0.30421±0.00023	311.18±0.23	514 ±14	77.3 ±2.0	565 ±15	245	6.65 ±0.18	6.11 ±0.16	0.2008±0.0054	116
37	0.198 ±0.015	251.22±0.29	315 ±14	47.3 ±2.2	346 ±16	298	3.59 ±0.16	3.74 ±0.17	0.189 ±0.023	71
38	0.1833 ±0.0058	241.57±0.30	126.9 ± 5.1	19.08 ±0.76	139.5 ± 5.6	172	2.217 ±0.088	1.507 ±0.060	0.0822±0.0059	29
39	0.07751±0.00025	157.07±0.46	82.3 ± 2.3	12.38 ±0.35	90.5 ± 2.6	267	0.969 ±0.028	0.978 ±0.028	0.1262±0.0040	19
41	0.495 ±0.017	396.77±0.18	657 ±59	98.8 ±8.8	722 ±64	296	7.51 ±0.67	7.80 ±0.70	0.158 ±0.019	148
42	0.0703 ±0.0022	149.55±0.48	128.5 ± 1.2	19.32 ±0.18	141.2 ± 1.3	488	1.125 ±0.010	1.526 ±0.014	0.2172±0.0089	29
43	0.0433 ±0.0031	117.38±0.61	22.5 ± 2.6	3.39 ±0.39	24.7 ± 2.8	187	0.370 ±0.042	0.267 ±0.030	0.062 ±0.011	5
44	0.2114 ±0.0023	259.40±0.28	313.32± 0.95	47.11 ±0.14	344.4 ± 1.0	293	3.601 ±0.011	3.722 ±0.011	0.1761±0.0024	71
45	0.0435 ±0.0027	117.64±0.61	37.0 ± 4.9	5.57 ±0.74	40.7 ± 5.4	426	0.364 ±0.048	0.440 ±0.059	0.101 ±0.020	8
46	0.1262 ±0.0099	200.44±0.36	155.6 ± 6.5	23.40 ±0.98	171.1 ± 7.2	361	1.623 ±0.068	1.849 ±0.078	0.146 ±0.018	35
47	0.423 ±0.013	366.84±0.20	526 ±11	79.1 ±1.6	578 ±12	234	7.12 ±0.14	6.25 ±0.13	0.1478±0.0074	119

Ver texto para una explicación completa de la tabla. [Unidades: (2) kiloparsecs², (3) parsecs, (4) 10⁻¹⁵ erg s⁻¹ cm⁻², (5) 10³⁸ erg s⁻¹, (6) 10⁴⁹ s⁻¹, (7) angstroms, (8) 10⁵ M_⊙, (9) 10⁻² M_⊙ año⁻¹, (10) M_⊙ año⁻¹ kpc⁻²].

6.5.1 Comparación de las medidas en el JKT y el HST

En el apartado 6.2.2 comparamos la imagen del HST con la imagen de Smith et al. (2001) con la finalidad de comprobar la calibración. En este apartado vamos a comparar los flujos en un área extensa del centro de la imagen del HST y la imagen del JKT. Hemos estimado el flujo encerrado por una apertura circular de unos $50''$. Los flujos medidos son: $4.09 \times 10^{-12} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ en la imagen del HST y $3.47 \times 10^{-12} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ para la del JKT. Vemos que los valores son similares teniendo en cuenta los errores en el centrado de las aperturas y en menor medida la diferencia en los tamaños de pixeles de las imágenes.

Con la finalidad de predecir la formación estelar en otras zonas del disco de la galaxia hemos medido el flujo con una apertura del mismo radio en diferentes posiciones a lo largo del eje mayor de la galaxia. En la Figura 6.6 vemos la evolución espacial de los flujos medidos en aperturas del mismo tamaño que en la comparación anterior ($50''$ equivalente a ~ 1.8 kpc), en seis posiciones a lo largo del eje mayor de la galaxia. La posición correspondiente al centro de la galaxia, también observado por el HST, es la 3. Vemos que a medida que nos movemos hacia el oeste el flujo en $H\alpha$ permanece muy similar al medido en el centro unos 3.6 kpc, y luego decae hasta la mitad aproximadamente, lo cual prodría estar indicando que la formación estelar en esta zona tan extensa es similar a la formación estelar en el centro. Si nos movemos hacia el este el comportamiento es similar; en la posición contigua al centro el flujo es mayor, indicando una formación estelar más alta y posteriormente el flujo disminuye fuertemente respecto al flujo en la zona central de la galaxia. En esta posición tan brillante coinciden las regiones HII 7, 9 y 12 del catálogo presentado anteriormente (Tabla 6.4). La región # 7 es la segunda más brillante de toda la galaxia en $H\alpha$, después de la región # 20, localizada en el centro de la galaxia. Esto nos indica que la formación estelar en esta posición debe ser muy intensa, lo que la convierte en una zona clave para estudiar la formación de superburbujas en el halo. También muestra que, tomando $H\alpha$ como indicador, la formación estelar más intensa no está sucediendo en el centro, sino desplazada ~ 3.6 kpc del mismo.

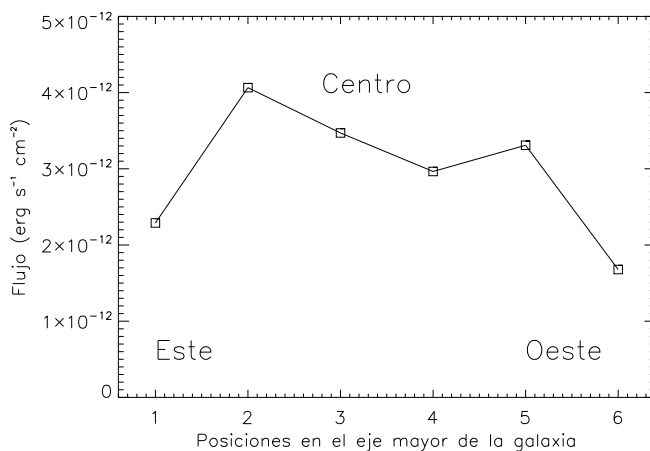


Figura 6.6: Flujos a lo largo del eje mayor de la galaxia NGC 4631. Se han medido los flujos con aperturas de radio $50''$, en seis posiciones a lo largo del eje mayor de la galaxia. La posición correspondiente al centro de la galaxia observado por el HST es la 3.

6.6 Estudio cinemático de NGC 4631

Recordemos que nuestro objetivo último es determinar si las galaxias analizadas están o no desarrollando SVG. En el caso de NGC 4631, se ha detectado emisión en rayos X en el halo (Wang et al. 2001) que es un indicador de gas caliente, excediendo las dimensiones del disco. Con las observaciones espectroscópicas, que hemos analizado y que presentamos a continuación, pretendemos analizar si esta emisión es debida a un superviento galáctico o está contenida dentro de alguna estructura, lo que indicaría el confinamiento del material procesado.

1. DATOS DE TAURUS (FABRY-PEROT)

Hemos analizado un cubo de datos de TAURUS de NGC 4631. Un cubo corregido en fase de TAURUS, consiste en una superposición de imágenes que van barriendo un rango de longitud de onda, como se explicó en la sección 3.4.1, donde resumimos las observaciones del Fabry-Perot y las características del programa MATADOR utilizado para el análisis de estas observaciones. Del análisis global de un cubo de datos – ajuste simultáneo de la línea de emisión en un área definida – se obtiene un conjunto de mapas que son de gran ayuda para la discusión y análisis de resultados. En el ajuste, por ejemplo, de una gaussiana a la emisión de la línea de $H\alpha$ se obtienen cuatro mapas conteniendo: la intensidad del pico, la sigma, la velocidad y el continuo.

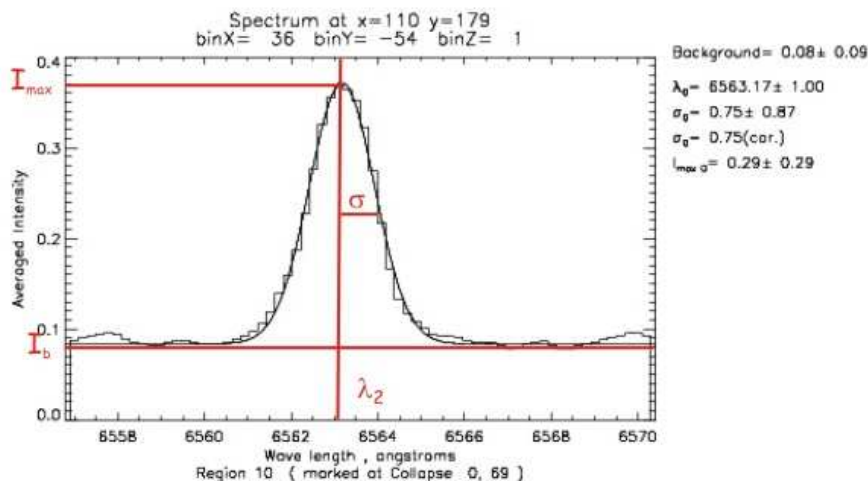


Figura 6.7: Espectro ajustado que proporciona MATADOR; en él se hace un esquema del ajuste que hace la herramienta *GlobalFit* a cada punto XY del cubo, con los parámetros que determina.

Características del cubo de datos:

- seeing = 1''
- $\lambda_o = 6568 \text{ \AA}$
- $\Delta\lambda = 0.27 \text{ \AA}$
- Tamaño = 2'53 x 2'53
- escala espacial = 0.5 ''/pix.

MATADOR consta de múltiples tareas que permiten el análisis de estos cubos de datos. La herramienta *GlobalFit* permite ajustar el espectro (Z) de cada punto del mapa (X-Y) mediante una gaussiana (o cualquier otra función matemática) dando de salida cuatro mapas resultantes de este ajuste (ver Fig. 6.7): continuo (I_b), intensidad del pico en la línea (I_{max}), dispersión (anchura) de la gaussiana ajustada (σ) y longitud de onda del máximo (λ_2), de esta última se calcula el mapa de velocidades haciendo la diferencia entre la longitud de onda de la línea en reposo en la galaxia (en este caso H α , λ_1) con la longitud de onda del ajuste (λ_2). En las Figuras 6.8 - 6.9 y 6.10 presentamos los mapas resultantes del ajuste del cubo de datos de NGC 4631. En el primero se muestra la amplitud, el segundo enseña la sigma de la gaussiana ajustada y el tercero es el mapa de velocidad. Estos mapas nos permiten estudiar el comportamiento de la intensidad y la sigma de la línea de H α en cada una de las regiones HII.

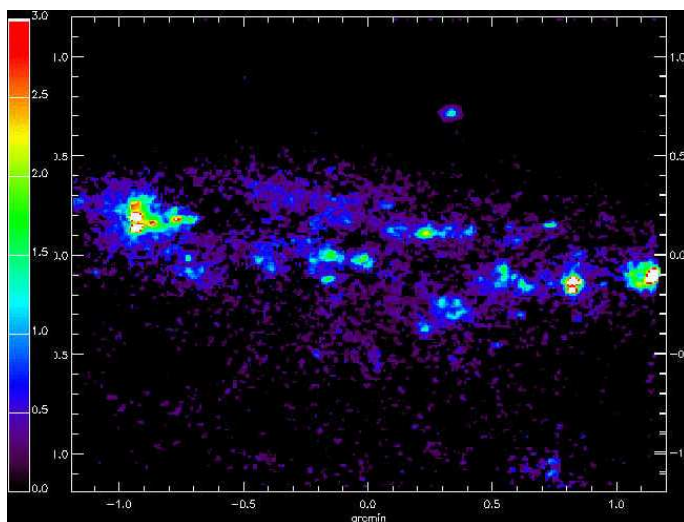


Figura 6.8: Mapa de amplitud de la línea de H α (corresponde a I_{max}). Orientación imagen: norte arriba y este a la izquierda.

Si tomamos como referencia la σ instrumental ($\sigma_{inst} = 21.13 \text{ km s}^{-1}$; la sigma térmica está por debajo de ésta, $\sigma_{th} = 9.11 \text{ km s}^{-1}$) vemos un ensanchamiento de la línea de H α en prácticamente todo el disco de la galaxia; en cambio, apreciamos que existen puntos en el halo de la galaxia donde la línea presenta un perfil más estrecho, con una anchura definida únicamente por el ancho instrumental (para más información ver Muñoz-Tuñón 1993).

A partir del mapa de velocidad (Fig. 6.10) obtenemos que la galaxia tiene una velocidad similar a la medida por otros autores (617 km/s; Golla y Wielebinski 1994; Weliachew,

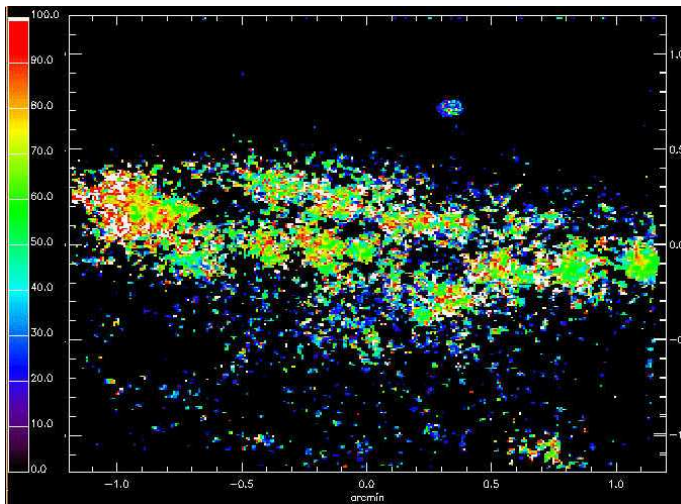


Figura 6.9: Mapa de sigma de la línea de $H\alpha$ que nos da una estimación del ensanchamiento que está sufriendo la línea de $H\alpha$ en ese punto (σ). Orientación imagen: norte arriba y este a la izquierda.

Sancisi y Guelin 1978). En la Figura 6.11 podemos ver la curva de rotación obtenida a partir del mapa de $H\text{I}$ por Weliachew, Sancisi y Guelin (1978), que coincide con la que se obtiene del mapa de TAURUS de este trabajo.

En el mapa de intensidad de la línea en el halo pueden apreciarse múltiples estructuras en forma de rizos o arcos, que son más extensas en el lado sur del halo de la galaxia, coincidiendo con la dirección en la que se encuentra la galaxia compañera NGC 4656. En este trabajo buscamos estructuras que den testimonio de la interacción de la formación estelar del disco con el halo de la galaxia. Buscamos evidencias cinemáticas de supervientos galácticos. Las burbujas son las primeras estructuras en la evolución de un viento estelar propagándose en el halo (ver sección 2.1). El siguiente paso en este análisis fue el estudio de la emisión en el halo de la galaxia.

Por tanto, del análisis de las estructuras con TAURUS concluimos una distribución asimétrica con emisión en el halo en la zona sur de la galaxia.

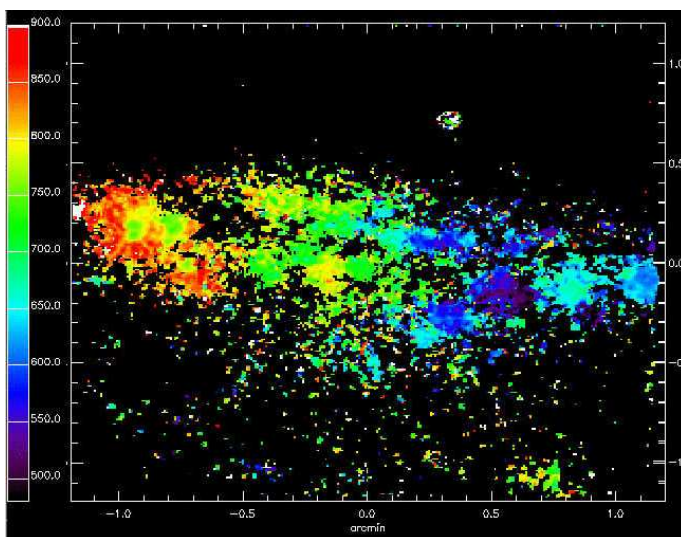


Figura 6.10: Mapa de velocidad de NGC 4631. Orientación imagen: norte arriba y este a la izquierda.

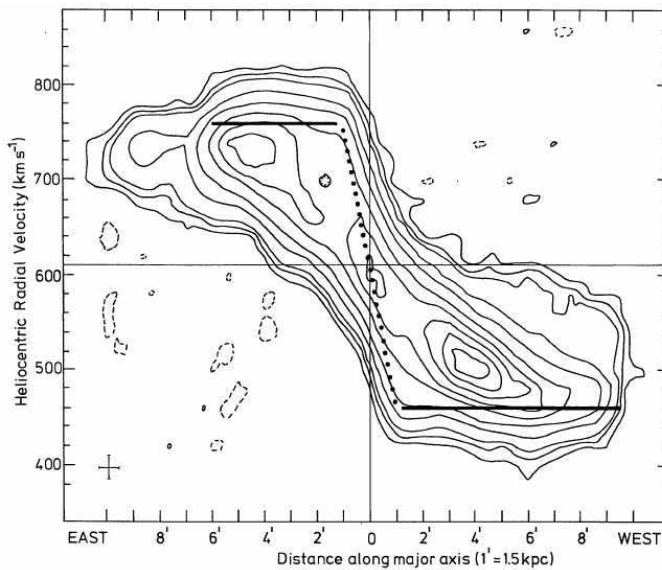


Figura 6.11: Curva de velocidad de NGC 4631 (Weliachew, Sancisi y Guelin 1978).

2. RENDIJA LARGA EN EL EJE MENOR

Para confirmar la asimetría de la emisión del halo hemos analizado un espectro tomado con rendija larga en el halo de la galaxia cruzando el disco de la misma. En los espectros de la rendija (Figura 6.12) se puede apreciar que la emisión en la línea de $H\alpha$ es muy intensa y también es muy importante la contribución de los dobletes de $[\text{NII}]\lambda 6548.1+6583.6 \text{ \AA}$ y $[\text{SII}]\lambda 6717.0+6731.3 \text{ \AA}$. El espectro fué tomado con ISIS en el telescopio WHT (4.2m, ORM) y las características del espectro son:

- Rango espectral: $\sim [6200,6900]$
- Resolución espectral: $\Delta\lambda = 0.78 \text{ \AA}$
- Longitud rendija: $6'' = 218.3 \text{ pc}$
- Tamaño pixel: $24 \mu\text{m} = 0''.358 = 13.02 \text{ pc}$

En la Figura 6.12 se presentan los espectros de varias zonas a lo largo de la rendija. En la imagen central del núcleo de la galaxia en $H\alpha$ se ha superpuesto la posición y tamaño de la rendija en la que se marcan además las cuatro posiciones de donde se han obtenido los espectros. El espectro A cubre el rango espectral completo, $[6200\text{\AA}, 6900\text{\AA}]$ en una zona del centro de la galaxia. Los espectros B y D corresponden a la línea de $H\alpha$ y el doblete de $[\text{NII}]$ y se han tomado en el halo de la galaxia, en el norte y sur de la misma, respectivamente. El espectro C se ha tomado del centro del disco también corresponde a la línea de $H\alpha$ y $[\text{NII}]$. En este último espectro se puede apreciar el desdoblamiento de la línea de $H\alpha$, que se encuentra a lo largo de una región de unos 55 pc. Podríamos identificar este rasgo con una burbuja en el centro de la galaxia. El tamaño de los perfiles de las líneas es

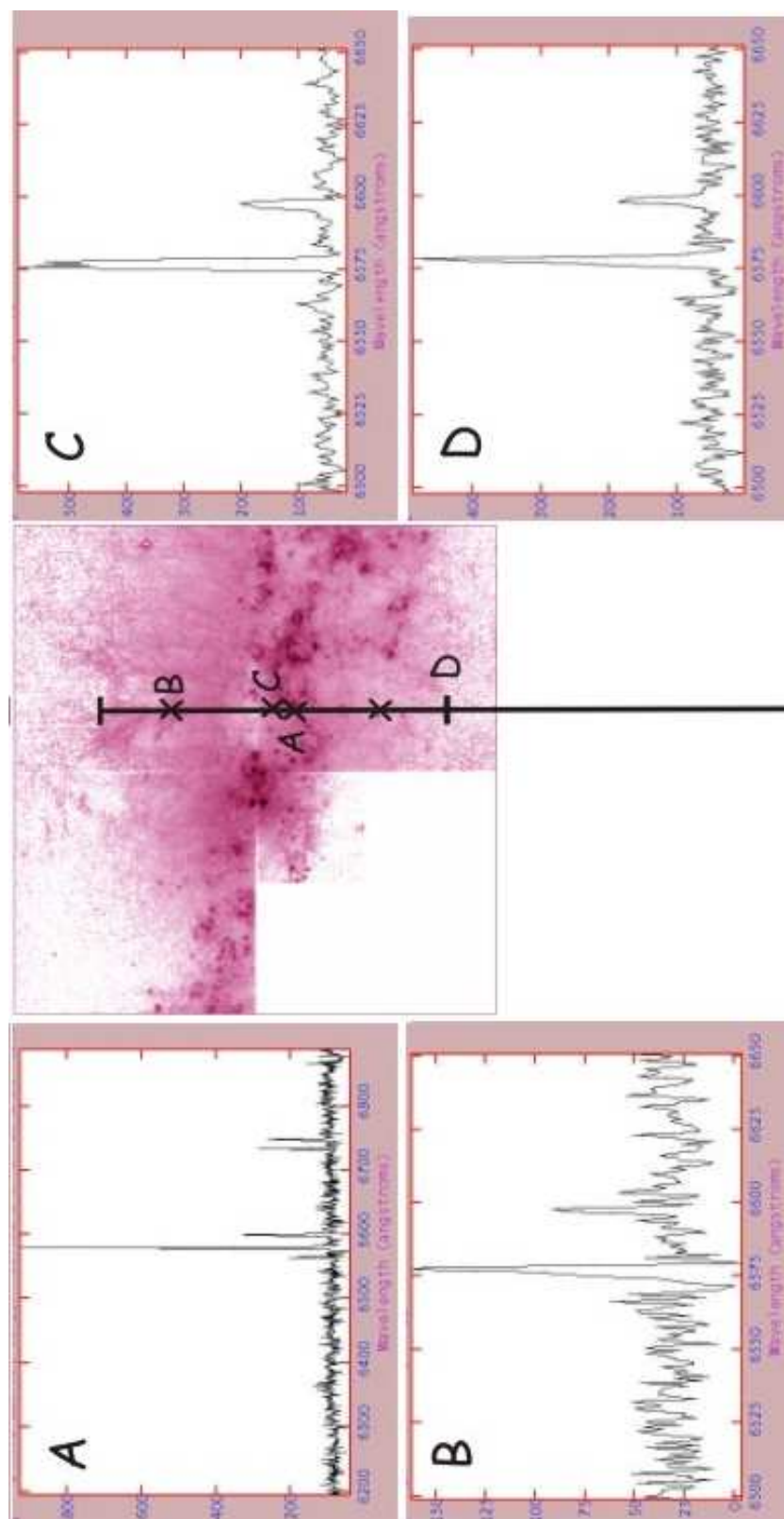


Figura 6.12: Espectros en cuatro regiones a lo largo de la rendija en NGC 4631. La rendija atraviesa el centro de la galaxia de norte a sur. A: espectro completo [6200A,6900A]; B y D: línea de H α y el doblete del [NII] en el norte y sur del halo, respectivamente; C: línea de H α y [NII] en el centro del disco, la línea de H α está desdoblada (Melo y Muñoz-Tuñón 2002).

aproximadamente $6'$ (218.3 pc) y la separación de la línea da cuenta de velocidades en el rango de 40 a 85 km s^{-1} .

De los espectros de la rendija observamos que hay emisión en el halo a ambos lados del disco. El cociente de emisión entre ambos es muy grande lo que explica la ausencia de detección en el lado N en el mapa de TAURUS. La sensibilidad de TAURUS es mucho menor que ISIS. En las observaciones de TAURUS no detectamos emisión en el norte del halo pero comprobamos en las observaciones de la rendija que si existe emisión en ambos lados del mismo.

6.6.1 Burbuja en el halo sur de NGC 4631

Pasamos a estudiar la emisión en el halo sur de la galaxia utilizando el cubo de datos TAURUS.

Muñoz-Tuñón et al. (1996) presentan un esquema de las características en intensidad y sigma que presentaría una burbuja (Figura 6.13) en expansión. Es decir, si tenemos una burbuja y somos capaces de resolverla espacialmente veremos que en el centro de la burbuja la intensidad es pequeña y la sigma es máxima (suponiendo que el perfil doble está ajustado con una única gaussiana), en cambio en los bordes la sigma decrece hasta el ancho instrumental que coincide con la lámpara de calibración en nuestro cubo de TAURUS y tenemos un máximo de intensidad (ver Fig. 6.13).

Pasamos a buscar estructuras de burbujas en el cubo de TAURUS estudiando los mapas de anchura de las línea de $H\alpha$. Primero mostramos las zonas del mapa que tienen ensanchamiento típico de la lámpara de calibración, es decir, zonas en las que no tenemos ensanchamientos debido a movimientos de masa. Para ello aplicamos una máscara al mapa de intensidad para aquellos puntos con un valor de sigma similar al de la lámpara de calibración. Encontramos un resultado muy interesante, los puntos donde la línea de $H\alpha$ no está ensanchada no sólo se encuentran localizados en los centros de la mayoría de las regiones HII, sino que delimitan las zonas que tienen emisión en rayos-X, pudiéndose distinguir varios rizos, arcos, etc. Esto lo apreciamos al superponerle a la máscara la imagen de emisión de rayos-X¹ (NASA/UMass/d.Wang et al.; ver Fig. 6.1).

El caso más evidente es una burbuja asociada a las regiones HII #20 y #21 (ver catálogo, Tabla 6.4), las regiones más brillantes de la zona central de la galaxia, que son, por tanto, las mejores candidatas para evolucionar cinéticamente hacia el halo con la posibilidad de formar una superburbuja.

Vamos a continuación, a buscar otros argumentos que corroboren o no la hipótesis anterior. En el cubo de TAURUS podemos medir el tamaño y velocidad de esta burbuja, obtenemos:

$$\text{Radio} = 0.6 = 1310 \text{ pc}$$

$$\text{Velocidad} = 85 \text{ km s}^{-1}$$

Podemos estimar la energía mecánica necesaria para formar una burbuja de estas características, utilizando las expresiones propuestas por Tenorio-Tagle, Muñoz-Tuñón y Cid-Fernandes (1996):

¹<http://chandra.harvard.edu/photo/2001/1138/more.html>

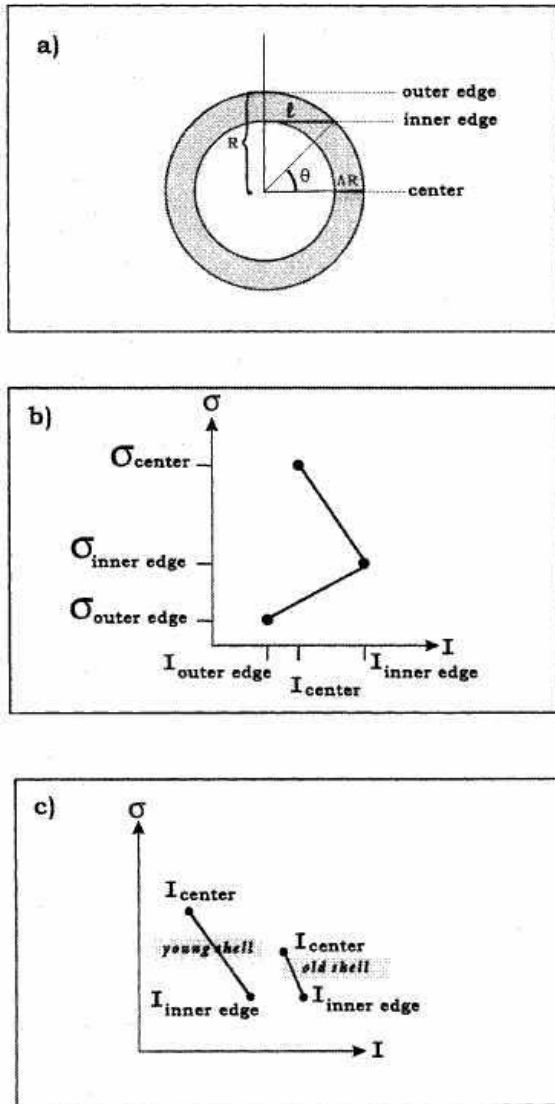


Figura 6.13: Diagrama esquemático de σ frente a la intensidad (I) de una burbuja ideal ópticamente delgada (Muñoz-Tuñón et al. 1996).

$$\frac{L_{mec}}{n} = \left(\frac{V_s}{100} \right)^3 \left(\frac{R_s}{1.6} \right)^2 \quad (6.5)$$

Donde:

- V_s es la velocidad en km s^{-1}
- R_s es el radio exterior de la burbuja en parsecs
- n es la densidad del medio interestelar en cm^{-3} . Consideraremos $n = 0.2 \text{ cm}^{-3}$ como en Smith et al. (2001).
- L_{mec} es la luminosidad mecánica del viento en unidades de $10^{36} \text{ erg s}^{-1}$

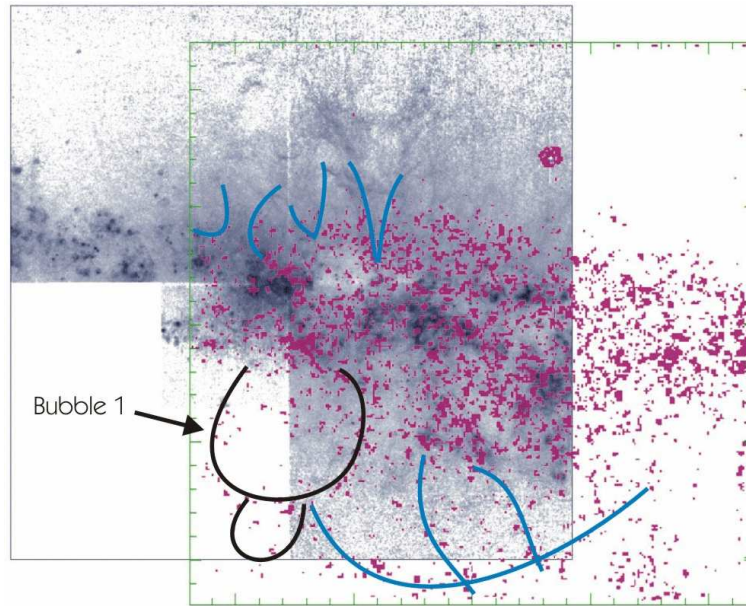


Figura 6.14: Composición de la imagen $H\alpha$ de NGC4631 en la que se ha superpuesto la emisión del cubo de datos de TAURUS de aquellos puntos que tienen sigma pequeña (similar a la de la lámpara de calibración). Se han marcado los rasgos más claros de arcos y bucles (azul) y de una estructura de burbuja (negro) en la parte sur de la galaxia. Las regiones #20 y #21 coinciden con el centro de la imagen $H\alpha$ de la WFPC2/HST.

Obtenemos que la luminosidad mecánica del viento es $E = 8.232 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$.

Por otro lado también podemos calcular el valor de la luminosidad mecánica del brote utilizando los modelos de Starburst99, (Leitherer et al. 1999). Para ello a partir de la anchura equivalente (80 \AA) y el número de fotones ionizantes ($1152.3 \times 10^{49} \text{ s}^{-1}$) estimamos la edad (6.4 Maño) y masa del brote ($3.53 \times 10^6 M_{\odot}$) y finalmente la luminosidad mecánica: $E = 8.62 \times 10^{40} \text{ erg/s}$.

Los dos valores encontrados son muy similares. La energía necesaria para obtener los parámetros que medimos en la burbuja y la energía mecánica del brote que se mide en su centro. Es decir, la cantidad de energía mecánica producida por el brote es similar a la necesaria para formar la estructura de burbuja observada, lo cual podría ser una confirmación de que hay una relación causa-efecto y la burbuja está producida por el conjunto de SSC que se encuentran en las regiones HII #20 y #21.

Muñoz-Tuñón et al. (1996) también propusieron otro tipo de análisis. Se trata de estudiar el diagrama de dispersión de velocidad (sigma) frente a la intensidad (I), que es un excelente diagnóstico para separar los principales mecanismos de ensanchamiento. Nos permite averiguar el grado de evolución de las regiones HII gigantes, desde su formación hasta la total dispersión del gas ionizado. En la Figura 6.15 se representa la evolución de un brote masivo de formación de estrellas, según lo proponen estos autores.

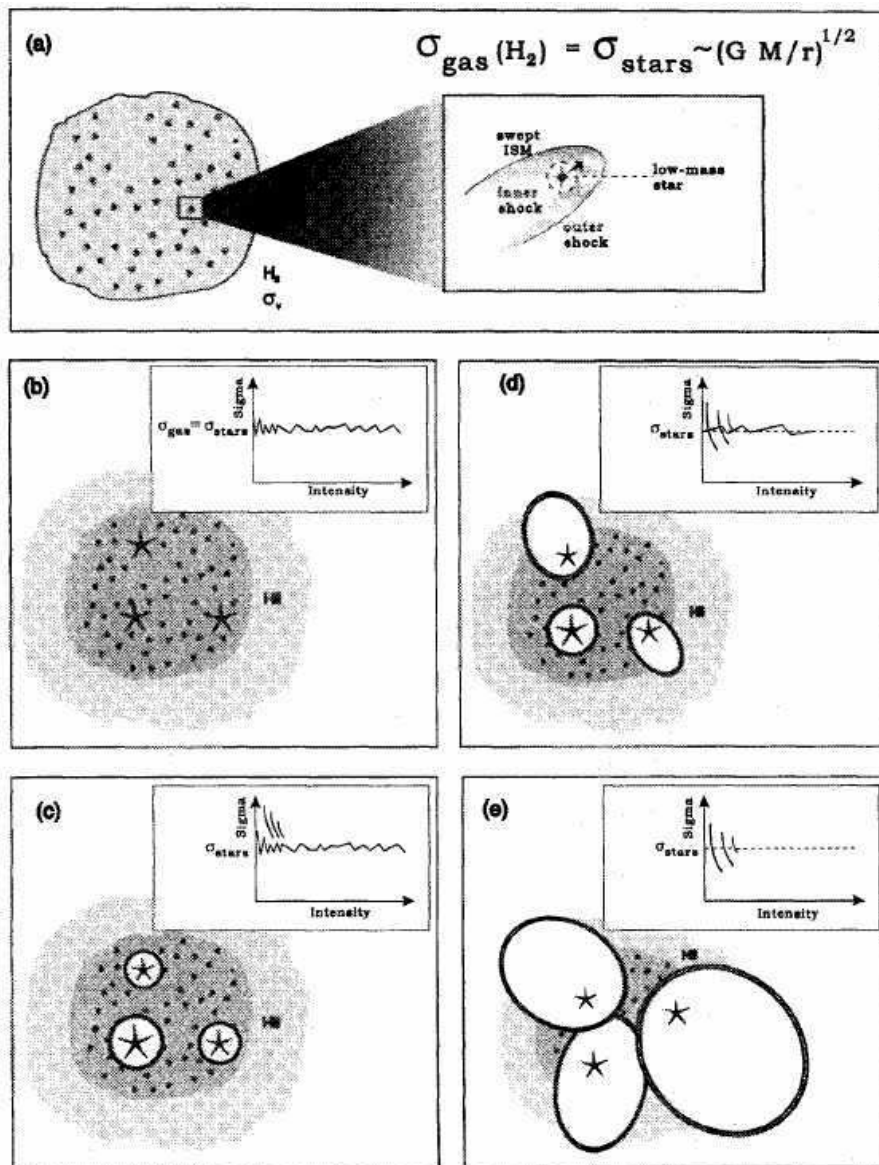


Figura 6.15: Evolución de un brote masivo de formación estelar. (A) Un gran complejo molecular se colapsa formando una nube proto-cúmulo. Los movimientos de las estrellas de baja masa paran el colapso. La transferencia de momento de los millones de soles al gas se hace mediante los cometas que se generan en la dirección del movimiento de las estrellas por la deformación del viento estelar asociado. (B) Las estrellas masivas (símbolos estrellas grandes) fotoionizan el gas circundante y crean la región HII gigante. (C,D,E) Muestran los efectos progresivos de la energía mecánica de las estrellas masivas. Generan burbujas y cascarones que al exceder las dimensiones de la nube se romperán dispersando el gas de la nube (Muñoz-Tuñón et al. 1996).

En la Fig. 6.16 presentamos los diagramas sigma-intensidad para la región S20+21 (incluyendo la burbuja) y para la zona cubierta por la burbuja asociada con esta región. El diagrama sigma-intensidad para toda la región (incluida la burbuja) muestran un grado de evolución que podría identificarse con la imagen D de la Figura 6.15. En el diagrama de la burbuja vemos que hay una gran dispersión en velocidad frente a una intensidad muy pequeña.

Podemos obtener también el espesor del cascarón, utilizando la expresión presentada por Muñoz-Tuñón et al. (1996); necesitamos medir la intensidad en el centro y en el borde interior (Fig. 6.13)

$$\frac{I_{inner-shell}}{I_{center}} = \sqrt{\frac{2R}{\Delta R - 1}} \quad (6.6)$$

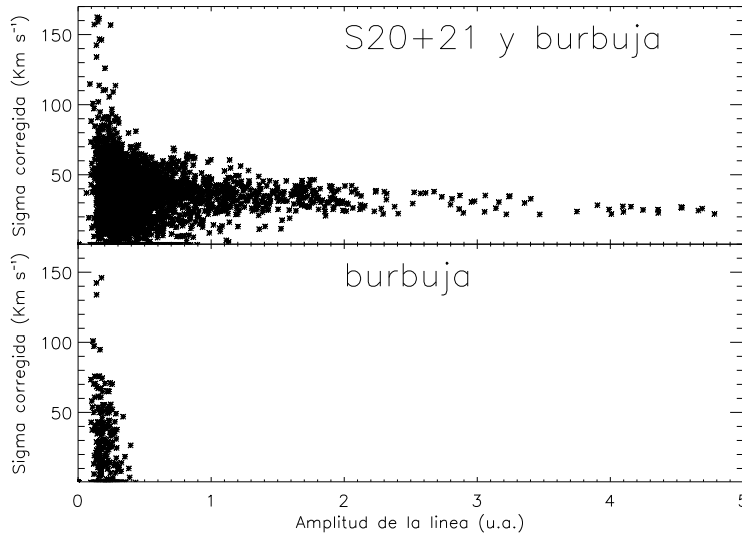


Figura 6.16: Diagramas sigma-intensidad de la región S20+21 (arriba) y de la burbuja asociada a ella (abajo).

Sabiendo que cuando representamos el diagrama sigma-intensidad solamente para la región correspondiente a la burbuja (Fig. 6.16) obtenemos que la $I_{inner-shell} = 0.4$ y $I_{center} = 0.1$ deducimos que el espesor de la burbuja es $\Delta R = 165 \text{ pc}$. Este valor es consistente con lo observado en el mapa de sigmas pequeñas, que nos da una idea del espesor del cascarón.

En la Figura 6.17 presentamos los espectros medios de diferentes zonas del cubo de TAURUS de $H\alpha$, las zonas están marcadas en las imágenes de la izquierda. La línea de $H\alpha$ se desdobra hacia los dos lados del halo de la galaxia. Vemos que hay una componente que permanece en la misma posición en todos los espectros y una segunda componente que cambia de intensidad y velocidad en las diferentes posiciones. La diferencia entre ambas componentes es siempre menor que 100 km/s. En las imágenes de la izquierda también se marca la burbuja que hemos estudiado (circulo amarillo). La primera región toma el espectro sobre las regiones # 20 y # 21 (catálogo 6.4), en las que la línea en $H\alpha$ no se

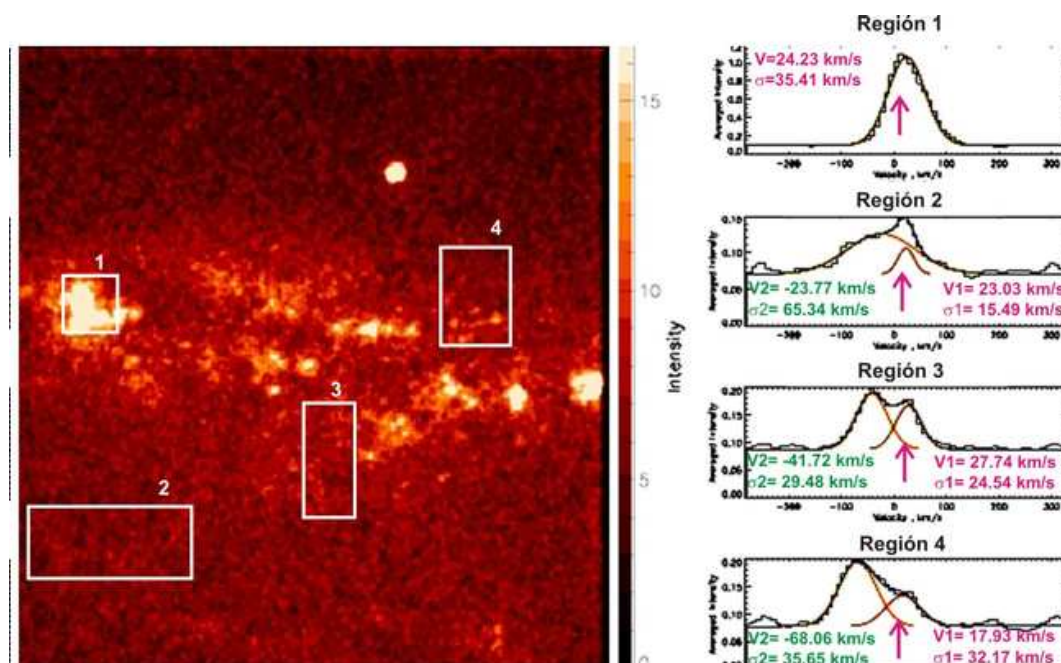


Figura 6.17: Espectros medios en cuatro regiones del cubo de datos de TAURUS en NGC 4631. A la izquierda se presenta la imagen colapsada en $H\alpha$ de TAURUS. En esta se marcan con cajas las zonas donde se han obtenido los espectros que se muestran a la derecha y la estructura de burbuja dentro de un círculo (Orientación imagen: norte arriba y este a la izquierda).

desdobra y tiene una velocidad de 24.23 km s^{-1} . La región número 2 muestra el espectro del extremo de la estructura de burbuja que hemos estudiado; la línea de $H\alpha$ se desdobra con una diferencia de velocidad entre las dos componentes de $\sim 47 \text{ km s}^{-1}$, que podría deberse al gas contenido dentro de la burbuja o a que la burbuja se hubiese roto en su extremo, como parece indicar el mapa de sigmas pequeñas mostrado en la Figura 6.14 (marcada en negro). Las regiones 3 y 4 se han tomado en el sur y norte del halo de la galaxia, respectivamente, en zonas cercanas a regiones HII. En ambas se desdobra la línea de $H\alpha$ con lo que en esas zonas hay material que está siendo inyectado al medio interestelar por los brotes de formación estelar. La diferencia de velocidades entre las dos componentes es de $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$ y $\sim 85 \text{ km s}^{-1}$, en las regiones 3 y 4 respectivamente.

Detectamos estructuras que muestran que las estrellas masivas de algunos SSC están interactuando no únicamente con el disco sino también con el halo. Sin embargo, las velocidades que hemos medido en los desdoblamientos de la línea de $H\alpha$ no son suficientes para expulsar material fuera de la galaxia.

En la Figura 6.18 se presenta una composición de las imágenes de $H\alpha$ del HST (rojo) y de rayos X (azul). Se han superpuesto las zonas que se analizaron en el cubo de TAURUS (Figura 6.17), excepto la zona 4 que cae fuera del campo de la imagen de $H\alpha$. La zona 1 se corresponde con los SSC 40 y 56 de nuestro catálogo (Tabla 6.2, y que a su vez se corresponden con las regiones HII # 20 y # 21 del catálogo 6.4). La zona 2 es el extremo de la burbuja asociada con estos dos SSC, que marcamos (amarillo) en la imagen; además también se superpone un rasgo en el extremo de la burbuja que podría asociarse con una

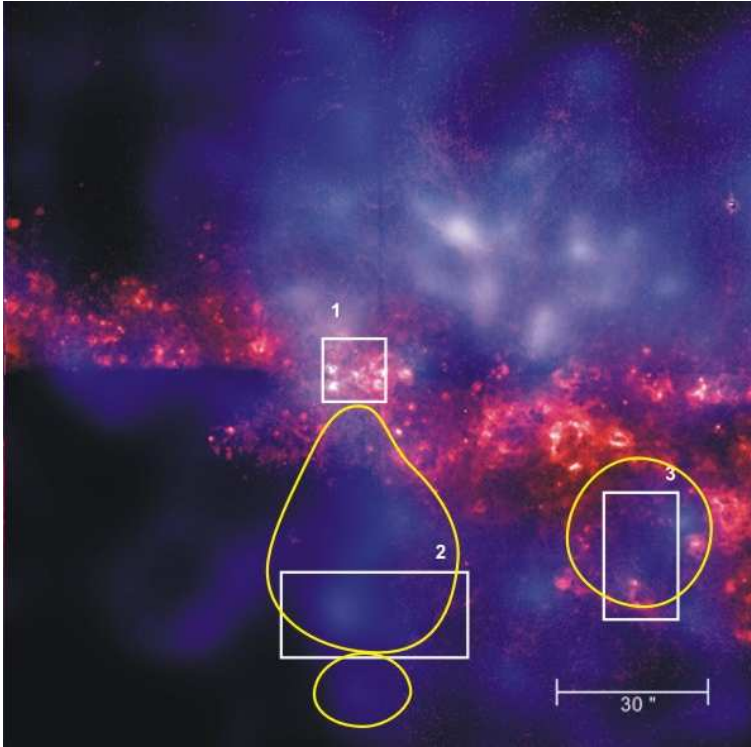


Figura 6.18: Imagen de $H\alpha$ con las candidatas a burbujas señaladas. Se han marcado las regiones analizadas en TAU-RUS que se muestran en la Figura 6.17, la región 4 queda fuera del campo de esta imagen. Se muestra la burbuja analizada en este capítulo y que se asocia con los SSC 40 y 56 de nuestro catálogo (equivalentes a las regiones HII # 20 y # 21) localizados en el centro de la imagen. También se ha marcado otra cavidad que podría identificarse como otra burbuja. Vemos que la emisión en rayos X (azul) rellena las burbujas que hemos detectado.

pequeña burbuja formada como consecuencia de la rotura de la burbuja que hemos analizado. Por último, analizamos la zona 3. Hemos visto que hay un desdoblamiento de la línea de $H\alpha$ teniendo una diferencia en velocidad entre las dos componentes de $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$. En la Figura 6.18 se puede apreciar una cavidad completamente cerrada que podría identificarse como otra burbuja añadiendo que en su interior tenemos emisión en rayos X y la línea de $H\alpha$ está desdoblada. Al noreste de esta cavidad tenemos un conjunto de SSC (números 5, 7, 10, 12, 13, 14, 15, 17, 19, 20 y 22, Tabla 6.2) que en el catálogo de regiones HII se agrupan en la región # 22 (Tabla 6.4). La emisión al oeste y al sur de la burbuja es únicamente emisión en $H\alpha$ (sin continuo de la línea), lo que podría asociarse con el material barrido en los bordes de la burbuja.

Si hacemos las estimaciones de la luminosidad mecánica como hicimos anteriormente para la otra burbuja tenemos lo siguiente:

1. Energía mecánica necesaria para formar una burbuja de estas características. Para una velocidad de 70 km s^{-1} y un radio de 910 pc necesitamos una $L_{mec} = 2.22 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$.
2. Energía mecánica de la región HII # 22 (Tabla 6.4). Con la anchura equivalente ($\mathcal{W}(H\alpha) = 102 \text{ \AA}$) y el número de fotones ionizantes ($N_{fot} = 3.06 \times 10^{51} \text{ s}^{-1}$) podemos obtener la edad (6.26 Ma) y masa ($0.77 \times 10^6 M_{\odot}$) de la región HII y finalmente estimar una luminosidad mecánica de $1.88 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$.

Por lo tanto, podría tratarse realmente de una segunda estructura de burbuja. En este caso la burbuja parece estar en el disco de la galaxia sin salir hacia el halo. Habría que

estudiar la emisión en rayos X cercana a esta burbuja para determinar si está relacionada con la emisión que parece estar englobada dentro de la estructura de la burbuja, para poder confirmar si está o no contenida por la burbuja.

7

Discusión

El objetivo principal de esta tesis ha sido identificar agentes responsables de generar los supervientos galácticos y detectar observables de los mismos. Estos SVG son uno de los fenómenos más violentos del universo local de los que aún quedan muchos aspectos por investigar; en concreto, en este trabajo, hemos pretendido caracterizar los parámetros y definir las condiciones necesarias para que una galaxia llegue a producirlos. Para ello ha sido necesario analizar los diversos elementos que definen el *starburst* e identificar rasgos que definan la existencia de un SVG consecuencia del mismo. Un *starburst* consiste en un brote violento de formación estelar, es decir, un proceso en el que se forman unas 10^9 estrellas en el centro de una galaxia simultáneamente; la energía implicada en este proceso es enorme, con lo que puede llegar a modificar la propia estructura de la galaxia anfitriona. Según hemos visto en los capítulos precedentes la formación estelar se estructura en entidades más pequeñas, los cúmulos y supercúmulos estelares. Hemos identificado diferentes tipos de cúmulos, más o menos compactos y en cantidad muy diferente en las distintas galaxias. Además, la tasa de formación de cúmulos va a depender directamente de la cantidad de gas que hay disponible en la zona donde se forman los cúmulos.

Pasaremos a discutir las condiciones que deben darse en una galaxia para desarrollar SVG intentando seguir un marco global que recorrerá las diferentes escalas y procesos implicados, desde el contenido de gas en la galaxia, hasta las estructuras formadas en cada una de las galaxias. Para simplificar la discusión seguimos los apartados esquematizados en la Fig. 7.1.

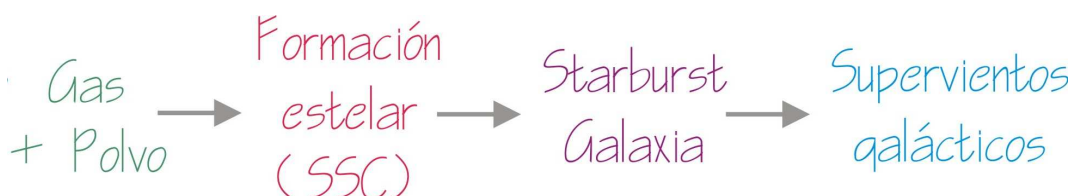


Figura 7.1: Secuencia seguida en la discusión para parametrizar y discutir la génesis y desarrollo de los supervientos galácticos.

También estudiaremos la posibilidad de encontrar en las galaxias una función inicial de cúmulos y se hará un repaso de la historia de la formación estelar en M82 basándonos en la literatura y en nuestros resultados, terminando por proponer un desenlace para la formación estelar para las galaxias de la muestra.

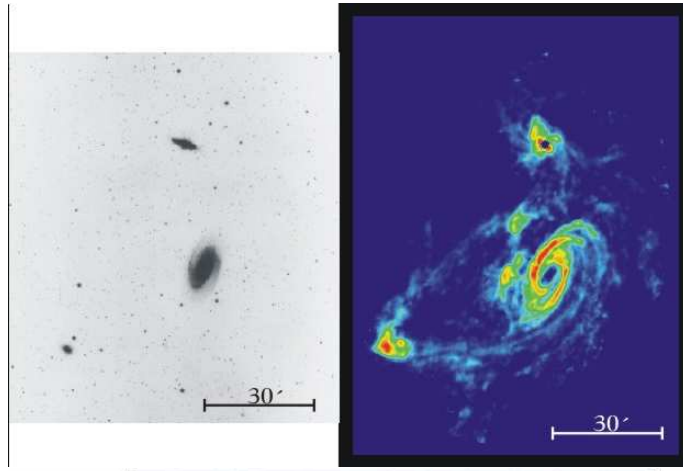
7.1 Gas

Las nubes moleculares son concentraciones de gas interestelar y polvo muy densas, en ellas tiene lugar la formación de las estrellas. Estas regiones son extremadamente frías ($T \sim 10\text{--}20$ K); a estas temperaturas los gases están en forma molecular y se concentran en agrupaciones de alta densidad. Las moléculas más comunes son el CO y H₂.

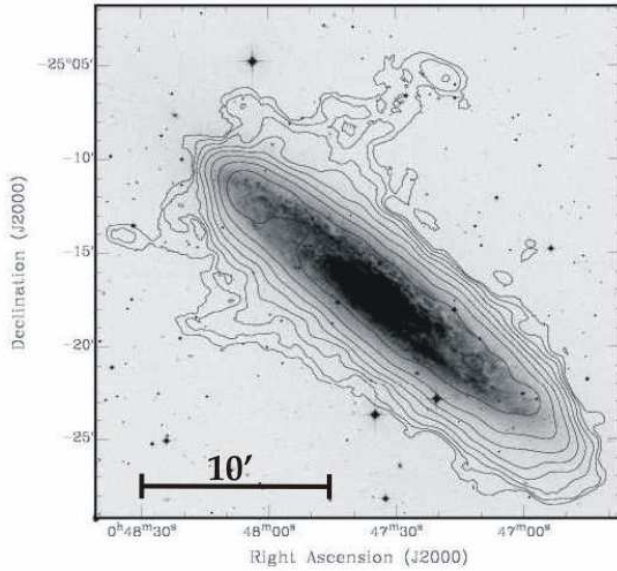
La información sobre contenido y distribución de hidrógeno molecular es más escasa y heterogénea; existe mucha más información sobre la distribución del hidrógeno neutro del que existen imágenes de buena resolución espacial para las tres galaxias. Nos referimos entonces a esta fase del gas en este apartado para discutir posibles mecanismos relacionados con la diferente formación estelar en las galaxias.

Cuando se ha consumido el gas molecular del centro de la galaxia (ver Figura 1.4 del capítulo 1), el gas atómico es el combustible que permite continuar con la formación estelar. En la Figura 7.2 podemos ver la distribución del hidrógeno atómico en las tres galaxias de la muestra. Aunque como se describe en el capítulo 1, hemos elegido tres galaxias aisladas (en el rango óptico), **la morfología del gas HI muestra que existe una cierta interacción con galaxias próximas pertenecientes al grupo de galaxias, tanto en el caso de M82 como en NGC 4631**. En el caso de M82 y NGC 4631 la estructura del gas es muy rica y conecta las diferentes galaxias del grupo, aunque en el rango visible las galaxias parecen completamente aisladas. Esto implica que estas galaxias están inmersas en una región abundante de gas, parámetro necesario para un proceso sostenido de formación estelar. **La estructura del gas en NGC 253 está, sin embargo, confinada dentro de la morfología óptica, el tamaño del disco de HI es muy pequeño**, con un diámetro en el eje mayor de $26'$ (Boomsma et al. 2005), siendo el diámetro en el óptico de $27'.5$. El único rasgo destacable es una estructura de “plumas”, la mayor se extiende $11'$ sobre el disco de la galaxia y las otras se extienden $\sim 8'$. La masa total contenida en esta estructura anómala es $8 \times 10^7 M_{\odot}$, el 3% de la masa total de la galaxia en HI (Boomsma et al. 2005).

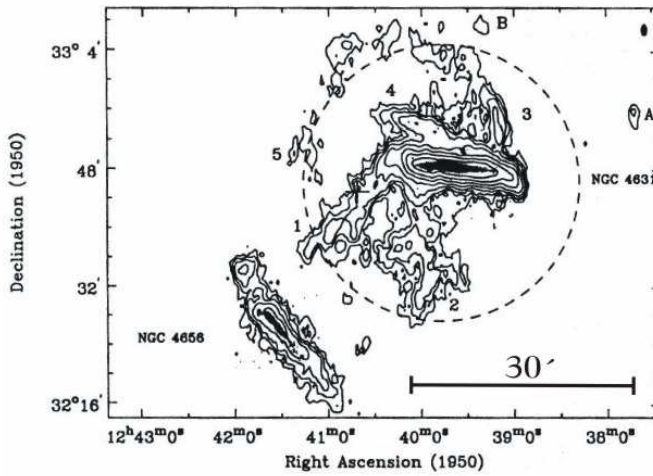
- M82 es una de las galaxias del Grupo de M81 que vemos cerca de la constelación de la Osa Mayor. El Grupo de M81, uno de los más próximos al Grupo Local de galaxias, se encuentra a una distancia de 3.6 Mpc. Además de estas dos galaxias el grupo contiene entre otros objetos las galaxias NGC 3077, NGC 2403, NGC 2976 y NGC 2366. En la composición que se muestra en la imagen superior de la Figura 7.2 vemos la galaxia en dos rangos espectrales, la primera imagen es la imagen óptica tomada con el POSS (Estudio de los Cielos del Observatorio del Palomar) y la imagen de la derecha está tomada por el NRAO (Radio-observatorio Astronómico Nacional) y nos muestra el hidrógeno atómico. Este presenta una estructura muy rica, que conecta las diferentes galaxias del grupo. De la imagen del hidrógeno neutro resulta interesante que el flujo de hidrógeno confluya en M82; esto podría explicar la elevada cantidad de gas que contiene, condición además indispensable para mantener el ritmo frenético de

**M82**

Tipo espectral = I0

Tamaño óptico = $11'2 \times 4'3$ $M_{Total}^a = 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ $M_{H_I}^a = 8 \times 10^8 M_{\odot}$ $M_{H_2}^a = 2 \times 10^9 M_{\odot}$ $M_{H_I}^k(R \leq 525 \text{pc}) = 2.4 \times 10^7 M_{\odot}$ $M_{H_2}^k(R \leq 525 \text{pc}) = 4.8 \times 10^8 M_{\odot}$ $n(H_2)^b = 20000 \text{ cm}^{-3}$ ($35''$ centrales) $M_{SSC}^* = 3.4 \times 10^7 M_{\odot}$ Extensión gas^c = $3' \times 2'5$ (3.2×2.6 kpc)**NGC 253**

Tipo espectral = SAB(s)c

Tamaño óptico = $27'5 \times 6'8$ $M_{Total}^d = 1.4 \times 10^{11} M_{\odot}$ $M_{H_I}^e = 4.75 \times 10^9 M_{\odot}$ $M_{H_2}^f(R \leq 5.5 \text{kpc}) = 1.6 \times 10^9 M_{\odot}$ $M_{H_I}^k(R \leq 495 \text{pc}) = 1.9 \times 10^7 M_{\odot}$ $M_{H_2}^k(R \leq 495 \text{pc}) = 1.9 \times 10^8 M_{\odot}$ $n(H_2)^b = 16000 \text{ cm}^{-3}$ ($35''$ centrales) $M_{SSC}^* = 2.9 \times 10^6 M_{\odot}$ Extensión gas^g = $26'$ (25.7 kpc, disco), $11'$ (10.9 kpc, pluma)**NGC 4631**

Tipo espectral = SB(s)d

Tamaño óptico = $15'5 \times 2'7$ $M_{Total}^h = 1.2 \times 10^{11} M_{\odot}$ $M_{H_I}^e = 1 \times 10^{10} M_{\odot}$ $M_{H_2}^i = 1.2 \times 10^9 M_{\odot}$ $M_{H_2}^i(R \leq 2 \text{kpc}) = 9 \times 10^8 M_{\odot}$ $n(H_2)^j = 1000 \text{ cm}^{-3}$ $M_{SSC}^* = 2.4 \times 10^6 M_{\odot}$ Extensión gas^h = $20'$ (43.7 kpc)

Figura 7.2: Hidrógeno atómico de las tres galaxias de la muestra.

^a Yun, Ho y Lo (1994); ^b Mauersberger et al. (2003); ^c Walter, Weiss y Scoville (2002); ^d Puche, Carignan y van Gorkom (1991); ^e Dumke et al. (2001); ^f Sorai (2000); ^g Boomsma et al. (2005); ^h Welachew, Sancisi y Guelin (1978); ⁱ Golla y Wielebinski (1994); ^j Wielebinski, Dumke y Nieten (1999); ^k Wall et al. (1993); * analizados en esta tesis

formación de estrellas en su núcleo. La galaxia más cercana a M82 es M81 que se encuentra a una distancia de 38.7 kpc (entre centros).

- NGC 4631 también está interaccionando con una galaxia compañera, NGC 4656. Al Grupo de NGC 4631 también pertenecen las galaxias NGC 4656, NGC 4214, NGC 4244 y NGC 4395, entre otros objetos. Como vemos en la Figura 7.2 se forman largos filamentos de hidrógeno neutro en el halo de la galaxia NGC 4631 como consecuencia de la interacción con su compañera. Estas galaxias se encuentran separadas 70.2 kpc (entre centros).
- NGC 253 en cambio está muy separada de las otras galaxias pertenecientes al grupo Escultor. El Grupo Escultor se encuentra a unos 3.4 Mpc y está formado por las galaxias NGC 55, NGC 300, NGC 247, NGC 7793, entre otras. La más cercana a NGC 253 es NGC 247 y se encuentra a una distancia de $\sim 4^\circ.5$ en el cielo, que equivale a ~ 270 kpc. Está mucho más separada de otra galaxia que las otras dos galaxias de la muestra con lo que **en NGC 253 las interacciones no son tan importantes como lo son en M82 y NGC 4631 donde la distancia con la galaxia vecina es comparable al tamaño de la galaxia, principalmente en M82.** En NGC 4631 la distancia con la galaxia más cercana es el doble que para M82, con lo que podría utilizarse este parámetro para cuantificar el grado de interacción que sufre una galaxia.

7.2 Formación estelar

Si el gas alcanza la densidad crítica se empiezan a formar estrellas. En la situación más sencilla la nube molecular va a empezar a colapsar y formar estrellas cuando exceda la masa de Jeans (Evans 1999, y sus referencias):

$$M_J = \left(\frac{\pi K T_K}{\mu m_H G} \right)^{1.5} \rho^{-0.5} = 18 M_\odot T_K^{1.5} n^{-0.5} \quad (7.1)$$

donde, T_K es la temperatura cinética del gas(K), ρ es la densidad de masa (g cm^{-3}), n es la densidad total de partículas (cm^{-3}), m_H es la masa del átomo de hidrógeno, μ es el peso molecular medio del gas y K es la constante de Boltzman.

En los *starburst* se forman tantas estrellas al mismo tiempo que el gas se gasta rápidamente y es por lo que parece indispensable la caída de nuevo material al núcleo para continuar con la formación de estrellas. Este material puede ser material del disco que cae al núcleo por medio de barras o como consecuencia de una interacción fuerte con otra galaxia. En este último caso se dispone de una gran cantidad de gas distribuido en el halo que bien puede ser material de otras galaxias atraído hasta la galaxia o material del disco de la propia galaxia que ha sido levantado hacia el halo.

Se ha visto que en los *starburst* la formación estelar procede en forma de cúmulos estelares que siguen a la fragmentación de grandes nubes moleculares. Primero vamos a ver la predicción de la tasa de formación estelar esperada con las cantidades de gas de las que se dispone en cada galaxia. Luego pasaremos a discutir las propiedades de los cúmulos estelares que hemos catalogado en las tres galaxias de la muestra, para comparar sus valores.

¿COMO EVOLUCIONA EL RITMO DE FORMACIÓN ESTELAR?

En modelos de nubes homogéneas se obtiene que la densidad del gas es mayor que 10^4 cm^{-3} en regiones de formación estelar y las regiones sin estrellas tienen densidades típicas de $n \sim 10^2 - 10^3 \text{ cm}^{-3}$ (Evans 1999). En este apartado vamos a calcular la tasa de formación estelar que tenemos en el centro de las tres galaxias a partir de la cantidad de gas presente y utilizando la ley de Schmidt (Schmidt 1959). Kennicutt (1998a) presenta una revisión de las diferentes formas de estimar la formación estelar.

La ley de Schmidt relaciona la densidad de la tasa de la formación estelar con la densidad del gas; Kennicutt (1998b) ajustan la ley con los siguientes índices:

$$\Sigma_{SFR} = A \Sigma_{gas}^N = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{gas}}{1 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}} \right)^{1.4 \pm 0.15} \quad (7.2)$$

El índice N de la ley de potencias y A es la eficiencia absoluta de la tasa de formación estelar.

En la Tabla 7.1 presentamos los valores de la escala de tiempo de consumo del gas para las tres galaxias (Strickland et al. 2004), así como las masas del gas en la zona central (presentadas en la Figura 7.2) utilizadas para obtener los valores de la densidad de la SFR futura. Por otro lado, en la Tabla 7.2 presentamos la estimación de los valores de la densidad de la tasa de formación estelar utilizando la luminosidad total en $H\alpha$ de la parte central de las galaxias que hemos analizado.

Tabla 7.1: Para cada galaxia se presentan los valores de la densidad de gas para el centro de la galaxia (presentados en la Figura 7.2; Wall et al. 1993, Golla y Wielebinski 1994), las escalas de tiempo para el consumo del gas (Strickland et al. 2004) y la densidad de la tasa de formación estelar obtenida utilizando la expresión 7.2.

Galaxia	Σ_{gas} ($M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$)	área (pc)	τ_{gas} (año)	$\Sigma_{SFR, futuro}$ ($M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$)
M82	577	R < 525	1.1×10^8	1.84
NGC 253	265	R < 495	1.3×10^8	0.62
NGC 4631	72	R < 2000	3.0×10^8	0.1

Tabla 7.2: Para cada galaxia se presentan los valores de las luminosidades en $H\alpha$ medidas en las imágenes analizadas en este trabajo en las áreas especificadas y las densidades de SFR derivadas de estas luminosidades. Las áreas son las máximas que pudimos considerar con las observaciones que hemos analizado.

Galaxia	área (pc)	$L_{H\alpha}$ (erg s^{-1})	Σ_{SFR} ($M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$)
M82	R < 322	13.7×10^{41}	33.2
NGC 253	R < 247.5	1.43×10^{41}	5.87
NGC 4631	R < 1819	0.65×10^{41}	0.05

La densidad de la SFR obtenida a partir de la luminosidad $H\alpha$ nos da idea de la formación estelar que está teniendo lugar en estos momentos (Tabla 7.2) mientras que la densidad de la SFR obtenida del gas nos informa de la formación estelar que tendrá lugar en un futuro inmediato. Con lo que podemos predecir que **si la formación estelar depende de la cantidad de gas presente en el centro de la galaxia, en M82 y NGC 253 la SFR va a disminuir, sustancialmente en el caso de M82, y en NGC 4631 va a aumentar ligeramente. La mayor disminución la sufrirá M82 a no ser que siga cayendo material al disco del que había sido levantado hacia el halo, reavivando la formación de estrellas.**

PROPIEDADES DE LOS SUPERCÚMULOS ESTELARES

Hemos catalogado los SSC de la zona central de las tres galaxias de la muestra. No sólo se ha realizado la búsqueda de los SSC en la imagen de $H\alpha$ sino que hemos seleccionado aquellos que tienen emisión tanto en $H\alpha$ como en el continuo de esta línea. De esta manera evitamos catalogar las nubes iluminadas por un cúmulo cercano y nos aseguramos que estamos catalogando los cúmulos.

Uno de los resultados más importantes de esta tesis es la diferencia encontrada en las propiedades de los cúmulos de estas tres galaxias, por la importancia que estas diferencias van a tener en el desarrollo o no de los supervientos galácticos. En esta sección vamos a discutir las propiedades que definen cada población de cúmulos.

En la Tabla 7.3 se presenta un resumen de las principales características de los SSC de cada galaxia.

En la Tabla 7.4 se esquematizan las principales propiedades de las poblaciones de SSC encontrados en otras galaxias, tomados de la literatura, que nos servirán de comparación.

Tabla 7.3: Resumen de las principales propiedades de los cúmulos de las tres galaxias estudiadas.

Galaxia	Nº SSC	Área (pc)	Escala	Escala (1 pix)	Densidad (kpc ⁻²)
M82	197	563.5×563.5	1''=17.5pc	1pix=0.805pc	620
NGC253	48	462×380	1''=16.5pc	1pix=1.65pc	273
NGC4631	102	5824×1674	1''=38.4pc	1pix=3.64pc	10

Galaxia	\bar{R} (pc)	$\bar{\Delta}$ (pc)	\bar{L} (erg s ⁻¹)	$\bar{F}/area^a$ (erg s ⁻¹ cm ⁻² pc ⁻²)	\bar{M} (M _⊙)
M82	5.7	12	3.2×10^{38}	8.5×10^{-17}	$17. \times 10^4$
NGC253	5.0	31	2.3×10^{38}	4.6×10^{-17}	6.2×10^4
NGC4631	26	108	0.9×10^{38}	0.27×10^{-17}	2.3×10^4

^a El flujo en $H\alpha$ por unidad de área para los cúmulos de las galaxias de M82 y NGC 253 es el flujo en $H\alpha$ sin emisión difusa.

1. NÚMERO DE SUPERCÚMULOS ESTELARES

Como se muestra en la Tabla 7.3 en el núcleo de M82 es donde más cúmulos se han catalogado y donde menos es en NGC 253. En NGC 4631 la formación estelar está más repartida en el disco de la galaxia. Hay que advertir de que nosotros sólo hemos catalogado los cúmulos de la región central. No sólo es importante el número de cúmulos encontrados sino el área donde estos se distribuyen, lo que se traduce en la densidad de cúmulos. **La densidad de cúmulos en M82 es muy alta, 620 cúmulos por kpc².** En cambio, aunque NGC 4631 también tiene muchos cúmulos, estos se encuentran muy separados entre sí haciendo que la densidad sea de sólo 10 kpc⁻².

Tabla 7.4:

Galaxia	Distancia	Escala	Nº SSC	Área (pc ²)	Densidad (kpc ⁻²)
NGC 1569	2.2 Mpc	1'' = 10.66 pc	157 47	266.5 × 772.9	762 228
NGC 6745	60.6 Mpc	1'' = 294 pc	177	15865 × 10577	1.1
NGC 3310	18.7 Mpc	1'' = 90 pc	147	16740 × 12960	0.68
M83	3.7 Mpc	1'' = 18 pc	45	126 × 198	1804
NGC 4449	3.9 Mpc	1'' = 19 pc	47	3192 × 368	11
La Antena	19.2 Mpc	1'' = 93 pc	50	9300 × 7440	0.7

Galaxia	Tamaños (pc)	Δ (pc)	Masas	Trabajos
NGC 1569	...	5–40	3.6–16 × 10 ⁵	Anders et al. (2004a)
	2.2 < R _{0.5} < 3.1		...	Hunter et al. (2000)
NGC 6745	R _{eff} = 16 ^b	...	6.5 < log < 8.0	de Grijs et al. (2003b)
NGC 3310	R < 5	...	4.5 < log < 6	de Grijs et al. (2003d)
M83	0 – 7	...	2.85 < log < 4.86	Harris et al. (2001)
NGC 4449	1 < FWHM < 9	Gelatt et al. (2001)
La Antena	PC:1–10	Whitmore et al. (1999)

^a La Antena: NGC 4038/4039

^b radio del cúmulo más brillante

La densidad de cúmulos en otras galaxias es también muy baja (ver Tabla 7.4) excepto en NGC 1569 y M83; aunque la densidad sea alta los cúmulos son poco masivos. Por ejemplo, en M83 no superan los $7 \times 10^4 M_{\odot}$ y para NGC 1569 solamente los tres mas brillantes serían suficientemente masivos.

2. TAMAÑOS DE LOS SSC

En esta tesis se ha desarrollado un procedimiento para determinar los radios de los SSC. Al contrario que en otros trabajos, hemos considerado no sólo la emisión en H α sino la emisión del cúmulo en el continuo de la línea para la determinación del radio del cúmulo. De esta manera el radio del cúmulo da cuenta del tamaño real del mismo y es más preciso,

puesto a que también engloba estrellas más viejas; además se eliminan los casos en los que solo hay emisión $H\alpha$ debido a que se trata de una nube iluminada por un cúmulo cercano y no de un cúmulo real.

Los SSC se caracterizan por ser muy compactos y densos (n° de estrellas/área). Los cúmulos que catalogamos en M82 están en un rango de 3–9 pc, con un valor medio de 5.7 ± 1.4 pc. Igual de compactos son los cúmulos de NGC 253, con una distribución de radios muy centrada en el valor medio, 5.0 ± 1.1 pc. En cambio los SSC de NGC 4631 son mayores, el rango de radios de los cúmulos es 10–45 pc con un valor medio en 26.1 ± 7.1 pc.

Como se discutirá a continuación, los cúmulos de las tres galaxias de la muestra son muy similares en masa y luminosidad; esto quiere decir que los cúmulos de NGC 4631 tienen una población de estrellas similar a las de M82 y NGC 253 pero en un volumen mayor, es decir, **los cúmulos estelares de NGC 4631 no son compactos**.

Los SSC en otras galaxias también son compactos como vemos en la Tabla 7.4. En NGC 6745 no son tan pequeños, pero podría ser una consecuencia directa de la resolución espacial debido a la distancia a la que se encuentra la galaxia. Un pixel de la cámara WF corresponde a 29.4 pc con lo que no pueden medirse con precisión radios de 16 pc ya que estamos limitados por la resolución.

3. DISTANCIA AL SSC MÁS CERCANO

La densidad de cúmulos está directamente relacionada con la distancia de los cúmulos con sus vecinos más cercanos. Este parámetro es esencial para estudiar la formación de filamentos, ya que si están lo suficientemente cerca sus vientos estelares van a interactuar entre sí. En este caso se forma una onda de choque oblicua a través de la cual va a ser expulsado el material de los vientos estelares formando filamentos (Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón 2003).

Por ejemplo, en M82 la distancia media proyectada de los cúmulos con su vecino más cercano es del orden de 2–3 veces el radio medio típico de los cúmulos (Tabla 7.3), lo que significa que **M82 tiene muchos cúmulos y además estos están muy cercanos entre sí**. En NGC 253 los cúmulos están a unas 6 veces el radio típico de los cúmulos de esta galaxia, por lo tanto **al doble de distancia que en los cúmulos de M82**. Aun así las distancias entre cúmulos en NGC 253 son del orden de 30 pc, igual que el caso analizado por Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003) (ver Figura 2.11). Por tanto, sería posible formar filamentos tanto en M82 como en NGC 253. En cambio **en NGC 4631 los cúmulos están muy separados entre sí**, con una separación media de 108 pc, por lo que no esperaríamos la formación de filamentos o SVG.

Este parámetro no está medido para otras galaxias (los valores dados en la Tabla 7.4 para NGC 1569 fueron estimados por nosotros) y de hecho es en este trabajo de tesis en el que se plantea su relevancia y medida.

4. LUMINOSIDADES DE LOS SSC

Las luminosidades de los cúmulos de las tres galaxias son muy similares, siendo los

menos luminosos los de NGC 4631. Las luminosidades medias se presentan en la Tabla 7.3. En general, todos los cúmulos son muy luminosos, alcanzando los más brillantes una luminosidad de 2.5×10^{39} erg s⁻¹ en las galaxias M82 y NGC 253. En NGC 4631 el cúmulo más brillante tiene una luminosidad de 8.3×10^{38} erg s⁻¹. Además hay que tener en cuenta que en NGC 4631 los cúmulos son mayores en tamaño con lo que si se examinan los flujos por unidad de área (Tabla 7.3) se ve que los cúmulos de esta galaxia, aún siendo brillantes, son considerablemente menos brillantes que los de las otras dos galaxias.

Un parámetro importante a tener en cuenta es la corrección de la extinción. En M82 se disponía de las observaciones necesarias para estimar los valores de la extinción localmente para cada cúmulo, pero para las otras dos galaxias no se pudo hacer el mismo estudio, corrigiéndose todos los cúmulos con un valor medio de la extinción medido por otros autores para el *starburst* de estas galaxias.

Los valores presentados de las luminosidades están corregidos de extinción galáctica e interna. En M82 y NGC 253, además, se hizo una substracción precisa de la emisión difusa (que era muy importante) antes de medir la luminosidad de los SSC. En NGC 4631 llegamos a la conclusión de que esta contribución no era importante y no la eliminamos. Hemos comprobado que el procedimiento que desarrollamos para eliminar la contribución de la emisión difusa es óptimo en este tipo de estudios.

5. MASA DE LOS SSC

Como se ha visto en diversos estudios, los supercúmulos estelares se caracterizan por ser muy masivos. **Las masas de los cúmulos que hemos catalogado en las tres galaxias estudiadas toman valores en el rango $3.5 < \log M (M_{\odot}) < 6$.** Diversos autores (p. ej. Ho 1997) han propuesto que las masas típicas de los SSC están entre 10^4 y $10^6 M_{\odot}$, algunos han planteado que determinados cúmulos pueden alcanzar una masa de $10^8 M_{\odot}$. Estos SSC tan masivos se han encontrado utilizando observaciones sin la suficiente resolución espacial, pudiéndose tratar, por lo tanto, de dos o más cúmulos juntos que no se pueden resolver espacialmente. En M82 y NGC 253 muy pocos SSC tienen masas menores que $10^4 M_{\odot}$ (3% y 4% respectivamente), en cambio, en NGC 4631 el 20% de los cúmulos tienen masas menores. Si además tenemos en cuenta el hecho de que los cúmulos no son tan compactos, se podría concluir que **la población de cúmulos estelares de NGC 4631 no posee las propiedades típicas de los SSC, y podrían considerarse otro tipo de cúmulos.**

Los rangos de masas de los cúmulos en galaxias analizadas por otros autores (Tabla 7.4) son diversos. En NGC 1569 sólo se han calculado las masas para los tres cúmulos más brillantes, y se han obtenido masas dentro de los valores esperados. Los cúmulos de NGC 3310 también tienen valores de las masas típicos. En cambio, los de M83 son muy poco masivos, estando la mayoría de ellos por debajo del rango esperado. En NGC 6745 las masas medidas son engañosamente altas debido a la resolución espacial, seguramente estén midiendo más de un cúmulo tal y como los propios autores suponen (de Grijs et al. 2003b).

Es interesante notar que las masas de los SSC son similares a las masas de los cúmulos globulares. Esta es una de las razones utilizadas por diversos autores para afirmar que los SSC son los antecesores de los CG. Kumai, Basu y Fujimoto (1993) muestran

las masas máximas de los CG de varias galaxias (Vía Láctea, Nubes de Magallanes, entre otras), cuyos valores están en el rango de $5.3 \leq \log M (M_{\odot}) \leq 6.5$. Por lo tanto, si parece que son el mismo tipo de objeto pero en diferentes etapas de su evolución.

6. DENSIDAD DE MASA DE LOS SSC CATALOGADOS

Una de las principales características de los SSC es que son muy compactos y densos. Hemos visto que las poblaciones de cúmulos de las diferentes galaxias tienen rangos de masas similares pero hay una diferencia importante en cuanto a los radios de los cúmulos, principalmente en NGC 4631. Con lo que otro parámetro a considerar es la densidad de masa que tienen los cúmulos.

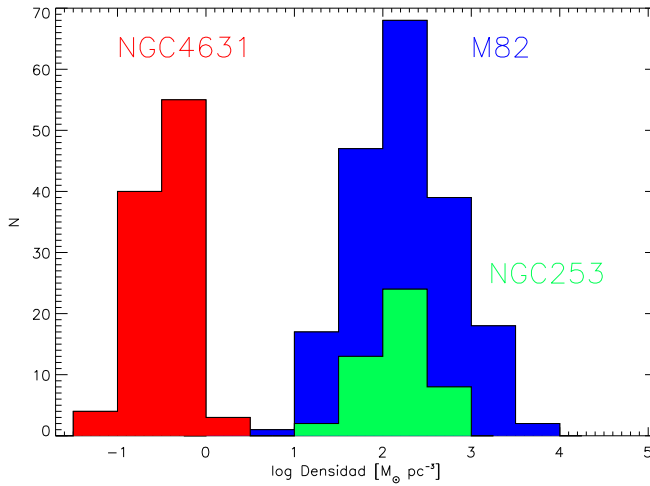


Figura 7.3: Histograma de las densidades de los cúmulos de las galaxias de la muestra en escala logarítmica (unidades: $M_{\odot} \text{pc}^{-3}$). En azul las densidades de los cúmulos de M82, en verde para NGC 253 y en rojo para NGC 4631.

La Figura 7.3 muestra un histograma de las distribuciones de la densidad de masa de los cúmulos de las tres galaxias. Los SSC más densos son los de M82 con una densidad media muy alta ($\log \rho = 2.23$ o $\sim 170 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$). Los cúmulos de NGC 253 son muy similares a los de M82, y tienen una densidad media de $\log \rho = 2.10$ o $\sim 125 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$. Por último, **los cúmulos de NGC 4631 tienen una densidad de únicamente $\log \rho = -0.44$ o $\sim 0.4 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$** , mucho más pequeña que las de las otras dos galaxias.

COMPARACIÓN CON LOS CÚMULOS DE LA VÍA LÁCTEA

En la Tabla 7.5 presentamos los radios, masas y densidades de otros cúmulos masivos recopiladas por Figer, McLean y Morris (1999) (para más información de los trabajos ver referencias recogidas en este artículo) y los valores medios de los supercúmulos estelares de M82 y NGC 253 medidos en esta tesis. Los tres primeros cúmulos son cúmulos centrales de la Vía Láctea. Los siguientes cúmulos son supercúmulos estelares de otras galaxias. También se presentan los valores típicos medidos en los cúmulos globulares. Las masas presentadas en esta tabla (excepto para M82 y NGC 253) son las masas medidas en estrellas extrapolado con una IMF de Salpeter al rango de masas de 1 a $120 M_{\odot}$.

Los cúmulos estelares de la Vía Láctea tienen masas totales en estrellas del orden de

Tabla 7.5: Masas, radios y densidades de otros cúmulos estelares masivos (recopilados por Figer, McLean y Morris (1999), ver referencias en este trabajo).

Cúmulos masivos	log M (M_{\odot})	Radio (pc)	log ρ ($M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$)
Quintillizos	3.8	1.0	3.2
Arcos	4.3	0.19	5.8
Central	4.0	0.23	5.6
R136	4.5	1.6	3.3
CG pequeño	4.8	4.0	2.3
CG típico	5.5	3.9	3.1
CG grande	6.8	3.2	4.7
NGC1705-1	4.9	0.9	4.4
NGC1569-A	5.5	1.9	4.0
M82	5.2	5.7	2.2
NGC253	4.8	5.0	2.1

$10^3 M_{\odot}$, y la masa total inferida con una IMF de Salpeter (1-120 M_{\odot}) es $\sim 10^4 M_{\odot}$. Es decir, son menos masivos que los supercúmulos estelares. Además estos son más pequeños, Figer, McLean y Morris (1999) muestran que la diferencia en la densidad de los cúmulos Arcos y Central con el de Quintillizos, y a su vez con los otros cúmulos, es un efecto de la alta resolución con la que se han medido estos dos cúmulos que permiten identificar la concentración central de las estrellas que se utiliza para medir el radio.

Los cúmulos que hemos medido en M82 y NGC 253 tienen una masa media del mismo orden que la masa de los cúmulos de otras galaxias y además, como ya se ha explicado en esta tesis (ver sección 3.3.3), los radios que damos en este trabajo son mayores que los proporcionados en la literatura, ya que incluyen la emisión nebular y continuo. Esto influye en la densidad medida.

Una línea de investigación interesante a seguir es el estudio de la formación de los cúmulos en diferentes medios, ver la influencia de las condiciones de choques que se dan en una región para que se forme un tipo de cúmulo u otro. Figer, McLean y Morris (1999) proponen que en el centro galáctico se podrían estar dando una serie de choques que provocan la formación de cúmulos estelares poco masivos, habiendo una relación directa entre la fuerza de los choques que provocan la formación de cúmulos y la masa de los mismos. Este asunto está fuera de los objetivos de la línea de investigación de este trabajo de tesis y su desarrollo futuro.

En la Figura 7.4 se presenta la recopilación hecha por Walcher et al. (2005) para diferentes tipos de objetos, principalmente cúmulos estelares y globulares y bulbos de galaxias. Se presentan sus densidades de masa proyectada (masa/área, $M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$) frente a la masa de los objetos. Hemos superpuesto en colores los valores medios de la población de cúmulos de las galaxias analizadas. Vemos que los valores de M82 (en verde) y NGC 253 (en rosa) son similares a los valores de los cúmulos nucleares. Los valores para los cúmulos globulares son similares que los de SSC pero se extienden un rango mayor que estos. Los SSC de NGC 4631 (en azul) aunque toman valores de la densidad proyectada pequeños están dentro del rango

cubierto por los cúmulos globulares. De nuevo hay que tener en cuenta la influencia de los diferentes radios medidos en este trabajo que al ser mayores que los radios típicos medidos en otros trabajos hace que las densidades sean menores.

7.3 Starburst–Galaxia

En el apartado anterior se presentaron las características de los SSC de las tres galaxias lo cual define las propiedades de los *starburst*. Además de las densidades de cúmulos, masas, etc., hay que estudiar el peso que tiene el *starburst* en la galaxia anfitriona. Hemos visto cómo se caracteriza la zona central pero tenemos que ver que efecto tiene sobre toda la galaxia. En la Tabla 7.6 se presentan las características de los *starburst*: tamaño del *starburst* y fracción del área total de la galaxia que ocupa, luminosidad en $H\alpha$ total contenida en los SSC catalogados en esta tesis y fracción de la luminosidad en $H\alpha$ total de la galaxia que es debida a estos SSC.

Para la galaxia NGC 4631 la fracción de área ocupada por el *starburst* no es representativa ya que la formación estelar más intensa no está confinada en un *starburst*, en el núcleo de la galaxia, sino que se distribuye a lo largo de todo el disco. Nosotros hemos analizado el área cubierta por el mosaico de imágenes de la WFPC2, equivalente a un área de $5.8 \times 1.7 \text{ kpc}^2$. Por lo tanto, no podemos utilizar los valores de NGC 4631 para comparar directamente con las otras dos galaxias. Para las otras dos galaxias vemos que hay una diferencia importante (Tabla 7.6), **el *starburst* en M82 ocupa un área 6 veces mayor que el *starburst* de NGC 253**, en proporción al tamaño total de la galaxia. Por lo tanto, el impacto del *starburst* en toda la galaxia es más importante en M82 que en NGC 253. Además también se añade que el *starburst* de M82 es más potente que el de NGC 253 (ver

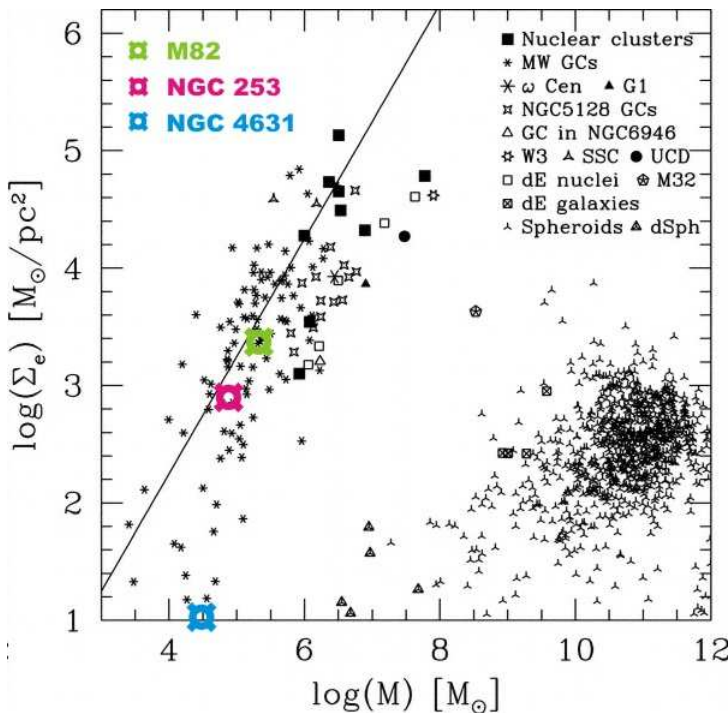


Figura 7.4: Densidad de masas media proyectada para diferentes tipos de objetos. Walcher et al. (2005) recopilaron la información de diferentes tipos de objetos, como son SSC, cúmulos globulares, bulbos de galaxias, etc. y representaron la densidad de masas proyectada (masa/área) frente a la masa del objeto (ambos ejes en escala logarítmica). Hemos superpuesto los valores medios (en colores) para las tres galaxias analizadas.

Tabla 7.6: Características de la comparativa de los *starburst* con las galaxias.

Galaxia	Tamaño (kpc)	Tamaño SB (kpc)	Fracción SB	L_{Total} ($H\alpha$) (erg s^{-1})*	ΣL_{SSC} ($H\alpha$) (erg s^{-1})	Fracción $L_{H\alpha}$ en SSC
M82	11.8×4.5	0.56×0.56	0.6%	15.5×10^{40}	6.25×10^{40}	40%
NGC 253	27.2×6.7	0.46×0.38	0.1%	8.38×10^{40}	1.10×10^{40}	13%
NGC 4631	33.8×5.9	5.82×1.67	4.9%	14.6×10^{40}	0.93×10^{40}	6%

* Bell y Kennicutt (2001)

Tabla 7.6), la luminosidad total de la galaxia en $H\alpha$ es casi el doble en M82 que en NGC 253, aún teniendo esta última un área 3.4 veces mayor. **La fracción de la luminosidad total en $H\alpha$ de la galaxia debido a los SSC es del 40% en M82 y de sólo el 13% y 6% para NGC 253 y NGC 4631, respectivamente.** También es muy importante analizar estos números teniendo en cuenta la comparación de tamaños si ponemos a las tres galaxias a la misma distancia (ver Figura 7.5). Vemos que NGC 253 y NGC 4631 tienen un tamaño similar pero en cambio M82 es muy pequeña en comparación con estas.

7.4 Supervientos galácticos

Resumimos aquí las evidencias observacionales que apuntan a la existencia o no de los SVG en las tres galaxias analizadas.

En M82 se ha desarrollado un SVG que sobrepasa los límites del halo de la galaxia. Se observa una compleja estructura de filamentos de material procesado por el *starburst* que ha sido expulsado varios kiloparsecs sobre el núcleo de la galaxia. La emisión en rayos X blandos también es muy extensa, 14 kpc hacia el norte y 7.5 kpc hacia el sur de la galaxia (Stevens, Read y Bravo-Guerrero 2003), en cambio, la emisión en rayos X duros se concentra en fuentes puntuales en el *starburst*. El *starburst* tiene una luminosidad en $H\alpha$ contenida en los SSC de 6.25×10^{40} (Bell y Kennicutt 2001) y está formado por casi 200 SSC muy brillantes y compactos, que se localizan en un área pequeña, la distancia entre cúmulo es muy corta. Este escenario se reproduce con el modelo de Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003), en el que con cúmulos con las mismas características que los de M82 se forman filamentos de un kiloparsec de altura.

NGC 253 también ha sido propuesta como galaxia con SVG. En Melo et al. (2002) y en esta tesis, se muestra como esta galaxia está rodeada de un halo de polvo muy frío de grandes dimensiones, unos 20 kpc de radio en el eje mayor (ver Fig. 5.7). Hay una gran cantidad de polvo en el halo, la masa total del polvo medida en el disco (que incluye el halo) es de $8.2 \times 10^7 M_{\odot}$, la mayor parte es la contribución de la componente de polvo muy fría observada en $180\mu\text{m}$ y que se extiende 20 kpc. Las estructuras detectadas en el disco que han servido para proponer la galaxia como un SVG, están realmente contenidas en el halo, trazado por la emisión en $180\mu\text{m}$. Identificamos SSC con las mismas características que los de M82, pero solamente 48 SSC, 4 veces menos cúmulos y al doble de distancia entre sí que los de M82. La luminosidad total del *starburst* en $H\alpha$ contenida en SSC es 1.10×10^{40} . Algunos autores han asociado los rasgos en los niveles más bajos de los mapas de IRAS con

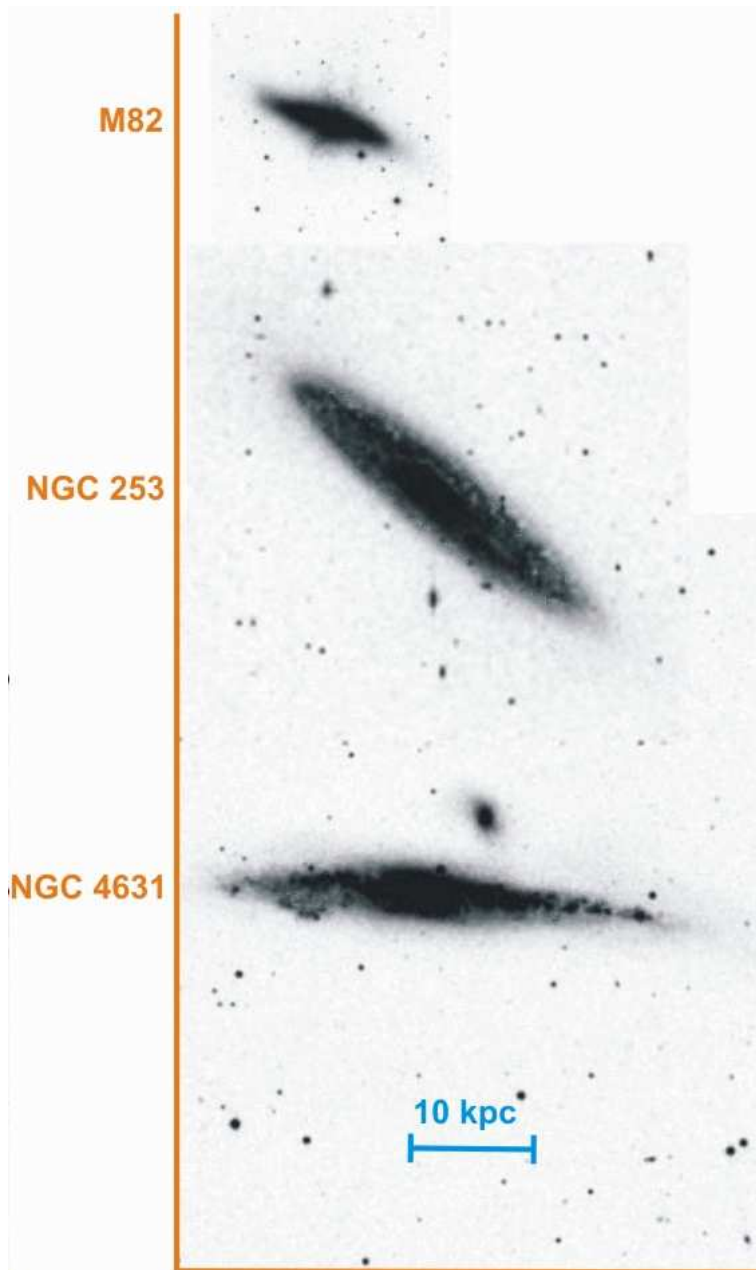


Figura 7.5: Comparación de los tamaños de las galaxias. Hemos colocado las tres galaxias a la misma distancia.

una estructura de SVG; sin embargo, estos son debido a problemas en las observaciones de IRAS (Rice 1993). Las estructuras espúreas en 12 y 25 μm son debidas a la histéresis del detector después de cruzar una fuente brillante y en 60 y 100 μm debido a reflexión de la araña del detector. La emisión en rayos X observada en NGC253 alcanza 10.5 kpc sobre el disco (Dahlem, Weaver y Heckman 1998), es decir, está contenida dentro del halo. La emisión en rayos X debe estar dentro de una superburbuja.

En NGC 4631 el material expulsado por el *starburst* también está contenido en estructuras de burbujas. La emisión en rayos X blandos está cerca del disco de la galaxia, y en $\text{H}\alpha$

se observan múltiples arcos y filamentos (Wang et al. 2001) que aparentemente encierran la emisión difusa de rayos X. Wang et al. (2001) proponen que esta corona de gas en rayos X podría deberse a las interacciones que está sufriendo. Nosotros hemos analizado una de las estructuras de burbuja formada en el sur de la galaxia y que asociamos a dos SSC muy cercanos entre sí y de los más brillantes en $H\alpha$. Nuestros cálculos parecen apoyar la formación de esta burbuja en el halo. En esta galaxia la formación estelar está distribuida a lo largo de todo el disco y no hay una agrupación más potente asociada a un *starburst* en el núcleo, los SSC están muy separados entre sí y no son tan compactos como los SSC típicos, con lo que no podemos formar filamentos de material procesado como predice el nuevo modelo de (Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón 2003); en cambio, sí que podrían formarse burbujas en el halo siguiendo el procedimiento de los modelos clásicos de formación de supervientos galácticos.

Concluimos que solamente M82 está desarrollando supervientos galácticos. Esta galaxia es el único caso confirmado de SVG ya que en las otras dos galaxias estudiadas, NGC 253 y NGC 4631, el material expulsado por los supercúmulos estelares se encuentra englobado en el halo debido a diferentes razones: a un halo extenso de polvo que impide la expulsión de material fuera de la galaxia (en NGC 253) y a que la emisión está contenida en estructuras de burbujas (en NGC 4631).

7.5 Función inicial de masas de cúmulos

Un tema aparte pero interesante en este tipo de estudios es la evolución de los cúmulos estelares. Diversos autores proponen que los SSC son los antecesores de los cúmulos globulares, es decir, son protocúmulos globulares. Sabemos que ambos tipos de cúmulos tienen propiedades similares, como son masas y tamaños pero diferentes edades (ver sección 7.2 de este capítulo).

Pero, por otro lado, se han observado otro tipo de objetos muy similares a los SSC y a los cúmulos globulares, las regiones HII ultradensas, UDHII (Johnson et al. 2001; Johnson 2001). Las propiedades de los UDH_{ii} son muy similares a los estados más tempranos de la evolución estelar masiva, donde la estrella está sumergida en una nube densa de material templado y empieza a ionizar el medio interestelar que lo rodea. Estas regiones HII son muy densas y compactas. Las regiones UDHII no son observables en el rango óptico ni el ultravioleta, sino que generalmente se detectan en el infrarrojo medio-lejano o en radio.

Las UDHII tienen propiedades físicas similares a los SSC. Tienen radios de pocos parsecs, masas estelares de 10^5 – $10^6 M_{\odot}$, número de fotones ionizantes de $10^{51-53} \text{ s}^{-1}$ y edades de pocos 10^5 años. Por tanto, estos nuevos objetos podrían ser el estado más temprano de la historia de evolución de los SSC y a su vez de los cúmulos globulares.

En la Figura 7.6 se muestra la localización de las regiones UDHII de NGC 253 detectadas y analizadas por Johnson (2001) y Johnson et al. (2001). A la izquierda se muestran las 5 regiones sobre la imagen de $H\alpha$ y a la derecha sobre la banda I. Aunque en la vecindad de las cinco fuentes hay emisión difusa, solamente una de ellas se puede identificar claramente con un objeto óptico compacto. Compararon los valores medidos por Sams et al. (1994) para la extinción y comprobaron que la extinción alcanza los valores máximos de $A_V = 15$ mag en las posiciones de las fuentes de radio identificadas como UDHII. Esto es consistente con la idea de que estos objetos son extremadamente jóvenes y aún están ocultos por el

polvo asociado con las nubes moleculares de las que proceden.

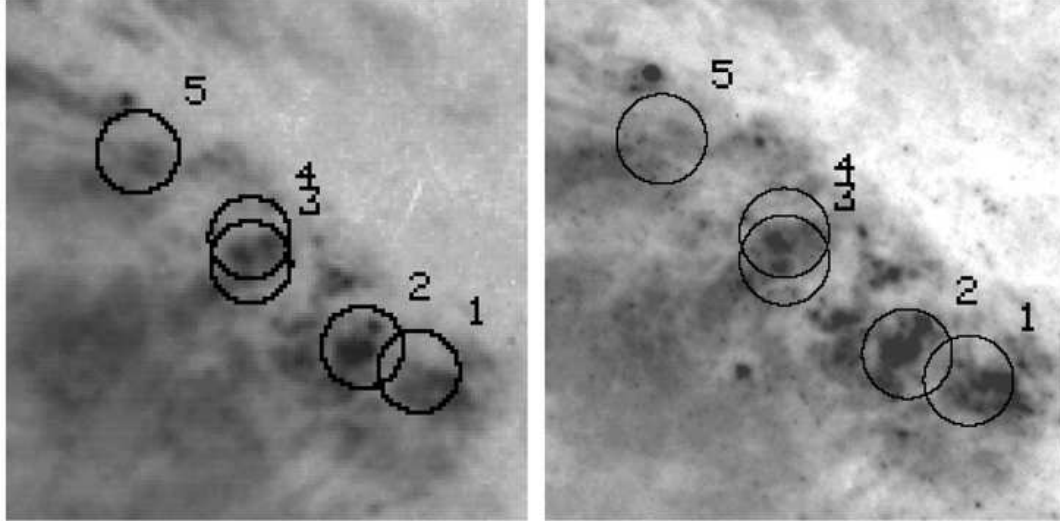


Figura 7.6: Localización de las regiones HII ultradensas en NGC 253. Johnson et al. (2001) encontraron 5 UDHII en el *starburst*, están identificadas en estas imágenes con círculos. A la izquierda sobre la imagen de H α (campo de la imagen: 12''7 \times 12''7) y a la derecha sobre la banda I (campo de la imagen: 11''6 \times 11''6).

Hay varios estudios de los cúmulos globulares en esta galaxia (Blecha 1986; Beasley y Sharples 2000; Olsen et al. 2004), pero ninguno de los cúmulos globulares catalogados cae en la zona del *starburst*. Por tanto, no disponemos de una estimación de la población de cúmulos globulares en la zona central para estudiar la evolución temporal de los cúmulos estelares, también pudiera ser que estos datos están mostrando que el número de CG en el centro de la galaxia es muy pequeño. Esta última opción es la más probable según el trabajo de Zepf y Ashman (1993) en el que investigaron la frecuencia específica (T) del número de cúmulos globulares por masa estelar en $10^9 M_{\odot}$ en un grupo de galaxias y encontraron que $T \leq 4$ en espirales y $T \leq 15$ en elípticas. La presencia de múltiples SSC o CG jóvenes nos pueden indicar dos cosas: en primer lugar se supone que la edad media de los CG es 10^9 años, pero la edad del *starburst* es menor, si la suponemos del orden de la escala de tiempo del superviento (McCarthy, Heckman y Breugel 1987; Fabbiano 1988) de unos 10^7 años asociamos el aumento de la frecuencia específica de cúmulos al comienzo del *starburst*, que posiblemente se encuentre asociado a una interacción. Pero, por otro lado, también puede indicarnos datos sobre la probabilidad de un cúmulo de sobrevivir y llegar a convertirse en un CG.

En la Figura 7.7 se muestra la distribución de cúmulos en las diferentes fases evolutivas, pre-SSC, SSC y post-SSC de las tres galaxias analizadas. No tenemos información sobre el número de CG para ninguna de las tres, pero este debe ser muy bajo.

En M82 hemos catalogado 197 SSC en el *starburst* de la galaxia. Lipsky y Plavchan (2004) catalogaron siete cúmulos en los 400 pc centrales de la galaxia en el infrarrojo medio. Estos son muy luminosos, proporcionan el $\sim 15\%$ de la luminosidad total de la galaxia en el infrarrojo medio. Llegan a la conclusión, por comparación con imágenes en radio, que estas regiones están fuertemente oscurecidas lo cual hace pensar que se trata de regiones

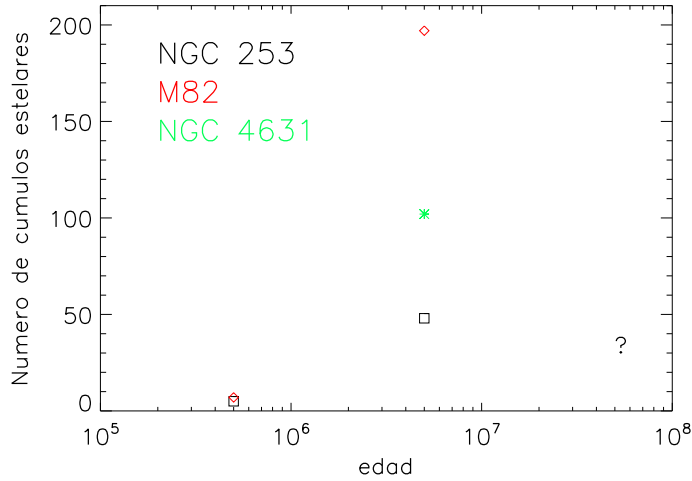


Figura 7.7: Distribución de cúmulos en las tres galaxias. En este gráfico se muestra el número de cúmulos en diferentes fases de evolución. No tenemos información del número de CG.

UDHII. No tenemos información de los cúmulos globulares en esta zona de la galaxia. Representamos ambos valores en la Figura 7.7. Vemos que para M82 y NGC 253 el número de proto-SSC es muy pequeño en comparación con la población de SSC, esto puede ser debido a que el tiempo que pasa un cúmulo en esta fase es mucho más pequeño que en la fase de SSC.

No se dispone en la bibliografía de trabajos de los cúmulos en NGC 4631, ni globulares ni en el infrarrojo. Sólo tenemos los SSC en $H\alpha$, hemos catalogado 102 SSC en la parte central de la galaxia (Figura 7.7).

7.6 Historia de la formación estelar en M82

M82 es el prototipo de galaxia desarrollando supervientos galácticos. Esta galaxia ha sido estudiada en múltiples rangos espectrales, concretamente el estudio de los cúmulos estelares se ha ido completando en los últimos años. Principalmente ha sido estudiado en detalle el *starburst* fósil de la galaxia y se ha relacionado con la interacción con M81. Estos trabajos junto con estudios del *starburst* en el infrarrojo medio y lejano y nuestra catalogación en $H\alpha$ de los SSC nos llevaron a unificar todos los resultados con el objetivo de extraer conclusiones globales de la historia de la formación estelar que ha sufrido esta galaxia.

Vamos a compilar los diferentes estudios que se han llevado a cabo y los resultados que se han obtenido, para ello nos iremos centrando en cada una de las regiones en las que se divide la galaxia.

En la Figura 7.8 se esquematiza la historia de la formación estelar en M82 sobre una imagen óptica de la galaxia. Se resumen las principales características de los diferentes tipos de cúmulos encontrados en las diferentes zonas del centro de la galaxia.

M82-B, EL STARBURST FÓSIL DE M82

Esta región de la galaxia ha sido ampliamente estudiada con imágenes del HST por de

Grijs et al. (2001), de Grijs, Bastian y Lamers (2003), de Grijs, Bastian y Lamers (2003c), Parmentier, de Grijs y Gilmore (2003), entre otros.

de Grijs et al. (2001) encontraron 113 SSC utilizando imágenes en los filtros B y V. Estos cúmulos tienen tamaños típicos de los supercúmulos estelares, $2.34 \leq R_{ef} \leq 10$ pc. Además son masivos, con masas en el rango de $4 \leq \log M (M_{\odot}) \leq 6$, con un máximo en $1.08 \times 10^5 M_{\odot}$.

Las estimaciones de las edades de estos cúmulos se mejoraron en un posterior trabajo (de Grijs, Bastian y Lamers 2003). Encuentran que el rango de edades es amplio, $6 \leq \log t$ (año) ≤ 10 . Dividen el rango de edades en tres fases:

- Fase pre-estallido: $\log t$ (año) ≥ 9.4
- Fase estallido: $8.4 < \log t$ (año) < 9.4
- Fase post-estallido: $\log t$ (año) ≤ 8.4

Las razones entre la formación estelar real en las tres fases es 1 : 2 : 1/40, respectivamente. Considerando como unidad de medida la formación estelar antes del estallido, vemos que esta se duplica durante el mismo. El máximo de la formación estelar lo encuentran en el valor $\log t = 9.04$, con una σ gaussiana de $\Delta \log t = 0.273$. Esta edad confirma la conexión de esta alta formación estelar con la última interacción de marea con M81. La formación estelar disminuye un factor 40 en la fase posterior al estallido con respecto a la fase previa, lo cual no es extraño ya que después de una fase tan violenta se ha consumido una fracción importante de las nubes moleculares, quedando poco material disponible para los cúmulos formados posteriormente (de Grijs, Bastian y Lamers 2003). También es muy probable que los *outflow* expulsen el gas frío remanente fuera de la región donde se están formando las estrellas.

La mayoría de los cúmulos se han formado entre 1.5 Gaño y 500 Maño (Parmentier, de Grijs y Gilmore 2003). Sólo una quinta parte de los cúmulos son menores que 500 Maño. Brouillet et al. (1991) utilizaron modelos de N cuerpos para simular las interacciones entre M81, M82 y NGC 3077, en particular la distribución de hidrógeno neutro, que reproducen bastante bien. De acuerdo con estas simulaciones el último paso perigaláctico de M82 y M81 tuvo lugar hace 500 Maño. El comienzo del estallido hace 1.5 Gaño coincide, por lo tanto, con el comienzo de la interacción entre estas dos galaxias.

Todos estos autores diferencian entre dos regiones en M82-B, región B1 y B2, debido simplemente a la disposición de las observaciones del HST. La región B2 es la más cercana al *starburst*. Parmentier, de Grijs y Gilmore (2003) muestran que en la zona más cercana al *starburst* (B2) se localizan los cúmulos más jóvenes. Por otro lado hay una evolución química importante hasta llegar a metalicidades superiores a la solar hace 1 Gaño. Pero al mismo tiempo se formó una sub-población de cúmulos pobres en metales en la zona B2, se propone que la formación de estos cúmulos se debe a la caída de gas circumgaláctico "fresco", que podría ser hidrógeno neutro que había sido levantado por las interacciones y que vuelve a caer sobre el disco.

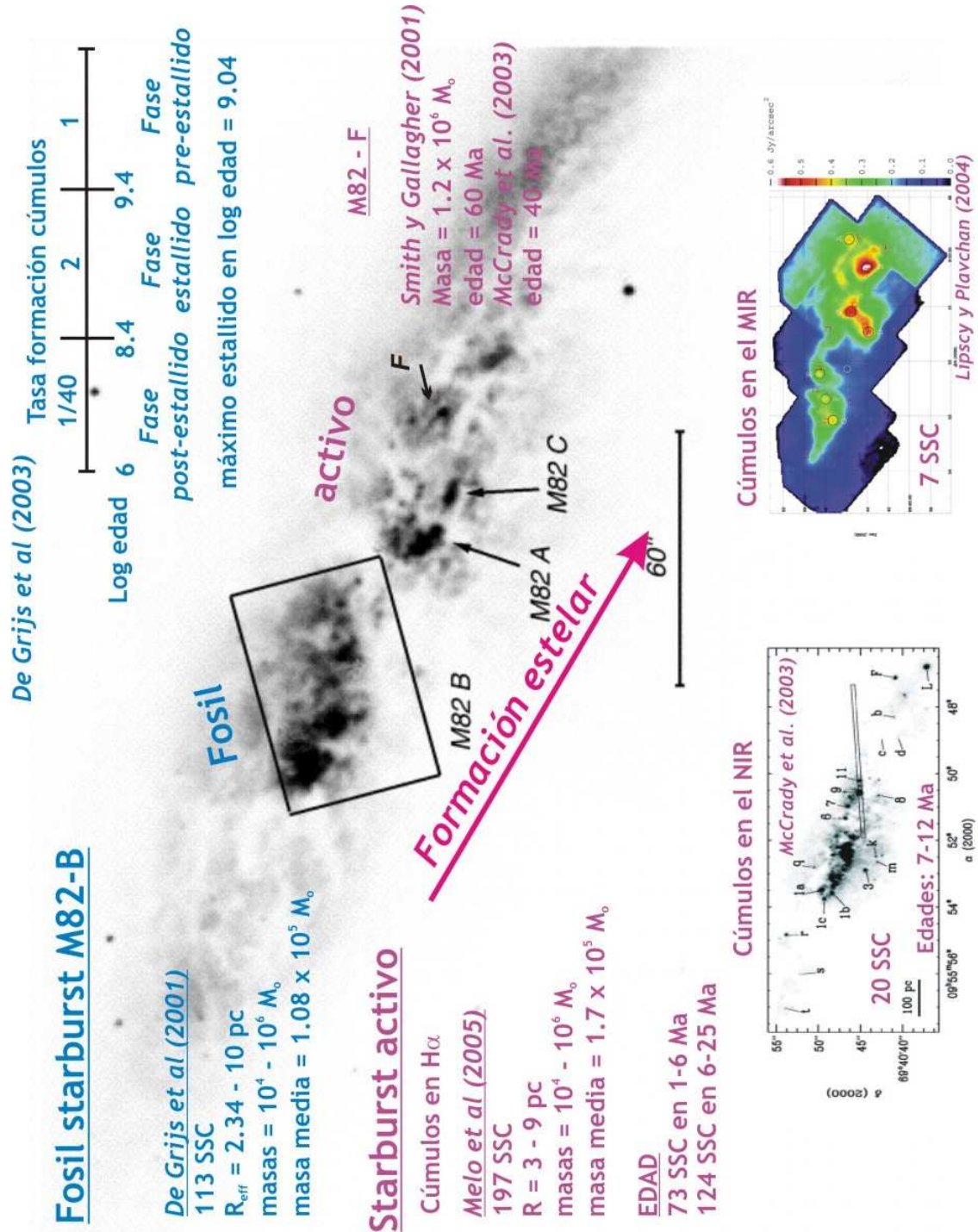


Figura 7.8: Esquema de la historia de la formación estelar en M82. Gráfico que resume los estudios de la formación estelar tanto del *starburst* como del *starburst* fósil de la galaxia.

M82-F

El cúmulo estelar F se encuentra situado al oeste del *starburst* (ver Fig. 7.8). Este cúmulo ha sido estudiado por Gallagher y Smith (1999), Smith y Gallagher (2001) y McCrady, Gilbert y Graham (2003). Gallagher y Smith (1999) analizan espectros ópticos y encuentran que el cúmulo F tiene una edad de ~ 60 Maño. Smith y Gallagher (2001) miden las características de M82-F utilizando imágenes de la WFPC/HST. El radio a mitad de luz es 2.8 ± 0.3 pc y obtienen una masa dinámica para el cúmulo de $1.2 \pm 0.1 \times 10^6 M_{\odot}$, por tanto se demuestra que este cúmulo es muy compacto y masivo como los SSC encontrados en otras galaxias. M82-F también fue estudiado en el infrarrojo cercano por McCrady, Gilbert y Graham (2003). Ellos midieron un radio a media luz en el NIR de 1.5 ± 0.2 pc y una edad menor, ~ 40 Maño, utilizando sus modelos de síntesis de población.

STARBURST: REGIONES A, C, D, E, I, J, K Y L

El *starburst* ha sido ampliamente estudiado en múltiples rangos espectrales pero en este apartado nos vamos a centrar en los trabajos referentes a los SSC.

El análisis de los SSC del *starburst* en $H\alpha$ se presenta en esta tesis, O'Connell et al. (1995) y Melo et al. (2005). O'Connell et al. (1995) catalogan unos 100 SSC con un radio típico de ~ 3.5 pc. Nosotros catalogamos 197 SSC compactos ($3 < R$ [pc] < 9), masivos ($4 \leq \log M [M_{\odot}] \leq 6$) y cercanos entre sí ($5 < \Delta$ [pc] < 30). El *starburst* está atravesado por nubes de polvo densas que oscurecen la emisión y que lo dividen en apariencia en diferentes regiones. La densidad de cúmulos es muy alta. De los 197 SSC, 73 tienen una edad en el rango 1–6 Maño y los otros 124 entre 6–25 Maño. Esta división va a favor de los resultados obtenidos por Förster Schreiber (1998), que utilizando modelos de síntesis llegan a la conclusión de que en el *starburst* (450 pc centrales) se han dado lugar dos eventos diferentes de unos 5 y 10 Maño.

McCrady, Gilbert y Graham (2003) analizaron imágenes (HST) y espectros (NIRSPEC, Keck) en el infrarrojo cercano (1.51 – $1.75 \mu\text{m}$). Catalogaron 20 SSC en este rango espectral. Todos los cúmulos catalogados son compactos con un radio medio a media luz de 1.8 pc. Estos se distribuyen en la zona central del *starburst* como se ve en la Fig. 7.8, algunos coinciden con cúmulos catalogados en $H\alpha$, otros caen en zonas con extinciones muy altas por lo que no los vemos en el óptico. El espectro lo utilizaron para estudiar dos cúmulos, MGG-9 y MGG-11 (según su nomenclatura). Los radios de estos cúmulos son 2.6 ± 0.4 pc (MGG-9) y 1.2 ± 0.17 (MGGe-11) además obtuvieron sus masas, $1.5 \pm 0.3 \times 10^6 M_{\odot}$ y $3.5 \pm 0.7 \times 10^5 M_{\odot}$, respectivamente. Las edades de estos cúmulos están en el rango 7–12 Maño.

También han sido estudiados los SSC en el infrarrojo medio (11.7 y $17.65 \mu\text{m}$) por Lipsy y Plavchan (2004). Encuentran 7 SSC que juntos proporcionan el ~ 15 % de la luminosidad en el MIR de la galaxia. Los radios son mayores que los radios típicos de los SSC y además algunos de ellos son elongados, podrían tratarse de dos o más cúmulos cercanos superpuestos que no se pueden separar debido a la resolución espacial. Por otro lado, las masas que han obtenido están en el rango de $6 - 25 \times 10^6 M_{\odot}$, lo cual también parece indicar que tenemos la superposición de más de un cúmulo. Estos autores proponen que debido a la extinción tan alta en esta zona estos objetos son SSC que no se ven ni en

el óptico ni en el NIR porque están oscurecidos. Nosotros proponemos otra posibilidad, siguiendo el trabajo de Johnson et al. (2001) y Johnson (2001), que estos objetos sean regiones HII ultradensas, o lo que es lo mismo, pre-SSC. En la fase más temprana de su evolución los SSC van a estar ocultos para observaciones en el óptico y UV debido a las grandes cantidades de polvo y material molecular que están actuando como materia prima para la formación de las estrellas del cúmulo. Debido al polvo la emisión de las estrellas que ya se han formado va a emitirse en el infrarrojo medio y lejano. Las edades típicas de estas UDHII son de varios 10^5 Maño.

Para ver la comparación entre las imágenes en $H\alpha$, NIR y FIR de la parte central de la galaxia ver la Figura 4.9.

PROPAGACIÓN DE LA FORMACIÓN ESTELAR

Todos los estudios que han sido mostrados hasta aquí parecen indicar que hay una clara propagación de la formación estelar en la dirección desde M82-B hacia el *starburst*. Incluso dentro de la región M82-B se aprecia esta evolución, los SSC más jóvenes son los más cercanos al *starburst*.

de Grijs (2001) proponen que la complicada historia de la formación estelar en M82 debe deberse a dos mecanismos. Por un lado, la propagación a pequeña escala de la formación estelar (Satyapal et al. 1997), tanto en el *starburst* como en la región B. Y por otro lado, el mecanismo más importante sería debido a la caída de restos de material de la misma galaxia que fue levantado hacia el halo debido a las interacciones de marea. Este último mecanismo supone una retroalimentación provocada por su potencial gravitatorio (O'Connell y Mangano 1978; Yun, Ho y Lo 1993).

Origlia et al. (1999) analizan las abundancias de las fases de gas caliente, de gas frío y estelar en el centro de M82. Los patrones de abundancias encontrados se pueden explicar con un escenario de nucleosíntesis estándar en el que el medio interestelar se mantiene enriquecido por medio de las SN tipo II, en escalas de tiempo muy cortas y en las que la formación estelar ocurre en brotes recursivos.

7.7 Desenlace de la historia de la formación estelar y su retroalimentación

La historia de la formación estelar en cada galaxia debe de ser distinta ya que las condiciones en las que se encuentra cada una son diferentes. Las interacciones con otras galaxias y la cantidad de gas presente en la zona *starburst* son algunos de los aspectos determinantes en esta evolución de la formación estelar. Una de las cuestiones más importante es cuanto tiempo va a durar la formación estelar en el *starburst* o, lo que es lo mismo, cuánto tiempo va a tardar la galaxia en consumir el gas que tiene en el núcleo.

Para M82 tenemos un *starburst* muy potente y localizado en el centro de la galaxia. La escala de tiempo de consumo del gas es 1.1×10^8 año (ver Tabla 7.1). Debemos tener en cuenta dos aspectos, por un lado sabemos que **en la galaxia se ha abierto un canal hacia el medio intergaláctico** (ver Fig. 4.1) a través del cual se está expulsando gran cantidad del material procesado de los SSC. Los SSC que se han acoplado con otro SSC compañero y han formado un filamento expulsan todo el material de los vientos estelares

y de las explosiones de supernova de las estrellas del cúmulo a grandes distancias sobre el *starburst*. En cambio los SSC que no han podido interactuar con otro cúmulo expulsarán el material hacia fuera del cúmulo pero sin alcanzar el medio intergaláctico. Parte del material expulsado quedará dentro de la zona del *starburst* y podrá ser utilizado de nuevo para formar una nueva población estelar, aumentando, además, la metalicidad del gas interestelar. La otra parte del material será, posiblemente, expulsado fuera de la región donde está teniendo lugar la formación estelar. Por otro lado, hay evidencias de que **la formación estelar que está teniendo lugar actualmente podría deberse a la caída de gas que había sido levantado hacia el halo** (Parmentier, de Grijs y Gilmore 2003), por lo que podría ocurrir que siguiera la caída de este gas manteniendo la formación estelar durante más tiempo. Con lo que la predicción de la evolución de la formación estelar en M82 es complicada. Los números presentados en el apartado 7.2 parecen indicar que con la cantidad presente de gas la formación estelar va a disminuir, terminado por apaciguar el *starburst*. En una escala de tiempo de $\sim 40 \times 10^6$ años se cerrará el “canal” del superviento galáctico que está permitiendo que el viento libre escape de la galaxia.

Para las otras dos galaxias el escenario es diferente ya que el material expulsado por los SSC no alcanza el medio intergaláctico. Éste está contenido en burbujas por lo que parte del material expulsado quedará fuera de la región de formación de cúmulos aunque dentro de la burbuja y parte permanecerá en las inmediaciones del cúmulo. Por lo tanto habrá una fracción que retroalimente al *starburst* aumentando la duración del mismo. Por otro lado la formación estelar no va a depender solamente del gas contenido en el núcleo sino de la eficiencia que tenga en convertir este gas en estrellas. En *starbursts* la eficiencia es muy alta, del orden de 0.1 (10%, Burkert 2004) con lo que la densidad de la SFR es 10 veces menor que la mostrada en la Tabla 7.1 (también para M82) y por lo tanto la escala de tiempo aumenta 10 veces. Visto de otra manera, para formar cúmulos con masas de $\geq 10^5 M_{\odot}$ necesitamos nubes que tengan $M_{gas} \geq 10^6 M_{\odot}$ (Burkert 2004).

Sin tener en cuenta la retroalimentación y suponiendo que la distribución del gas es homogénea (Tabla 7.1) el siguiente número de SSC se podrían formar con una masa de $10^5 M_{\odot}$ en un área circular de $R < 500$ pc: 453 SSC en M82, 208 en NGC 253 y 36 en NGC 4631, en escalas de tiempo muy largas ($\sim 10^9$ años). Lo que supone que cada 10 millones de años se formarán 4 SSC en M82, 1.6 SSC en NGC 253 y 0.1 SSC en NGC 4631. Mucho menor que la tasa de formación estelar actual (Tabla 7.2) con lo que podríamos predecir que la formación estelar en el centro de las tres galaxias va a ir disminuyendo con el tiempo. Esto además **elimina la posibilidad de que NGC 253 y NGC 4631 lleguen a desarrollar supervientos galácticos**.

8

Conclusiones y trabajo futuro

8.1 Conclusiones

Los principales resultados obtenidos en este trabajo y que han sido presentados en los capítulos anteriores se resumen a continuación:

- Se ha definido un procedimiento completo para la búsqueda y catalogación de los SSC en galaxias con alta formación estelar y observadas con la WFPC2/HST. Se han desarrollado tareas para el análisis de datos del archivo del HST.
- Se ha implementado el programa CHORIZOS, permitió enriquecer el análisis de los SSC en el *starburst* de M82 ya que nos proporcionó valores de la extinción para cada uno de los SSC pudiendo corregir de la extinción diferencial del núcleo de la galaxia.
- Hemos analizado observaciones en $H\alpha$ del *starburst* de la galaxia M82.
 - Se han catalogado los núcleos brillantes en la imagen de la línea de $H\alpha$ y en la de su continuo del *starburst* de la galaxia. Los catálogos completos de estas fuentes se presentan en el apéndice B.
 - Se han catalogado los SSC del *starburst* de M82 (Tablas 4.3–4.7). Hemos encontrado 197 SSC muy compactos ($3 < R(\text{pc}) < 9$), luminosos ($36 \leq \log L(\text{erg s}^{-1}) \leq 39.5$) y masivos ($4 \leq \log M(M_{\odot}) \leq 6$). Además están muy cercanos entre sí, con una distancia proyectada con el SSC más cercano entre $5 \leq \Delta(\text{pc}) \leq 30$.
- Hemos analizado observaciones en $H\alpha$ e infrarrojo medio y lejano de NGC 253.
 - Se han catalogado los núcleos brillantes en la imagen de la línea de $H\alpha$ y en la de su continuo en el *starburst*. Los catálogos completos de los núcleos brillantes se presentan en el apéndice C.
 - Encontramos 48 SSC compactos ($3 < R(\text{pc}) < 9$), luminosos ($37 \leq \log L(\text{erg s}^{-1}) \leq 39.5$) y masivos ($3.5 \leq \log M(M_{\odot}) \leq 6$) como los de M82. La distancia proyectada con el SSC más cercano es el doble que en los cúmulos de M82, mayoritariamente entre $15 \leq \Delta(\text{pc}) \leq 60$. Se presenta el catalogo de los SSC del *starburst* de NGC 253 (Tabla 5.4).

- Hemos detectado un halo de polvo frío en el infrarrojo lejano que se extiende a grandes distancias (~ 20 kpc) del núcleo de la galaxia. Esta componente muy fría ($T \sim 15$ K) del disco proporciona el 94% de la masa total del polvo de la galaxia. La masa total de polvo estimada es $8.2 \times 10^7 M_{\odot}$.
- Hemos comprobado que el problema de la infraestimación de la masa del polvo en otras galaxias en comparación con la Vía Láctea es debido a la falta de datos por encima de $100\mu\text{m}$. En NGC 253 hemos estimado la razón de masas de gas/polvo obteniendo valores típicos de regiones de formación estelar.
- El halo de polvo tan extenso y masivo de NGC 253 impide la expulsión del material procesado por el starburst hacia fuera de la galaxia, con lo que el material procesado por los SSC queda contenido en el halo de la galaxia.
- Se han analizado observaciones fotométricas ($H\alpha$) y espectroscópicas (rendija larga y Fabry-Perot) de NGC 4631.
 - Se han catalogado los núcleos brillantes en la imagen de la línea de $H\alpha$ y en la de su continuo en el *starburst*. Presentamos los catálogos completos de estos en el apéndice D.
 - Encontramos 102 SSC luminosos ($36.5 \leq \log L(\text{erg s}^{-1}) \leq 39$), un poco menos masivos ($3 \leq \log M(M_{\odot}) \leq 5.5$) que los de M82 y NGC 253 y no tan compactos como en las otras dos galaxias ($10 < R(\text{pc}) < 45$). La distancia proyectada con el SSC más cercano es mayor que en las otras dos galaxias, la mayoría entre $30 \leq \Delta(\text{pc}) \leq 200$. Se presenta el catálogo de los SSC del *starburst* de NGC 4631 (Tabla 6.2).
 - En el halo sur de la galaxia identificamos una estructura de burbuja que asociamos con los dos SSC más luminosos de la zona que hemos analizado (40 y 56, Tabla 6.2). Según los cálculos estos dos SSC son capaces de producir una burbuja con el tamaño y velocidad de la burbuja que observamos. También detectamos una segunda candidata a burbuja en el disco.
 - La emisión de los *outflows* en esta galaxia está contenida en estructuras de burbujas en el halo, sin alcanzar el medio intergaláctico.
- Del análisis de las poblaciones de los SSC de las tres galaxias estudiadas y de otras galaxias de la bibliografía concluimos que las siguientes **características de los SSC son importantes para la formación de supervientos galácticos**, entre paréntesis se dan los valores correspondiente para **M82 como patrón de supervientos galácticos**:
 - **SSC compactos**: la concentración de estrellas en el cúmulo lo hace más potente ($3 \leq R(\text{pc}) \leq 9$).
 - **Alta densidad de SSC**: esto implica dos propiedades, por un lado tener bastantes SSC pero también que estos se agrupen en un área pequeña (620 kpc^{-2}).
 - **SSC cercanos entre sí**: cuando la distancia entre cúmulos es comparable con su tamaño se pueden formar filamentos, como predicen Tenorio-Tagle, Silich y

- Muñoz-Tuñón (2003) expulsando hacia fuera de la galaxia el material procesado por los SSC ($5 \leq \Delta(\text{pc}) \leq 30$, 2–3 veces el radio de los SSC).
- **SSC luminosos:** deben tener luminosidades en $H\alpha$ altas ya que es un indicador de la formación estelar que está teniendo lugar en ellos ($3 \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$).
 - **SSC masivos:** la masa de los SSC debe ser alta para que el material expulsado a través de los vientos estelares y explosiones de supernovas sea suficiente para formar ondas de choque en su interacción con otro SSC, canalizándose todo ese material hacia fuera de la galaxia ($4 \leq \log M (M_{\odot}) \leq 6$).
- En NGC 4631 la formación estelar se encuentra distribuida a lo largo de todo el disco sin tener un valor mayor en el centro de la galaxia.
 - El *starburst* de M82 no sólo ocupa un área mayor, en relación al área total de la galaxia, que el de NGC 253 (6 veces mayor) sino que la luminosidad en $H\alpha$ contenida en los SSC supone el 40% de la luminosidad total en $H\alpha$, frente al 13% en NGC 253. **El impacto del *starburst* en M82 es más dramático que el de NGC 253** lo cual ha sido decisivo a la hora de formar supervientos galácticos.
 - La formación estelar en el *starburst* de M82 es una continuación de la formación estelar que empezó hace unos 10^9 años en el *starburst* fósil de esta galaxia. Los SSC catalogados en esta zona tienen masas y radios similares a los SSC que encontramos en el *starburst* pero con edades diferentes. Esto apoya la idea de la propagación estelar junto con la caída de material del disco que había sido levantado hacia el halo por la interacción con M81.
 - El marco teórico en el que hemos trabajado, basado en los modelos de Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003), ha sido corroborado gracias al estudio de las tres galaxias. Principalmente el estudio de la población de los SSC en M82 ha servido para comprobar que con las masas, tamaños y distancias entre sí de los SSC en M82 se forman los filamentos que vemos en $H\alpha$ y que predicen estos modelos (Figura 2.11).
 - La posible interacción sin más no es suficiente. M82 y NGC 4631 están interaccionando con las galaxias de su grupo (ver Figura 7.2). M82 interacciona con M81 que se encuentra a una distancia de 38.7 kpc (entre centros) y NGC 4631 con NGC 4565 que están separadas 70.2 kpc, es decir, casi el doble de separadas que M82 y M81. Las diferencias entre las poblaciones de cúmulos de M82 y NGC 4631 y como consecuencia, el hecho que M82 haya formado supervientos galácticos y NGC 4631 no, podrían estar relacionadas con esta separación con la galaxia más cercana. Esta distancia podría ser un indicador del grado de interacción que está sufriendo una galaxia.

8.2 Trabajo futuro

Este trabajo de tesis ha abierto, a lo largo de su desarrollo muchas líneas de investigación futuras, algunas de las cuales apuntamos en lo que sigue.

En primer lugar hemos descubierto el papel crucial de los SSC en la evolución e impacto posterior de un *starburst*. El estudio de estas nuevas entidades de formación estelar en los *starburst* masivos es, por tanto, una línea a desarrollar.

También hemos confirmado la necesidad de una interacción intensa para que el mecanismo del disparo de un brote como el de M82 tenga lugar. Buscar nuevos candidatos a supervientos galácticos a partir de la comparación con los valores medidos de la población de SSC en esta galaxia es, por tanto, un tema obligado.

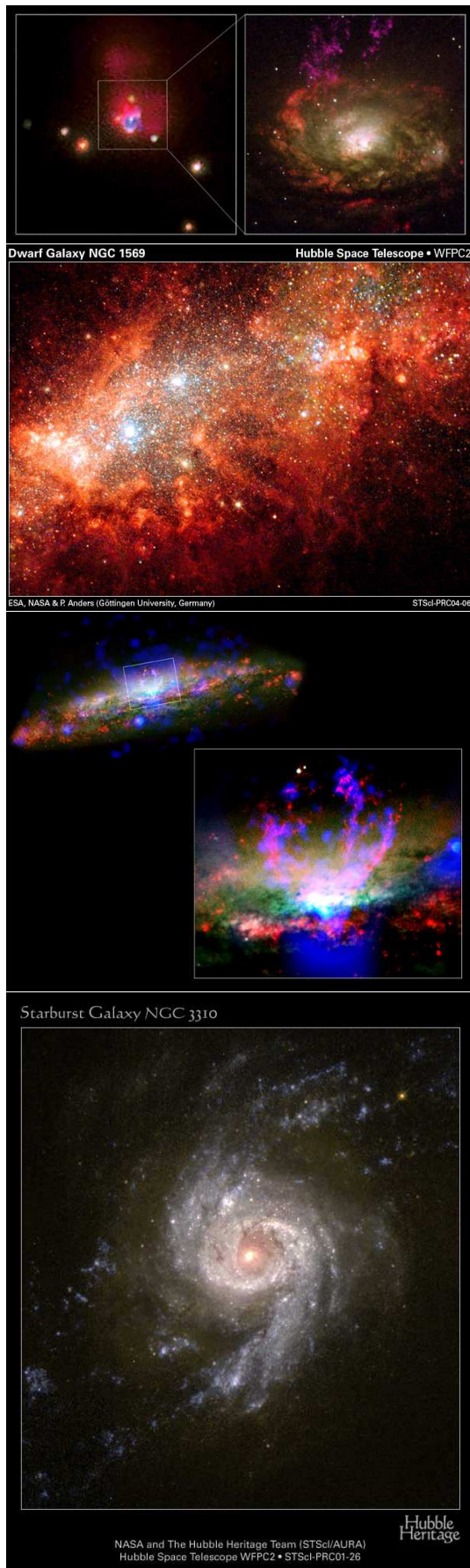
Y en tercer lugar, algo en lo que no hemos podido entrar en detalle en esta tesis, tiene que ver con la evolución que preveen los nuevos modelos de formación de SSC para diferentes características de los cúmulos. Tenorio-Tagle et al. (2005) muestran como los SSC muy luminosos y densos no alcanzan necesariamente la fase de superviento galáctico. Éstos pueden pasar a la fase de supernebulosa, es decir, como consecuencia del enfriamiento radiativo se empieza a acumular el material expulsado dentro del volumen de formación estelar. El estudio de esta fase es también una línea que resulta paralela a la investigación de esta tesis, que promete ser muy interesante en el futuro.

A continuación se presentan algunos trabajos concretos que consideramos importantes:

- Estudiar la población de los SSC en el infrarrojo cercano para ampliar la muestra de los SSC con esta población de cúmulos oculta por la extinción típica de las galaxias *starburst*. De esta manera podremos elaborar los catálogos completos de SSC jóvenes en las tres galaxias estudiadas. Para ello utilizaremos observaciones de alta resolución espacial como las del instrumento NICMOS del HST. La búsqueda de los SSC de M82 en las observaciones de NICMOS ya ha sido iniciada gracias a la colaboración con Almudena Alonso Herrero y colaboradores, que también disponen de las observaciones para NGC 253. En la galaxia NGC 4631 sería interesante hacer el estudio no sólo para la zona que hemos analizado sino para otras zonas del disco asociadas con superburbujas en el halo. Como no se dispone de estas observaciones se hará una propuesta para EMIR.
- Por otro lado será muy interesante estudiar la población de SSC en el infrarrojo medio. Estos podrían tratarse de los protocúmulos estelares de la galaxia lo que nos permitiría predecir la evolución de la formación estelar del *starburst*. El estudio de la población de cúmulos aún más jóvenes que los SSC no sólo nos va a informar sobre la futura población de SSC y de si la formación de cúmulos va en disminución o aumento, sino que permitirá explorar si se puede establecer una función inicial de masas de cúmulos de las galaxias.
- Un trabajo pendiente de esta tesis es aplicar los modelos teóricos de Tenorio-Tagle, Silich y Muñoz-Tuñón (2003) a la población de cúmulos de cada galaxia analizada para comprobar si las predicciones de los modelos se asemejan con lo observado en cada una de ellas. En M82 podemos llegar más lejos ya que ha conseguido formar filamentos, pretendemos averiguar si los filamentos parten de dos o más SSC que están interactuando o en cambio, se producen como consecuencia de la interacción de dos o más grupos de SSC que están tan cercanos que actúan en conjunto.
- Uno de los principales resultados de esta tesis es la definición de un patrón para la formación de SVG. Hemos analizado las características de la población de SSC de M82 que han sido capaces de formar filamentos de SVG. Esto nos va a permitir analizar

otras galaxias *starburst* para determinar si van a ser capaces o no de formar los SVG. Para ello utilizaremos el catálogo de galaxias *starbursts* del que ya disponemos. Algunas de las galaxias que estudiaremos con el procedimiento seguido en esta tesis las presentamos en la Figura 8.1. Asimismo queremos ampliar el estudio que hemos realizado a galaxias en interacción (como la galaxia de la Antena, NGC 4038/9) con el objetivo de cuantificar la importancia en la formación de SVG de las interacciones fuertes con intercambio de material entre galaxias.

- Uno de los aspectos más importantes que se puede analizar en este tipo de estudios es el enriquecimiento del medio intergaláctico por medio del material expulsado por los *starbursts* de las galaxias. El Universo cada vez es más rico en metales, el estudio de los mecanismos que lo van enriqueciendo es de los más importantes en la astrofísica actual. Estudiando la dinámica en la galaxia y del grupo de galaxias al que pertenezca se podría hacer una predicción de la distancia hasta la que pueden llegar los metales formados en el *starburst*. Falta por cuantificar que porcentaje de los metales quedarían en el grupo de galaxias y cuales escapan definitivamente del potencial gravitatorio del mismo.



La galaxia Circinus^a (el Compás) es una galaxia espiral que tiene el gas concentrado en dos anillos, uno mayor en el disco de la galaxia y otro menor cercano al centro. A la izquierda se muestra la imagen de Chandra y a la derecha la del HST.

NGC 1569^b es una galaxia enana *starburst* cercana. Tiene una actividad de formación estelar vigorosa con enormes burbujas. Tiene dos SSC masivos, jóvenes y brillantes y muchos SSC pequeños. Imagen del HST.

NGC 3079^a es una galaxia *starburst* y Seyfert2. En la figura de la derecha podemos ver una burbuja de gas caliente en el centro de la galaxia formada por los vientos resultantes de la formación estelar en el centro de la galaxia. Los filamentos gaseosos en lo alto de la burbuja están empezando a escaparse de la galaxia. Parte de este gas podría volver a caer sobre la galaxia provocando la formación de una segunda generación de estrellas.

NGC 3310^b galaxia *starburst* con varios cientos de cúmulos estelares a lo largo de toda la galaxia. Tiene una estructura muy intensa similar a la de una onda de choque en el centro y una distribución de regiones HII fuera del cuerpo principal de la galaxia. Imagen del HST.

Figura 8.1: Muestra de otras galaxias *starburst*. ^a Página de Chandra, <http://chandra.harvard.edu/photo>.

^b Página web del Hubble, <http://hubblesite.org>

A

Glosario de abreviaturas

En este apéndice se presentan las abreviaturas utilizadas en este trabajo así como los términos ingleses utilizados.

Acrónimos	Término
COBE	Explorador del fondo cósmico (<i>Cosmic Background Explorer</i>)
CTE	Eficiencia de transferencia de carga (<i>Charge transfer efficiency</i>)
HiRes	Método de máxima correlación (<i>High RESolution processing</i>)
HST	Telescopio espacial Hubble (<i>Hubble Space Telescope</i>)
HWHM	Radio a media altura (<i>Half Width at Half Maximum</i>)
FOCAS	Cámara y espectrógrafo para objetos débiles (<i>Faint Object Camera and Spectrograph</i>)
FWHM	Anchura a media altura (<i>Full Width at Half Maximum</i>)
IMF	Función inicial de masas (<i>Initial Mass Function</i>)
IPAC	Centro de Análisis y Procesamiento del Infrarrojo (<i>Infrared Processing and Analysis Center</i>)
IR	Infrarrojo
IRAS	Satélite Astronómico Infrarrojo (<i>Infrared Astronomical Satellite</i>)
ISO	Observatorio Espacial Infrarrojo (<i>Infrared Space Observatory</i>)
Merger	fusión de galaxias
Outflow	expulsión violenta
PIA	<i>PHT-Interactive Analysis</i>
PSF	Función de la dispersión de un punto (<i>Point spread Function</i>)
SED	Distribución espectral de energía (<i>Spectral Energy Distribution</i>)
Seeing	Turbulencia atmosférica
SSC	Supercúmulo estelar (<i>Super Star Cluster</i>)
Starburst	Brote o estallido de formación estelar
ULIR	Galaxia ultraluminosa en el infrarrojo
W	Anchura equivalente (<i>Equivalent Width</i>)
WFPC2	Cámara planetaria y de gran campo angular 2 (<i>Wide Field and Planetary Camera 2</i>)

B

Otras tablas de M82

Presentamos también en este trabajo tablas resultantes del estudio del *starburst* de M82 a partir de las imágenes del HST. A continuación explicamos el contenido de cada una de estas tablas.

- La Tabla B.1 contiene un listado y medidas de todos los núcleos brillantes en la imagen de $H\alpha$ en las cinco zonas en las que hemos dividido el *starburst* de M82. Las coordenadas son coordenadas relativas al SSC de referencia y ordenadas por la declinación.
- La Tabla B.2 contiene un listado y medidas de todos los núcleos brillantes en la imagen de continuo de $H\alpha$ en cada una de la cinco zonas del *starburst*. Igual que en la anterior tabla las coordenadas son coordenadas relativas al SSC de referencia y ordenadas por la declinación.
- La Tabla B.3 presenta las magnitudes en los filtros de banda ancha utilizados en este trabajo. El número de identificación (Id.) hace referencia a la zona donde se localiza el SSC y al número que le hemos dado dentro de la misma, por ejemplo, el SSC NE27 es el SSC número 27 localizado en la zona NE.

Tabla B.1: Knots brillantes en $H\alpha$ de M82 para cada zona. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia ($AR = 9^h 55^m 53.56^s$ y $Dec = 69^\circ 40' 51.78''$) y están ordenados por declinación. [Unidades: ΔAR en segundos, $\Delta Dec.$ en segundos de arco y radios en parsecs].

Id.	N zone			NE zone			NW zone			SE zone			SW zone		
	ΔRA	$\Delta Dec.$	R	ΔRA	$\Delta Dec.$	R	ΔRA	$\Delta Dec.$	R	ΔRA	$\Delta Dec.$	R	ΔRA	$\Delta Dec.$	R
1	-2.261	-0.70	3.22	-1.821	-2.85	4.03	-3.684	-7.14	5.64	-0.072	-13.02	4.03	-1.513	-18.34	7.25
2	-2.266	-0.30	3.22	-1.704	-2.54	4.03	-3.089	-6.96	5.64	0.097	-12.44	4.83	-1.697	-18.33	4.83
3	-2.171	0.10	4.83	-1.814	-2.40	2.42	-3.610	-6.81	4.83	-0.030	-11.99	6.44	-1.520	-17.92	4.83
4	-2.582	0.16	4.03	-1.305	-2.34	4.83	-2.709	-6.70	4.03	-0.381	-11.70	5.64	-1.563	-17.37	5.64
5	-2.323	0.39	4.03	-1.117	-1.93	4.83	-3.292	-6.40	4.83	0.144	-11.68	6.44	-1.655	-17.36	5.64
6	-2.451	0.62	4.03	-1.815	-1.90	4.83	-3.210	-6.40	4.83	0.855	-11.39	4.83	-1.458	-17.10	2.42
7	-2.259	0.66	4.03	-0.849	-1.90	4.83	-2.685	-6.08	6.44	1.060	-11.34	5.64	-1.652	-16.67	6.44
8	-2.388	1.02	4.03	-1.313	-1.73	3.22	-2.806	-5.84	4.03	-0.343	-11.29	3.22	-2.332	-16.62	4.03
9	-2.268	1.06	3.22	-1.733	-1.65	5.64	-3.287	-5.77	5.64	-0.506	-11.15	3.22	-4.284	-16.55	5.64
10	-2.596	1.63	6.44	-1.466	-1.65	5.64	-3.107	-5.68	4.83	0.977	-11.10	3.22	-3.621	-16.54	5.64
11	-2.740	1.68	5.64	-1.883	-1.61	4.03	-2.557	-5.58	6.44	-0.409	-10.93	5.64	-2.933	-16.54	4.83
12	-2.975	1.91	3.22	-1.258	-1.55	3.22	-3.187	-5.45	4.03	0.195	-10.92	4.03	-3.834	-16.53	6.44
13	-2.884	2.10	4.83	-1.947	-1.37	4.03	-3.850	-5.36	5.64	0.766	-10.92	8.05	-3.270	-16.49	4.83
14	-3.049	2.22	3.22	-1.572	-1.33	4.03	-2.875	-5.32	5.64	0.951	-10.78	3.22	-1.952	-16.44	4.03
15	-2.625	2.24	4.03	-0.921	-1.22	5.64	-2.418	-5.27	4.83	0.060	-10.70	4.03	-3.372	-16.39	4.83
16	-2.810	2.46	4.83	-1.091	-1.18	4.83	-4.002	-5.25	5.64	-0.022	-10.61	4.03	-2.676	-16.35	3.22
17	-2.355	2.74	2.42	-1.402	-1.08	5.64	-3.262	-5.13	4.03	0.231	-10.47	4.83	-1.733	-16.35	3.22
18	-2.533	2.79	5.64	-0.836	-0.88	4.03	-2.754	-4.89	3.22	0.562	-10.42	4.83	-2.104	-16.17	5.64
19	-2.660	2.88	4.83	-1.310	-0.80	3.22	-2.903	-4.81	4.03	0.945	-10.34	4.83	-3.782	-16.12	4.83
20	-2.826	3.01	5.64	-1.656	-0.62	4.83	-2.583	-4.65	4.83	-0.477	-10.11	3.22	-4.291	-16.08	5.64
21	-2.717	3.52	4.03	-1.520	-0.46	7.25	-3.106	-4.61	4.83	0.465	-10.05	5.64	-1.494	-16.03	4.03
22	-2.338	3.52	3.22	-0.947	-0.20	4.83	-2.467	-4.57	3.22	-0.256	-9.95	4.03	-2.676	-15.98	4.03
23	-2.926	3.55	4.83	-1.696	-0.06	4.83	-2.885	-4.32	4.83	-0.338	-9.87	4.03	-3.517	-15.95	3.22
24	-2.802	3.64	4.83	-1.078	0.03	5.64	-2.234	-4.26	4.83	-0.621	-9.78	4.83	-3.429	-15.89	5.64
25	-2.570	3.92	4.03	-1.591	0.05	3.22	-2.692	-4.16	5.64	0.203	-9.77	4.03	-3.234	-15.85	4.83
26	-2.666	3.93	4.83	-1.667	0.41	4.03	-3.332	-4.01	5.64	0.777	-9.53	4.83	-3.756	-15.76	4.03
27	-2.856	4.16	4.83	-1.287	0.59	4.03	-3.037	-3.84	7.25	0.398	-9.50	4.03	-3.118	-15.76	7.25
28	-2.605	4.39	4.03	-1.190	0.61	4.03	-3.553	-3.74	4.83	1.147	-9.49	4.83	-2.890	-15.76	4.03
29	-3.247	4.66	4.03	-0.658	0.85	4.03	-3.304	-3.66	4.83	0.147	-9.46	4.83	-3.320	-15.66	4.03
30	-3.322	4.98	4.03	-1.580	0.95	2.42	-2.872	-3.56	4.03	0.317	-9.45	4.83	-2.465	-15.58	6.44
31	-2.559	5.03	4.83	-1.880	1.10	2.42	-2.622	-3.50	4.83	0.573	-9.45	4.83	-1.748	-15.58	0.81
32	-2.430	5.05	4.03	-0.894	1.14	6.44	-3.608	-3.47	4.83	0.246	-9.41	2.42	-3.567	-15.57	2.42
33	-2.916	5.08	5.64	-1.021	1.16	4.83	-3.210	-3.39	5.64	0.874	-9.29	4.03	-2.200	-15.57	4.03
34	-2.786	5.64	4.83	-1.439	1.31	4.83	-2.730	-3.37	4.83	0.653	-9.26	4.03	-3.701	-15.49	5.64
35	-2.132	5.94	5.64	-0.146	1.39	4.83	-3.526	-3.33	2.42	-1.121	-9.21	4.83	-4.239	-15.39	4.03
36	-2.906	6.59	6.44	-0.619	1.43	5.64	-3.066	-3.21	4.83	-0.353	-9.09	4.83	-2.590	-15.34	5.64
37	-2.226	7.55	4.03	0.000	1.46	5.64	-2.310	-3.17	5.64	-0.225	-9.06	2.42	-2.367	-15.30	4.83

Tabla B.1: Knots brillantes en H α de M82 para cada zona (continuación).

38	-0.974	1.53	4.83	-3.426	-3.15	5.64	0.049	-9.04	4.03	-1.573	-15.30	0.00
39	-1.892	1.54	3.22	-2.550	-3.15	3.22	0.439	-9.04	4.83	-2.871	-15.25	5.64
40	-1.751	1.54	4.03	-2.667	-3.02	4.03	0.953	-9.04	4.03	-3.666	-15.17	2.42
41	-1.625	1.58	5.64	-2.496	-2.75	4.03	-1.221	-9.03	4.83	-1.964	-15.16	4.03
42	-0.777	1.59	4.83	-3.214	-2.73	4.83	-0.735	-8.98	4.83	-2.499	-15.13	3.22
43	-0.425	1.66	4.03	-2.371	-2.72	4.83	0.715	-8.95	4.83	-3.773	-15.12	3.22
44	-0.210	1.67	3.22	-2.596	-2.63	4.83	0.556	-8.87	4.03	-2.685	-15.12	3.22
45	-0.039	1.85	5.64	-3.075	-2.56	4.03	-0.972	-8.85	4.03	-1.473	-15.12	4.03
46	-1.131	1.86	4.03	-2.696	-2.44	4.03	-1.287	-8.76	4.03	-1.830	-15.07	5.64
47	-1.042	1.87	3.22	-3.641	-2.41	3.22	0.847	-8.76	4.03	-3.339	-15.03	4.03
48	-1.239	1.91	5.64	-3.750	-2.32	4.83	-1.773	-8.72	3.22	-4.310	-15.02	6.44
49	-0.335	2.04	6.44	-3.950	-2.28	4.83	1.103	-8.72	4.03	-3.463	-14.93	4.83
50	-0.709	2.05	6.44	-3.346	-2.19	6.44	-0.549	-8.71	4.03	-2.261	-14.93	4.83
51	-0.831	2.08	4.83	-2.764	-2.08	5.64	-1.422	-8.70	4.03	-3.163	-14.92	4.03
52	-1.437	2.09	3.22	-3.249	-2.06	4.03	0.643	-8.68	3.22	-4.162	-14.84	4.03
53	-0.504	2.15	4.83	-3.028	-2.01	6.44	1.413	-8.68	4.83	-2.747	-14.79	4.83
54	-1.721	2.26	2.42	-3.586	-2.00	7.25	-1.536	-8.67	3.22	-2.836	-14.76	4.83
55	-1.034	2.26	5.64	-3.942	-1.87	4.03	-1.183	-8.63	5.64	-3.817	-14.74	4.03
56	-0.188	2.32	4.83	-3.432	-1.78	4.03	-0.787	-8.62	3.22	-3.010	-14.70	5.64
57	-0.736	2.49	4.03	-3.330	-1.75	3.22	0.238	-8.59	4.83	-4.083	-14.56	4.03
58	-1.912	2.54	3.22	-4.184	-1.58	4.03	0.030	-8.58	4.03	-1.989	-14.55	4.03
59	-0.106	2.58	3.22	-3.826	-1.57	3.22	0.158	-8.54	3.22	-2.587	-14.52	3.22
60	-1.152	2.81	4.83	-4.010	-1.56	4.83	0.511	-8.54	4.03	-3.510	-14.47	3.22
61	-0.911	2.82	4.03	-3.613	-1.40	3.22	-0.284	-8.48	4.83	-3.145	-14.47	5.64
62	-0.494	2.91	4.03	-3.490	-1.37	5.64	0.707	-8.41	4.03	-1.874	-14.47	5.64
63	-1.007	2.93	5.64	-3.763	-1.32	4.83	0.369	-8.40	4.83	-2.331	-14.42	4.03
64	-1.845	2.96	3.22	-4.152	-1.30	4.83	-0.953	-8.39	4.03	-1.635	-14.42	4.03
65	-0.270	3.25	4.83	-3.863	-1.18	4.83	-1.087	-8.36	3.22	-3.383	-14.41	3.22
66	-0.771	3.28	4.03	-3.268	-1.18	5.64	0.801	-8.31	4.03	-4.257	-14.37	4.03
67	-0.495	3.32	4.83	-3.721	-0.95	3.22	-0.405	-8.30	4.83	-3.894	-14.33	4.83
68	-0.914	3.40	3.22	-3.604	-0.81	5.64	1.359	-8.30	4.83	-2.146	-14.33	3.22
69	-0.629	3.51	5.64	-3.329	-0.81	1.61	-1.416	-8.29	4.03	-1.483	-14.33	5.64
70	-1.777	3.60	3.22	-3.170	-0.80	6.44	-1.672	-8.27	3.22	-3.647	-14.32	4.83
71	-0.349	3.89	5.64	-3.808	-0.77	4.83	0.901	-8.26	5.64	-3.295	-14.28	4.03
72	-1.618	3.92	4.03	-4.064	-0.60	5.64	-0.540	-8.25	4.03	-3.745	-14.19	4.03
73	-1.108	4.06	4.83	-4.331	-0.56	4.83	-1.585	-8.21	4.83	-2.467	-14.19	6.44
74	-1.539	4.60	4.03	-3.668	-0.21	4.83	-0.177	-8.17	4.03	-2.730	-14.15	4.83
75	-1.934	5.14	4.03	-3.550	0.01	4.03	0.237	-8.08	4.83	-2.649	-14.10	4.83
76	-1.802	5.36	4.03	-3.819	0.22	3.22	-1.363	-8.02	4.03	-1.756	-14.05	3.22
77	-1.864	5.69	2.42	-3.616	0.33	4.83	0.756	-7.98	3.22	-3.152	-14.01	5.64
78	-1.976	5.76	3.22	-3.369	0.74	3.22	0.095	-7.95	3.22	-2.094	-13.97	4.83
79				-3.684	0.76	5.64	-0.609	-7.94	4.83	-4.099	-13.92	5.64
80				-3.731	1.05	4.03	-0.027	-7.93	3.22	-4.276	-13.91	4.03

Tabla B.1: Knots brillantes en H α de M82 para cada zona (continuación).

81	-3.648	1.29	4.83	-1.451	-7.89	3.22	-2.421	-13.88	4.03
82	-3.316	1.35	6.44	-0.920	-7.89	4.83	-1.971	-13.87	4.03
83				1.492	-7.89	4.03	-2.810	-13.77	4.03
84				-1.266	-7.88	5.64	-1.855	-13.73	4.03
85				0.838	-7.86	5.64	-3.420	-13.69	5.64
86				0.451	-7.85	4.03	-1.545	-13.69	4.03
87				-0.823	-7.84	4.03	-3.923	-13.65	4.03
88				-1.138	-7.82	5.64	-4.221	-13.64	4.03
89				1.323	-7.76	4.03	-2.349	-13.61	5.64
90				-1.523	-7.57	4.83	-1.669	-13.61	4.03
91				0.139	-7.51	4.03	-3.796	-13.59	5.64
92				-0.629	-7.49	3.22	-2.261	-13.59	4.03
93				-0.185	-7.49	5.64	-3.586	-13.58	5.64
94				-0.373	-7.48	4.03	-3.063	-13.51	4.03
95				-0.750	-7.47	4.03	-1.139	-13.43	5.64
96				-0.001	-7.47	4.03	-3.213	-13.41	1.61
97				-0.556	-7.43	4.03	-3.311	-13.40	4.83
98				0.213	-7.38	5.64	-2.007	-13.37	4.03
99				-0.467	-7.28	3.22	-1.864	-13.33	4.83
100				0.484	-7.21	4.83	-2.869	-13.32	7.25
101				-1.470	-7.08	2.42	-2.462	-13.28	4.03
102				0.085	-7.07	4.03	-2.112	-13.27	4.03
103				-1.310	-7.06	4.03	-3.725	-13.19	0.81
104				-1.077	-7.06	5.64	-3.826	-13.14	4.03
105				0.283	-7.06	4.03	-2.757	-13.08	4.03
106				-0.955	-7.02	4.83	-2.308	-13.05	4.03
107				-1.683	-7.01	4.83	-2.634	-13.01	5.64
108				0.944	-7.01	6.44	-3.480	-12.99	2.42
109				-0.319	-6.98	4.83	-3.377	-12.96	4.83
110				-0.813	-6.94	4.83	-3.994	-12.94	4.83
111				0.159	-6.89	3.22	-2.023	-12.90	3.22
112				-1.218	-6.87	4.03	-3.195	-12.89	3.22
113				-0.195	-6.87	4.03	-3.285	-12.77	6.44
114				-0.442	-6.83	4.83	-3.708	-12.72	4.03
115				-0.087	-6.74	5.64	-1.563	-12.72	6.44
116				0.345	-6.70	4.03	-2.553	-12.70	4.03
117				-1.536	-6.68	3.22	-1.855	-12.69	4.83
118				0.432	-6.64	4.03	-2.212	-12.68	5.64
119				-0.602	-6.61	5.64	-1.695	-12.68	4.83
120				-1.191	-6.52	3.22	-3.041	-12.67	4.03
121				-1.594	-6.46	3.22	-4.197	-12.63	5.64
122				0.550	-6.43	4.03	-1.968	-12.55	2.42
123				-0.161	-6.42	4.03	-3.588	-12.54	4.83

Tabla B.1: Knots brillantes en H α de M82 para cada zona (continuación).

124	0.283	-6.42	4.03	-2.738	-12.52	4.03
125	-0.276	-6.26	4.03	-2.068	-12.51	4.03
126	-1.365	-6.24	4.03	-2.898	-12.48	4.03
127	0.086	-6.23	6.44	-3.815	-12.45	4.83
128	-1.070	-6.21	2.42	-3.957	-12.40	5.64
129	0.432	-6.18	4.83	-1.731	-12.32	4.03
130	0.717	-6.18	2.42	-4.470	-12.17	4.83
131	0.203	-6.14	4.83	-4.206	-12.13	3.22
132	0.817	-6.09	4.03	-2.826	-12.12	4.03
133	-0.622	-6.06	4.83	-1.483	-12.12	5.64
134	-1.293	-6.02	4.83	-2.631	-12.11	6.44
135	-0.513	-6.00	4.83	-1.907	-12.07	1.61
136	-0.220	-6.00	2.42	-3.581	-11.99	4.83
137	-0.122	-5.96	4.03	-3.243	-11.93	6.44
138	0.908	-5.92	5.64	-2.358	-11.92	4.83
139	-1.183	-5.89	4.03	-3.348	-11.89	5.64
140	-0.739	-5.87	4.83	-3.787	-11.88	4.03
141	-0.398	-5.86	5.64	-1.634	-11.85	5.64
142	0.724	-5.82	4.03	-2.987	-11.84	6.44
143	-0.300	-5.72	4.83	-2.491	-11.74	4.83
144	0.354	-5.69	4.83	-2.224	-11.70	4.83
145	1.079	-5.64	8.86	-4.066	-11.67	4.83
146	-1.016	-5.59	5.64	-2.024	-11.67	4.03
147	0.557	-5.54	4.03	-1.521	-11.67	3.22
148	-0.148	-5.46	4.83	-3.975	-11.58	4.03
149	-0.012	-5.41	3.22	-3.482	-11.58	4.03
150	0.822	-5.37	5.64	-2.782	-11.57	4.03
151	-1.224	-5.34	4.03	-4.327	-11.53	4.83
152	0.107	-5.33	4.83	-1.872	-11.43	4.83
153	-1.484	-5.27	5.64	-2.306	-11.34	3.22
154	0.662	-5.21	4.83	-3.571	-11.30	4.83
155	-1.106	-5.19	4.83	-2.426	-11.30	4.03
156	-0.302	-5.19	4.83	-3.915	-11.25	4.83
157	0.297	-5.18	4.03	-3.126	-11.21	5.64
158	-0.521	-5.17	3.22	-2.598	-11.19	4.03
159	-0.604	-5.13	3.22	-4.258	-11.16	5.64
160	-0.793	-5.08	4.83	-2.906	-11.16	4.03
161	0.752	-5.00	3.22	-3.236	-11.12	4.03
162	-0.202	-4.99	4.03	-3.414	-11.11	4.03
163	-0.441	-4.95	4.03	-2.722	-11.10	4.03
164	0.397	-4.90	4.83	-3.727	-11.07	4.83
165	0.581	-4.88	4.83	-3.833	-11.02	4.03
166	-1.017	-4.80	4.03	-2.183	-10.97	4.83

Tabla B.1: Knots brillantes en H α de M82 para cada zona (continuación).

167	-0.008	-4.80	4.03	-2.525	-10.88	3.22
168	0.316	-4.76	2.42	-1.935	-10.80	4.83
169	-0.836	-4.73	3.22	-2.614	-10.78	1.61
170	-0.692	-4.71	4.03	-3.952	-10.76	3.22
171	-0.141	-4.70	2.42	-3.278	-10.75	4.03
172	-1.219	-4.62	4.03	-1.728	-10.73	4.03
173	0.208	-4.58	4.83	-4.099	-10.72	4.03
174	-1.385	-4.49	2.42	-2.836	-10.70	4.83
175	-1.082	-4.49	4.83	-2.934	-10.65	4.83
176	0.592	-4.48	3.22	-2.065	-10.59	6.44
177	-0.425	-4.45	4.03	-3.348	-10.52	3.22
178	0.053	-4.39	4.03	-3.062	-10.52	2.42
179	-0.813	-4.32	4.03	-3.603	-10.51	4.83
180	-0.912	-4.29	4.83	-3.458	-10.51	4.03
181	0.253	-4.27	2.42	-1.536	-10.51	4.03
182	-0.105	-4.20	4.83	-1.874	-10.48	4.03
183	0.554	-4.17	4.03	-1.433	-10.48	5.64
184	0.418	-4.13	4.03	-2.543	-10.42	4.83
185	-0.709	-4.12	5.64	-2.223	-10.38	4.83
186	-0.302	-4.06	4.03	-3.676	-10.30	4.03
187	-1.051	-4.05	2.42	-3.174	-10.29	6.44
188	-0.205	-4.03	4.83	-2.632	-10.29	4.83
189	-0.558	-4.01	4.03	-1.776	-10.25	4.83
190	0.088	-3.96	4.03	-2.365	-10.23	5.64
191	-1.083	-3.84	3.22	-2.927	-10.15	4.83
192	0.512	-3.72	4.83	-1.668	-10.15	4.83
193	-0.485	-3.70	4.83	-3.411	-10.08	5.64
194	0.015	-3.66	4.03	-2.792	-10.01	4.83
195	-0.390	-3.61	2.42	-3.065	-9.91	4.83
196	-0.313	-3.61	4.83	-1.565	-9.89	4.03
197	-0.723	-3.59	3.22	-2.253	-9.86	4.03
198	-0.990	-3.56	3.22	-2.113	-9.83	4.83
199	0.281	-3.51	4.83	-2.366	-9.74	4.83
200	0.886	-3.51	4.83	-1.471	-9.72	4.83
201	0.683	-3.47	4.03	-2.544	-9.68	5.64
202	0.087	-3.40	4.03	-3.304	-9.63	3.22
203	-1.223	-3.34	4.83	-3.375	-9.60	3.22
204	0.750	-3.31	4.03	-3.047	-9.43	4.03
205	-0.576	-3.29	4.03	-2.678	-9.42	4.03
206	0.405	-3.29	4.83	-2.943	-9.38	4.83
207	-0.256	-3.27	2.42	-3.430	-9.30	2.42
208	-0.752	-3.26	4.03	-3.136	-9.28	4.03
209	-1.090	-3.25	4.83	-3.835	-9.24	4.03

Tabla B.1: Knots brillantes en H α de M82 para cada zona (continuación).

210	-0.653	-3.22	4.83	-2.572	-9.24	4.83
211	0.859	-3.22	4.83	-2.481	-9.23	3.22
212	-0.834	-3.17	3.22	-2.237	-9.23	4.03
213	0.226	-3.16	4.83	-1.476	-9.23	4.03
214	0.584	-3.15	4.83	-1.923	-9.17	4.83
215	-0.219	-3.02	4.03	-3.929	-9.16	4.83
216	-0.350	-2.97	4.83	-2.723	-9.11	4.03
217	-0.442	-2.93	3.22	-1.590	-9.10	5.64
218	-0.762	-2.88	2.42	-2.041	-9.09	4.83
219	-0.962	-2.86	5.64	-1.714	-9.03	4.03
220	0.467	-2.83	5.64	-2.155	-8.96	5.64
221	-0.102	-2.82	4.83	-3.921	-8.77	3.22
222	-0.586	-2.57	4.83	-3.476	-8.77	4.03
223	-0.367	-2.56	2.42	-3.365	-8.72	6.44
224	0.101	-2.55	4.83	-2.373	-8.72	2.42
225	-0.186	-2.53	4.83	-1.784	-8.71	5.64
226	0.771	-2.51	4.03	-3.210	-8.65	4.03
227	-0.468	-2.50	3.22	-3.088	-8.64	5.64
228	0.590	-2.47	5.64	-2.864	-8.51	4.83
229	-0.048	-2.42	4.03	-1.924	-8.51	4.83
230	1.084	-2.37	5.64	-2.564	-8.47	4.03
231	-0.292	-2.33	4.83	-2.446	-8.46	4.83
232	-0.701	-2.32	4.83	-2.025	-8.46	4.03
233	1.273	-2.32	4.83	-2.312	-8.43	4.03
234	0.321	-2.28	3.22	-3.447	-8.36	4.83
235	0.043	-2.23	4.03	-2.693	-8.27	4.03
236	0.780	-2.11	4.83	-1.672	-8.27	3.22
237	0.237	-2.01	5.64	-1.820	-8.20	4.03
238	-0.466	-1.97	3.22	-2.054	-8.04	3.22
239	0.563	-1.95	4.03	-1.934	-7.87	4.83
240	1.200	-1.93	4.03	-2.466	-7.76	1.61
241	-0.398	-1.92	4.03	-3.121	-7.72	4.83
242	0.326	-1.74	4.83	-2.639	-7.54	6.44
243	-0.268	-1.73	2.42	-2.334	-7.21	5.64
244	-0.168	-1.72	3.22	-2.155	-6.90	7.25
245	-0.547	-1.41	2.42	-2.247	-6.48	4.83
246	-0.235	-1.38	3.22	-2.050	-6.37	6.44
247	-0.479	-1.35	4.03			
248	-0.141	-1.27	4.83			
249	-0.405	-1.10	4.83			
250	0.088	-1.10	3.22			
251	0.147	-0.88	4.03			
252	0.340	-0.67	7.24			

Tabla B.1: Knots brillantes en $H\alpha$ de M82 para cada zona (continuación).

253	0.181	-0.26	3.22
254	0.284	-0.14	4.03
255	-0.156	-0.11	4.83
256	-0.009	0.03	4.83

Tabla B.2: Knots brillantes en continuo de H α de M82 para cada zona. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia (AR = 9^h 55^m 53.56^s y Dec = 69° 40' 51.78'') y están ordenados por declinación. [Unidades: Δ AR en segundos, Δ Dec. en segundos de arco y radios en parsecs].

Id.	N zone			NE zone			NW zone			SE zone			SW zone		
	Δ RA	Δ Dec.	R	Δ RA	Δ Dec.	R	Δ RA	Δ Dec.	R	Δ RA	Δ Dec.	R	Δ RA	Δ Dec.	R
1	-2.235	-0.65	3.22	-1.720	-2.69	4.83	-3.674	-7.08	6.44	-0.486	-11.23	4.03	-3.201	-16.45	5.64
2	-2.257	-0.35	3.22	-1.278	-2.37	4.83	-3.506	-6.79	3.22	0.171	-9.37	4.83	-3.730	-16.16	7.25
3	-2.375	-0.15	4.83	-1.111	-2.06	4.83	-3.319	-6.78	4.83	-1.319	-9.26	2.42	-3.987	-15.59	4.83
4	-2.161	0.08	3.22	-1.801	-2.00	3.22	-2.663	-6.00	4.83	0.423	-9.14	2.42	-2.397	-15.31	3.22
5	-2.559	0.13	3.22	-0.847	-1.95	4.83	-2.469	-5.43	5.64	-0.687	-8.85	6.44	-2.282	-14.94	5.64
6	-2.293	0.31	3.22	-1.297	-1.85	4.83	-2.742	-4.89	3.22	0.151	-8.74	4.83	-3.245	-14.67	5.64
7	-2.256	0.57	2.42	-1.675	-1.77	7.25	-3.093	-4.65	3.22	0.102	-8.71	3.22	-2.194	-14.30	6.44
8	-2.330	0.70	3.22	-1.454	-1.68	5.64	-3.171	-4.62	4.83	0.204	-8.66	2.42	-3.197	-13.94	5.64
9	-2.261	1.04	3.22	-1.860	-1.63	4.03	-2.860	-4.32	4.83	-1.191	-8.63	6.44	-4.194	-13.52	7.25
10	-2.685	1.78	6.44	-1.923	-1.45	4.03	-2.720	-4.24	5.64	-0.950	-8.44	4.83	-2.547	-12.99	4.83
11	-2.855	2.12	4.03	-1.570	-1.35	4.03	-3.244	-4.16	3.22	-0.652	-8.21	5.64	-3.726	-12.78	4.83
12	-2.702	2.68	5.64	-0.907	-1.27	5.64	-3.311	-4.06	4.03	-0.802	-8.02	3.22	-3.554	-12.04	7.25
13	-3.356	2.81	5.64	-1.057	-1.23	4.83	-3.045	-3.89	6.44	-0.899	-7.98	4.83	-3.185	-11.71	8.05
14	-2.540	2.85	7.25	-1.382	-1.17	5.64	-3.459	-3.70	4.03	-0.579	-7.98	3.22	-2.945	-11.68	5.64
15	-2.824	2.97	4.83	-1.295	-0.91	4.83	-2.859	-3.65	4.03	-1.352	-7.93	4.03	-2.630	-11.24	4.83
16	-2.765	3.46	6.44	-1.651	-0.72	4.83	-2.618	-3.55	4.03	-1.261	-7.92	5.64	-3.114	-10.93	4.83
17	-2.899	3.57	3.22	-1.488	-0.54	7.25	-3.195	-3.52	5.64	-1.127	-7.78	4.83	-1.916	-10.85	4.83
18	-2.665	3.84	5.64	-0.922	-0.23	5.64	-3.597	-3.51	4.03	-0.210	-7.68	5.64	-3.309	-10.83	4.03
19	-2.582	4.45	6.44	-1.657	-0.07	4.03	-2.717	-3.51	4.03	-1.500	-7.66	4.83	-2.834	-10.79	5.64
20	-3.213	4.61	5.64	-1.085	0.20	5.64	-3.522	-3.38	4.03	-0.340	-7.63	4.83	-2.587	-10.69	2.42
21	-3.279	4.95	3.22	-1.173	0.52	4.03	-3.117	-3.26	4.83	-0.819	-7.61	4.03	-2.202	-10.37	4.03
22	-2.725	6.36	5.64	-1.263	0.54	4.03	-2.781	-3.25	5.64	-0.583	-7.47	4.03	-2.504	-10.33	4.03
23				-1.569	0.84	4.03	-3.433	-3.24	5.64	-1.298	-7.24	5.64	-2.391	-10.28	6.44
24				-0.686	0.99	4.83	-3.015	-3.17	6.44	0.974	-7.21	2.42	-2.031	-10.23	5.64
25				-0.818	1.04	4.03	-2.646	-3.10	4.83	-1.064	-7.20	3.22	-2.631	-10.16	4.83
26				-0.925	1.13	4.03	-2.520	-3.06	5.64	-0.952	-7.11	4.03	-2.737	-10.13	4.03
27				-1.877	1.17	4.03	-2.349	-2.84	7.25	-1.224	-7.06	4.83	-2.355	-9.83	5.64
28				0.067	1.27	4.03	-3.220	-2.77	4.83	-0.411	-6.84	4.83	-2.982	-9.78	5.64
29				-1.348	1.31	5.64	-2.594	-2.75	4.03	-1.083	-6.75	4.83	-2.587	-9.65	5.64
30				-1.467	1.34	4.03	-3.589	-2.73	4.83	-0.818	-6.66	4.83	-2.460	-9.55	4.83
31				-1.650	1.37	4.83	-2.159	-2.72	3.22	-0.580	-6.66	5.64	-2.477	-9.24	4.83
32				-0.007	1.37	4.83	-2.935	-2.64	4.83	-1.198	-6.65	4.03	-2.223	-9.24	7.25
33				-1.739	1.49	4.03	-2.693	-2.53	4.83	0.546	-6.50	4.03	-2.719	-9.19	4.03
34				-0.412	1.50	4.03	-4.525	-2.37	4.03	-1.360	-6.33	4.03	-2.142	-9.09	4.03
35				-0.553	1.54	4.03	-3.319	-2.28	4.83	0.181	-6.33	3.22	-1.940	-8.68	6.44
36				-1.960	1.57	4.83	-2.989	-2.06	4.83	0.116	-6.29	3.22	-2.626	-7.62	6.44
37				-0.756	1.58	4.83	-3.179	-1.86	6.44	0.878	-6.22	4.03	-2.152	-6.93	5.64

Tabla B.2: Knots brillantes en continuo de $H\alpha$ de M82 para cada zona (continuación).

38	-1.862	1.61	4.03	-3.486	-1.50	11.27	-1.058	-6.19	3.22
39	-1.507	1.76	5.64	-3.400	-0.56	4.83	-0.536	-6.14	4.83
40	-1.135	1.77	4.03	-3.565	-0.02	7.25	-1.289	-6.11	4.03
41	-1.030	1.82	4.03	-3.777	0.07	5.64	-0.609	-6.09	4.03
42	-1.226	1.87	5.64				0.201	-6.02	4.83
43	-0.820	1.90	4.03				-0.821	-6.00	4.03
44	-0.342	1.96	8.05				-0.727	-5.96	4.83
45	-0.641	2.00	5.64				-0.414	-5.95	5.64
46	-0.070	2.00	6.44				-1.190	-5.92	4.03
47	-1.411	2.05	4.83				-1.434	-5.89	4.03
48	-0.494	2.14	6.44				0.960	-5.86	4.03
49	-1.730	2.17	4.03				-0.296	-5.81	4.83
50	-0.149	2.19	4.83				-1.011	-5.73	4.83
51	-1.021	2.22	5.64				0.271	-5.71	4.03
52	-1.882	2.50	2.42				0.527	-5.66	2.42
53	-0.714	2.64	6.44				0.358	-5.64	5.64
54	-1.683	2.65	5.64				1.023	-5.64	4.03
55	-1.131	2.74	3.22				-0.225	-5.45	4.83
56	-1.849	2.75	4.03				-0.902	-5.36	4.03
57	-0.848	2.82	6.44				-1.084	-5.33	5.64
58	-1.003	3.05	5.64				-1.474	-5.31	5.64
59	-0.298	3.15	4.83				-0.299	-5.23	3.22
60	-0.493	3.28	4.03				-0.591	-5.22	6.44
61	-0.597	3.42	5.64				-0.771	-5.14	4.83
62	-1.760	3.44	5.64				0.508	-5.04	2.42
63	-0.325	3.84	4.83				-0.489	-5.00	3.22
64	-1.093	3.96	4.03				-0.218	-4.91	4.03
65	-1.507	4.36	7.25				0.434	-4.91	4.03
66	-1.661	4.64	6.44				0.535	-4.82	4.03
67	-1.807	5.35	5.64				-0.829	-4.77	3.22
68	-1.943	5.42	2.42				-0.678	-4.76	4.03
69							0.224	-4.74	4.83
70							-1.206	-4.67	4.03
71							0.603	-4.57	5.64
72							-0.413	-4.54	3.22
73							0.303	-4.50	5.64
74							-0.901	-4.44	4.03
75							-1.293	-4.40	4.83
76							-0.810	-4.40	4.03
77							0.480	-4.34	4.83
78							-0.686	-4.17	5.64
79							-0.298	-4.16	4.03

Tabla B.2: Knots brillantes en continuo de H α de M82 para cada zona (continuación).

80	0.595	-4.13	5.64
81	-1.033	-4.12	5.64
82	-0.536	-4.07	4.83
83	-0.073	-4.04	4.83
84	-0.184	-3.93	3.22
85	-0.881	-3.84	4.03
86	-0.377	-3.70	4.03
87	-0.711	-3.65	3.22
88	-0.300	-3.65	4.03
89	0.090	-3.62	8.05
90	0.743	-3.62	8.05
91	0.283	-3.55	3.22
92	-1.181	-3.53	2.42
93	-0.422	-3.47	2.42
94	-1.215	-3.37	2.42
95	0.603	-3.37	4.03
96	-0.563	-3.33	4.83
97	-0.649	-3.30	4.83
98	-0.221	-3.30	5.64
99	-0.749	-3.29	3.22
100	-1.069	-3.28	4.03
101	-0.811	-3.26	3.22
102	-0.932	-3.20	2.42
103	0.355	-3.20	5.64
104	-1.002	-3.14	3.22
105	-0.318	-3.10	4.83
106	-0.969	-3.00	2.42
107	-0.430	-2.98	2.42
108	-0.749	-2.95	3.22
109	-0.090	-2.86	4.03
110	-0.215	-2.79	4.03
111	-0.576	-2.66	6.44
112	-0.346	-2.66	2.42
113	0.613	-2.56	5.64
114	0.116	-2.55	4.83
115	-0.448	-2.54	2.42
116	-0.136	-2.49	3.22
117	-0.047	-2.46	4.83
118	-0.261	-2.42	2.42
119	-0.688	-2.37	4.83
120	0.259	-2.14	4.83
121	-0.304	-2.11	4.03

Tabla B.2: Knots brillantes en continuo de $H\alpha$ de M82 para cada zona (continuación).

122	-0.468	-2.05	4.03
123	-0.387	-2.00	4.03
124	-0.254	-1.81	3.22
125	-0.146	-1.77	4.83
126	-0.510	-1.49	3.22
127	-0.229	-1.46	4.83
128	-0.449	-1.45	3.22
129	-0.130	-1.28	4.83
130	0.109	-1.21	4.83
131	-0.385	-1.18	5.64
132	1.141	-1.10	4.83
133	0.004	-1.05	3.22
134	0.296	-0.23	5.64
135	-0.125	-0.12	4.83
136	0.013	-0.03	5.64

Tabla B.3: Magnitudes y colores en los filtros de banda ancha para M82.

Id.	m_{F439W}	m_{F555W}	m_{F814W}	m_{F547M}	F439W-F555W	F555W-F814W
N01	22.58 ± 0.28	21.34 ± 0.26	19.19 ± 0.12	21.2 ± 2.0	1.24±0.39	2.10±0.28
N02	22.67 ± 0.26	20.98 ± 0.23	19.08 ± 0.33	21.0 ± 2.4	1.68±0.35	1.87±0.41
N03	22.19 ± 0.15	20.64 ± 0.13	18.73 ± 0.19	20.8 ± 2.6	1.56±0.20	1.88±0.23
N04	20.991±0.065	19.79 ± 0.11	18.32 ± 0.14	19.48±0.46	1.21±0.13	1.43±0.18
N05	21.448±0.045	20.01 ± 0.11	18.43 ± 0.17	20.07±0.57	1.43±0.12	1.54±0.20
N06	21.602±0.044	20.153±0.086	18.520±0.095	20.43±0.83	1.44±0.10	1.59±0.13
N07	20.899±0.158	19.30 ± 0.12	17.413±0.073	20.0 ± 3.5	1.60±0.20	1.89±0.15
N08	21.51 ± 0.40	19.91 ± 0.34	18.25 ± 0.39	20.3 ± 4.4	1.60±0.53	1.66±0.51
N09	21.13 ± 0.14	19.57 ± 0.18	18.30 ± 0.54	19.8 ± 2.1	1.56±0.23	1.27±0.57
N10	21.38 ± 0.18	20.52 ± 0.59	18.49 ± 0.22	20.1 ± 1.7	0.87±0.62	2.02±0.63
N11	20.284±0.066	19.31 ± 0.10	17.96 ± 0.12	19.3 ± 1.2	0.97±0.12	1.35±0.16
N12	21.29 ± 0.22	20.292±0.097	18.80 ± 0.13	20.2 ± 1.5	1.00±0.24	1.46±0.16
N13	21.15 ± 0.11	20.31 ± 0.46	18.98 ± 0.33	20.4 ± 3.1	0.84±0.47	1.33±0.57
N14	21.09 ± 0.12	20.46 ± 0.64	19.01 ± 0.35	20.3 ± 2.8	0.63±0.65	1.45±0.73
N15	21.50 ± 0.32	20.27 ± 0.18	18.91 ± 0.18	20.3 ± 2.7	1.24±0.37	1.35±0.25
N16	21.21 ± 0.19	20.28 ± 0.20	19.09 ± 0.28	20.0 ± 1.5	0.94±0.27	1.17±0.34
NE03	21.031±0.075	19.343±0.059	17.241±0.054	19.13±0.33	1.689±0.095	2.066±0.094
NE04	21.915±0.075	20.72 ± 0.12	18.448±0.067	21.1 ± 5.9	1.20 ± 0.14	2.25 ± 0.15
NE05	22.27 ± 0.26	19.717±0.085	16.839±0.046	19.9 ± 1.5	2.56 ± 0.28	2.86 ± 0.13
NE06	19.268±0.064	17.836±0.042	15.872±0.019	17.85±0.29	1.431±0.077	1.964±0.056
NE07	21.10 ± 0.14	18.960±0.056	16.543±0.016	18.94±0.67	2.14 ± 0.16	2.410±0.077
NE08	21.38 ± 0.14	19.831±0.070	17.722±0.061	19.96±0.76	1.55 ± 0.16	2.072±0.096
NE09	21.162±0.048	20.063±0.070	18.26 ± 0.19	19.95±0.76	1.100±0.085	1.77 ± 0.20
NE10	21.56 ± 0.20	19.536±0.073	17.078±0.053	19.80±0.65	2.02 ± 0.22	2.42 ± 0.10
NE11	22.07 ± 0.64	20.11 ± 0.26	17.65 ± 0.11	20.3 ± 2.9	1.97 ± 0.70	2.45 ± 0.29
NE12	22.8 ± 1.1	20.14 ± 0.23	17.17 ± 0.10	20.2 ± 2.9	2.67 ± 1.14	2.96 ± 0.28
NE13	20.85 ± 0.12	19.003±0.031	16.593±0.020	19.11±0.79	1.85 ± 0.13	2.403±0.038
NE14	20.531±0.057	19.63 ± 0.26	17.61 ± 0.11	19.38±0.81	0.91 ± 0.27	2.00 ± 0.28
NE15	19.61 ± 0.14	18.078±0.040	16.031±0.018	18.32±0.68	1.54 ± 0.14	2.046±0.046
NE17	20.88 ± 0.12	19.71 ± 0.13	18.00 ± 0.11	19.8 ± 1.2	1.18 ± 0.18	1.70 ± 0.17
NE18	20.93 ± 0.31	19.49 ± 0.21	17.104±0.030	19.5 ± 1.5	1.44 ± 0.38	2.39 ± 0.21
NE19	21.470±0.069	20.62 ± 0.12	19.32 ± 0.55	20.9 ± 2.2	0.85 ± 0.14	1.27 ± 0.56
NE20	22.32 ± 0.15	19.06 ± 0.11	18.585±0.065	18.96±0.87	3.26 ± 0.20	0.44 ± 0.24
NE21	20.536±0.099	19.23 ± 0.10	16.817±0.035	20.5 ± 1.4	1.30 ± 0.14	2.42 ± 0.12
NE22	21.57 ± 0.14	20.41 ± 0.44	17.87 ± 0.12	20.6 ± 3.2	1.16 ± 0.47	2.52 ± 0.46
NE23	20.303±0.027	18.959±0.020	17.251±0.081	18.74±0.56	1.347±0.034	1.70 ± 0.08
NE24	21.01 ± 0.11	19.65 ± 0.10	17.98 ± 0.27	19.47±0.91	1.38 ± 0.15	1.65 ± 0.29
NE25	22.02 ± 0.22	20.49 ± 0.23	18.48 ± 0.11	20.5 ± 2.0	1.54 ± 0.32	1.98 ± 0.26
NE26	21.870±0.046	20.180±0.041	18.71 ± 0.47	20.4 ± 1.8	1.698±0.062	1.45 ± 0.48
NE27	20.804±0.077	19.853±0.078	17.981±0.039	19.8 ± 1.4	0.96 ± 0.11	1.854±0.090
NE28	20.57 ± 0.10	19.000±0.041	17.112±0.033	19.14±0.66	1.58 ± 0.12	1.869±0.056
NE29	20.489±0.065	19.308±0.091	18.03 ± 0.32	19.29±0.56	1.19 ± 0.11	1.25 ± 0.34
NE30	21.50 ± 0.15	20.073±0.092	18.74 ± 0.37	20.00±0.84	1.43 ± 0.18	1.30 ± 0.39
NE31	19.938±0.082	18.760±0.058	17.194±0.062	18.68±0.52	1.18 ± 0.10	1.559±0.086
NE32	19.431±0.027	18.089±0.016	16.499±0.030	18.09±0.46	1.340±0.038	1.590±0.044
NE33	20.483±0.066	19.047±0.048	17.85 ± 0.44	19.3 ± 1.0	1.437±0.084	1.19 ± 0.44
NE34	19.514±0.089	18.234±0.050	16.489±0.034	18.26±0.55	1.28 ± 0.10	1.745±0.064
NE35	19.78 ± 0.15	18.353±0.081	16.516±0.053	18.7 ± 1.0	1.42 ± 0.17	1.836±0.097
NE36	22.05 ± 0.23	20.353±0.058	18.227±0.086	20.4 ± 1.8	1.71 ± 0.24	2.10 ± 0.11
NE37	20.41 ± 0.11	19.152±0.046	17.83 ± 0.42	19.16±0.67	1.27 ± 0.12	1.30 ± 0.43
NE38	22.88 ± 0.27	21.01 ± 0.19	19.04 ± 0.20	20.8 ± 2.1	1.87 ± 0.33	1.93 ± 0.28
NE39	20.53 ± 0.17	19.086±0.092	17.43 ± 0.14	19.4 ± 1.1	1.45 ± 0.20	1.65 ± 0.17
NE40	20.357±0.086	19.19 ± 0.16	17.174±0.029	19.25±0.95	1.17 ± 0.18	2.01 ± 0.17
NE41	22.513±0.075	20.899±0.059	18.902±0.074	21.4 ± 4.3	1.615±0.095	1.961±0.096
NE42	22.4 ± 1.2	20.62 ± 0.66	18.29 ± 0.12	20.5 ± 2.0	1.8 ± 1.3	2.30 ± 0.67
NE43	22.062±0.074	20.414±0.038	18.438±0.063	20.8 ± 2.8	1.655±0.084	1.948±0.073
NE44	21.32 ± 0.23	19.97 ± 0.29	17.75 ± 0.10	20.2 ± 2.4	1.35 ± 0.37	2.21 ± 0.31
NE45	21.24 ± 0.12	20.18 ± 0.40	18.30 ± 0.38	20.7 ± 4.9	1.06 ± 0.42	1.88 ± 0.55
NE46	20.86 ± 0.12	19.84 ± 0.16	18.36 ± 0.14	19.79±0.96	1.03 ± 0.20	1.45 ± 0.21
NE47	20.48 ± 0.37	19.21 ± 0.27	17.51 ± 0.19	19.1 ± 1.0	1.27 ± 0.46	1.70 ± 0.34
NE48	21.614±0.059	20.078±0.037	18.316±0.067	20.4 ± 2.5	1.545±0.070	1.743±0.079

Tabla B.3: Magnitudes y colores en los filtros de banda ancha para M82 (continuación).

NE49	20.62 ± 0.12	19.289±0.090	17.447±0.056	19.5 ± 1.3	1.34 ± 0.15	1.83 ± 0.11
NE50	20.40 ± 0.18	19.30 ± 0.17	17.88 ± 0.26	19.3 ± 1.5	1.10 ± 0.25	1.42 ± 0.31
NE51	21.84 ± 0.29	20.45 ± 0.19	18.67 ± 0.13	20.4 ± 2.4	1.40 ± 0.35	1.77 ± 0.24
NW01	22.43 ± 0.54	20.59 ± 0.20	18.33 ± 0.11	20.4 ± 2.7	1.83 ± 0.58	2.26 ± 0.23
NW02	23.5 ± 2.2	20.51 ± 0.13	17.583±0.045	20.6 ± 3.4	3.0 ± 2.2	2.92 ± 0.14
NW03	21.87 ± 0.31	19.686±0.071	17.195±0.053	19.84±0.90	2.19 ± 0.32	2.463±0.093
NW04	21.36 ± 0.20	19.197±0.062	16.699±0.025	19.3 ± 1.2	2.16 ± 0.22	2.50 ± 0.10
NW05	22.12 ± 0.15	19.865±0.031	17.154±0.014	19.9 ± 1.3	2.26 ± 0.16	2.692±0.037
NW06	19.322±0.028	17.888±0.023	15.844±0.029	17.80±0.27	1.433±0.039	2.044±0.058
NW07	21.371±0.081	19.338±0.036	16.976±0.034	19.29±0.53	2.041±0.095	2.334±0.060
NW08	22.49 ± 0.25	20.430±0.061	17.995±0.038	20.5 ± 1.7	2.07 ± 0.26	2.406±0.072
NW09	20.714±0.072	19.01 ± 0.18	16.600±0.077	19.08±0.92	1.70 ± 0.19	2.41 ± 0.20
NW10	20.406±0.052	18.665±0.037	16.377±0.020	18.53±0.34	1.750±0.064	2.268±0.049
NW11	22.33 ± 0.21	20.247±0.061	17.883±0.055	20.4 ± 1.1	2.09 ± 0.22	2.328±0.084
NW12	21.113±0.084	19.102±0.023	16.945±0.034	19.4 ± 1.1	2.015±0.092	2.150±0.065
NW13	19.706±0.081	17.987±0.025	16.008±0.073	18.48±0.64	1.719±0.088	1.979±0.077
NW14	21.15 ± 0.15	18.941±0.034	16.428±0.013	18.94±0.51	2.21 ± 0.15	2.494±0.036
NW15	20.159±0.092	18.497±0.055	16.507±0.040	18.52±0.34	1.67 ± 0.11	1.971±0.075
NW16	21.23 ± 0.61	19.42 ± 0.30	16.749±0.065	19.6 ± 2.9	1.81 ± 0.69	2.67 ± 0.31
NW17	21.96 ± 0.22	20.34 ± 0.37	18.08 ± 0.25	20.3 ± 2.1	1.63 ± 0.43	2.23 ± 0.45
NW18	20.60 ± 0.17	18.755±0.093	16.507±0.035	19.08±0.58	1.85 ± 0.19	2.229±0.099
NW19	21.19 ± 0.20	19.51 ± 0.17	17.151±0.032	19.71±0.81	1.68 ± 0.27	2.33 ± 0.18
NW20	19.810±0.056	18.40 ± 0.13	16.84 ± 0.19	18.6 ± 1.0	1.41 ± 0.14	1.56 ± 0.23
NW21	20.545±0.053	19.35 ± 0.14	17.82 ± 0.13	19.4 ± 1.1	1.20 ± 0.15	1.53 ± 0.19
SE01	20.690±0.023	20.19 ± 0.28	19.16 ± 0.12	19.9 ± 1.0	0.51 ± 0.28	1.00 ± 0.35
SE02	20.776±0.095	20.00 ± 0.13	19.10 ± 0.21	20.1 ± 2.2	0.78 ± 0.16	0.89 ± 0.25
SE03	20.973±0.054	20.281±0.072	19.54 ± 0.23	20.6 ± 2.1	0.699±0.090	0.71 ± 0.24
SE04	19.731±0.022	18.685±0.020	17.275±0.037	18.75±0.54	1.048±0.032	1.403±0.044
SE05	20.77 ± 0.20	20.04 ± 0.16	18.884±0.078	20.0 ± 1.5	0.74 ± 0.25	1.14 ± 0.18
SE06	20.527±0.023	19.267±0.038	18.21 ± 0.50	19.8 ± 1.1	1.268±0.044	1.03 ± 0.50
SE07	21.059±0.073	19.608±0.068	17.82 ± 0.12	19.41±0.59	1.46 ± 0.10	1.77 ± 0.15
SE08	20.523±0.085	19.59 ± 0.12	18.26 ± 0.15	19.8 ± 1.2	0.94 ± 0.15	1.31 ± 0.19
SE09	21.3 ± 1.2	20.4 ± 1.4	18.49 ± 0.68	19.8 ± 1.3	0.9 ± 1.8	1.9 ± 1.5
SE10	20.63 ± 0.46	19.58 ± 0.46	18.37 ± 0.63	19.32±0.74	1.06 ± 0.65	1.19 ± 0.78
SE11	19.611±0.016	18.576±0.054	17.06 ± 0.12	18.42±0.31	1.043±0.059	1.50 ± 0.14
SE12	19.324±0.061	18.44 ± 0.11	17.05 ± 0.15	18.30±0.27	0.89 ± 0.13	1.37 ± 0.19
SE13	21.90 ± 0.21	20.079±0.057	18.32 ± 0.25	20.2 ± 1.8	1.83 ± 0.23	1.74 ± 0.26
SE14	19.76 ± 0.10	18.658±0.082	17.21 ± 0.12	18.85±0.47	1.11 ± 0.13	1.43 ± 0.15
SE15	20.100±0.027	19.010±0.057	17.577±0.071	18.91±0.26	1.092±0.067	1.397±0.095
SE16	20.81 ± 0.31	20.13 ± 0.48	18.56 ± 0.23	19.89±0.98	0.68 ± 0.58	1.54 ± 0.53
SE17	21.44 ± 0.27	21.14 ± 0.53	20.8 ± 1.5	20.5 ± 3.6	0.30 ± 0.60	0.3 ± 1.6
SE18	19.923±0.029	18.557±0.059	17.14 ± 0.12	18.70±0.21	1.367±0.074	1.39 ± 0.14
SE19	20.257±0.057	19.116±0.069	17.56 ± 0.16	19.5 ± 1.1	1.143±0.090	1.55 ± 0.18
SE20	20.090±0.037	19.005±0.086	17.523±0.095	19.29±0.25	1.08 ± 0.10	1.44 ± 0.13
SE22	21.29 ± 0.12	20.54 ± 0.37	19.41 ± 0.55	20.5 ± 3.4	0.74 ± 0.39	1.12 ± 0.67
SE23	21.016±0.048	19.983±0.092	19.02 ± 0.50	20.15±0.61	1.03 ± 0.11	0.92 ± 0.51
SE24	21.25 ± 0.18	19.92 ± 0.14	18.87 ± 0.45	20.1 ± 1.8	1.34 ± 0.23	1.03 ± 0.48
SE25	20.493±0.054	19.488±0.072	18.8 ± 1.1	19.68±0.80	1.013±0.090	0.66 ± 1.10
SE26	19.864±0.061	18.921±0.096	17.41 ± 0.15	18.96±0.68	0.95 ± 0.12	1.51 ± 0.18
SE27	20.782±0.060	19.684±0.099	18.30 ± 0.13	19.8 ± 2.2	1.10 ± 0.12	1.38 ± 0.16
SE28	20.096±0.024	18.850±0.024	17.47 ± 0.15	19.04±0.57	1.254±0.034	1.37 ± 0.15
SE29	21.047±0.064	19.769±0.095	18.26 ± 0.14	20.0 ± 1.6	1.29 ± 0.11	1.49 ± 0.17
SE30	20.681±0.067	19.400±0.060	18.06 ± 0.18	20.1 ± 4.2	1.281±0.090	1.34 ± 0.19
SE31	21.81 ± 0.16	20.77 ± 0.33	19.35 ± 0.23	20.7 ± 2.4	1.05 ± 0.37	1.40 ± 0.41
SE32	21.98 ± 0.18	20.03 ± 0.14	17.487±0.058	20.3 ± 2.6	1.96 ± 0.23	2.54 ± 0.16
SE33	20.616±0.048	19.593±0.090	18.31 ± 0.17	19.74±0.61	1.02 ± 0.10	1.24 ± 0.19
SE34	19.39 ± 0.14	18.32 ± 0.15	16.454±0.099	18.08±0.29	1.07 ± 0.21	1.86 ± 0.18
SE35	18.988±0.098	18.16 ± 0.13	16.74 ± 0.11	18.14±0.24	0.84 ± 0.17	1.40 ± 0.18
SE36	20.636±0.042	19.42 ± 0.10	17.97 ± 0.19	19.57±0.73	1.23 ± 0.11	1.42 ± 0.22
SE37	21.38 ± 0.13	20.12 ± 0.15	18.64 ± 0.18	20.1 ± 1.8	1.27 ± 0.20	1.46 ± 0.24
SE38	21.36 ± 0.15	20.25 ± 0.15	18.94 ± 0.12	20.2 ± 1.4	1.12 ± 0.21	1.28 ± 0.19

Tabla B.3: Magnitudes y colores en los filtros de banda ancha para M82 (continuación).

SE39	20.37 ± 0.17	19.10 ± 0.18	17.51 ± 0.25	18.91±0.26	1.27 ±0.25	1.56 ±0.31
SE40	20.48 ± 0.20	19.67 ± 0.34	18.03 ± 0.21	19.36±0.59	0.82 ±0.39	1.62 ±0.41
SE41	21.45 ± 0.14	20.30 ± 0.18	18.588±0.062	20.5 ± 2.8	1.17 ±0.23	1.69 ±0.19
SE42	21.139±0.046	20.26 ± 0.17	19.09 ± 0.21	20.14±0.98	0.88 ±0.18	1.13 ±0.28
SE43	20.463±0.051	18.928±0.059	17.44 ± 0.43	18.91±0.50	1.543±0.079	1.47 ±0.44
SE44	20.28 ± 0.28	18.78 ± 0.17	17.01 ± 0.14	18.82±0.34	1.51 ±0.33	1.75 ±0.22
SE45	21.42 ± 0.29	20.43 ± 0.39	19.13 ± 0.41	20.3 ± 1.7	1.00 ±0.49	1.27 ±0.57
SE46	19.420±0.054	18.205±0.054	16.593±0.046	18.34±0.37	1.217±0.083	1.604±0.084
SE47	19.246±0.017	18.196±0.041	16.817±0.055	18.16±0.31	1.052±0.052	1.372±0.075
SE48	20.47 ± 0.19	19.45 ± 0.26	19.3 ± 1.8	19.37±0.60	1.03 ±0.32	0.1 ±1.8
SE49	19.507±0.018	18.547±0.043	17.34 ± 0.12	18.57±0.37	0.968±0.049	1.19 ±0.13
SE50	21.048±0.043	19.539±0.062	17.75 ± 0.11	19.43±0.62	1.518±0.076	1.76 ±0.14
SE51	21.77 ± 0.74	20.80 ± 0.63	18.84 ± 0.22	20.17±1.00	0.99 ±0.97	1.92 ±0.68
SE52	21.18 ± 0.37	20.27 ± 0.50	18.17 ± 0.15	19.70±0.85	0.92 ±0.63	2.07 ±0.52
SE53	20.37 ± 0.13	19.63 ± 0.19	18.57 ± 0.28	19.25±0.37	0.74 ±0.23	1.02 ±0.34
SE54	20.030±0.069	18.611±0.035	16.273±0.021	18.8 ± 1.0	1.419±0.084	2.337±0.045
SE55	20.242±0.043	19.26 ± 0.31	17.36 ± 0.29	18.85±0.29	0.98 ±0.31	1.86 ±0.43
SE56	21.66 ± 0.38	20.96 ± 0.72	20.7 ± 1.4	20.3 ± 1.8	0.72 ±0.82	0.2 ±1.6
SE57	21.19 ± 0.25	19.89 ± 0.14	18.39 ± 0.13	19.9 ± 1.1	1.30 ±0.29	1.47 ±0.19
SE58	19.397±0.033	18.614±0.090	17.14 ± 0.10	18.40±0.16	0.784±0.097	1.44 ±0.14
SE59	19.298±0.045	18.006±0.034	16.45 ± 0.23	18.19±0.25	1.301±0.058	1.54 ±0.23
SE60	19.983±0.039	18.489±0.026	16.390±0.048	18.07±0.22	1.502±0.060	2.080±0.073
SE61	22.67 ± 0.91	20.30 ± 0.17	18.004±0.092	20.9 ± 5.8	2.37 ±0.93	2.29 ±0.19
SE62	19.703±0.075	18.040±0.029	16.51 ± 0.40	18.20±0.50	1.662±0.082	1.53 ±0.40
SE63	20.347±0.065	18.981±0.071	17.032±0.073	18.86±0.26	1.37 ±0.13	1.91 ±0.11
SE64	20.91 ± 0.28	19.57 ± 0.23	18.20 ± 0.27	19.5 ± 1.2	1.34 ±0.37	1.36 ±0.36
SE65	19.541±0.039	18.67 ± 0.17	17.24 ± 0.20	18.37±0.38	0.88 ±0.17	1.42 ±0.26
SE66	21.304±0.051	20.24 ± 0.13	19.04 ± 0.26	20.50±0.93	1.06 ±0.14	1.16 ±0.30
SE67	21.147±0.092	19.722±0.099	17.692±0.089	19.99±0.54	1.42 ±0.14	1.99 ±0.13
SE68	19.878±0.031	18.726±0.042	17.146±0.039	18.66±0.30	1.161±0.053	1.551±0.057
SE69	19.556±0.029	17.990±0.027	15.840±0.022	18.16±0.24	1.574±0.043	2.131±0.042
SE70	20.404±0.051	18.719±0.035	16.468±0.038	18.85±0.61	1.687±0.064	2.244±0.060
SE71	21.73 ± 0.18	20.50 ± 0.16	19.013±0.459	19.97±0.53	1.22 ±0.25	1.45 ±0.49
SE72	21.635±0.088	19.877±0.073	17.777±0.069	19.87±0.71	1.76 ±0.12	2.06 ±0.12
SE73	21.53 ± 0.40	19.78 ± 0.24	17.686±0.061	20.4 ± 4.1	1.76 ±0.46	2.09 ±0.25
SE74	19.362±0.027	18.237±0.037	17.06 ± 0.30	18.42±0.23	1.132±0.047	1.15 ±0.30
SE75	19.684±0.030	18.409±0.047	16.90 ± 0.20	18.44±0.24	1.284±0.059	1.48 ±0.21
SE76	21.013±0.056	19.582±0.086	17.539±0.082	19.22±0.25	1.43 ±0.14	2.00 ±0.13
SE77	19.761±0.033	18.283±0.037	16.245±0.026	18.06±0.17	1.487±0.069	2.010±0.060
SE78	22.02 ± 0.44	19.603±0.067	17.62 ± 0.43	19.50±0.48	2.42 ±0.44	1.95 ±0.43
SE79	20.52 ± 0.14	18.606±0.055	16.432±0.079	18.28±0.21	1.93 ±0.16	2.15 ±0.10
SE80	20.338±0.081	18.605±0.038	16.419±0.026	18.50±0.25	1.741±0.091	2.158±0.053
SE81	20.273±0.064	18.925±0.056	16.869±0.032	18.70±0.31	1.357±0.085	2.027±0.066
SE82	19.238±0.026	18.036±0.035	16.159±0.026	17.85±0.14	1.21 ±0.10	1.848±0.073
SE83	19.164±0.052	17.921±0.032	15.920±0.016	17.87±0.24	1.246±0.071	1.992±0.048
SE84	19.919±0.020	18.299±0.022	16.174±0.013	18.17±0.26	1.631±0.031	2.102±0.063
SE85	21.741±0.750	19.846±0.148	17.338±0.048	19.4 ± 1.1	1.90 ±0.77	2.50 ±0.16
SE86	18.833±0.046	18.120±0.069	15.802±0.018	17.21±0.13	0.72 ±0.13	2.311±0.073
SW01	20.76 ± 0.38	19.86 ± 0.36	18.46 ± 0.16	20.2 ± 3.1	0.90 ±0.52	1.40 ±0.39
SW02	20.89 ± 0.16	20.07 ± 0.11	18.827±0.066	20.3 ± 1.8	0.83 ±0.19	1.22 ±0.13
SW03	20.70 ± 0.10	20.23 ± 0.27	18.88 ± 0.18	20.2 ± 2.1	0.48 ±0.29	1.34 ±0.33
SW04	20.85 ± 0.45	19.91 ± 0.12	18.51 ± 0.12	20.0 ± 2.3	0.94 ±0.47	1.40 ±0.18
SW05	19.51 ± 0.28	18.67 ± 0.34	17.67 ± 0.37	18.6 ±0.83	0.84 ±0.44	1.00 ±0.50
SW06	19.266±0.019	18.463±0.048	17.73 ± 0.13	18.89±0.92	0.802±0.052	0.73 ±0.14
SW07	19.786±0.037	18.808±0.049	18.00 ± 0.29	19.24±0.83	0.979±0.061	0.80 ±0.30
SW08	19.94 ± 0.37	18.88 ± 0.34	17.77 ± 0.42	19.2 ± 1.3	1.06 ±0.51	1.11 ±0.54
SW09	21.147±0.034	19.98 ± 0.12	18.56 ± 0.20	20.3 ± 1.9	1.18 ±0.12	1.40 ±0.23
SW10	20.899±0.097	19.67 ± 0.13	18.82 ± 0.67	20.2 ± 1.6	1.23 ±0.16	0.84 ±0.68
SW11	20.31 ± 0.42	19.42 ± 0.43	18.33 ± 0.40	19.40±0.98	0.89 ±0.60	1.09 ±0.59
SW12	19.48 ± 0.10	18.63 ± 0.13	17.57 ± 0.16	18.75±0.52	0.86 ±0.17	1.05 ±0.21
SW13	20.925±0.037	19.856±0.071	18.71 ± 0.18	20.4 ± 1.5	1.077±0.080	1.12 ±0.20

Tabla B.3: Magnitudes y colores en los filtros de banda ancha para M82 (continuación).

SW14	20.06 ± 0.14	18.941 ± 0.060	17.85 ± 0.14	19.18 ± 0.62	1.13 ± 0.16	1.08 ± 0.15
SW15	19.65 ± 0.11	18.87 ± 0.15	17.99 ± 0.19	18.88 ± 0.46	0.78 ± 0.18	0.87 ± 0.24
SW16	19.794 ± 0.048	18.96 ± 0.17	17.63 ± 0.13	19.20 ± 0.81	0.84 ± 0.18	1.32 ± 0.22
SW17	18.712 ± 0.025	17.744 ± 0.036	16.81 ± 0.17	17.91 ± 0.36	0.967 ± 0.044	0.93 ± 0.17
SW18	20.716 ± 0.038	20.04 ± 0.48	18.84 ± 0.54	19.96 ± 0.99	0.69 ± 0.48	1.18 ± 0.72
SW19	20.404 ± 0.029	19.343 ± 0.059	18.086 ± 0.063	19.61 ± 0.49	1.062 ± 0.074	1.222 ± 0.089
SW20	21.13 ± 0.14	19.883 ± 0.084	18.84 ± 0.39	20.3 ± 1.4	1.25 ± 0.17	1.02 ± 0.40
SW21	20.341 ± 0.094	19.022 ± 0.048	17.374 ± 0.059	19.2 ± 1.1	1.32 ± 0.11	1.648 ± 0.078
SW22	20.57 ± 0.13	18.758 ± 0.052	16.549 ± 0.030	18.80 ± 0.71	1.81 ± 0.14	2.209 ± 0.074
SW23	21.47 ± 0.24	19.599 ± 0.059	17.62 ± 0.22	19.9 ± 1.6	1.88 ± 0.25	1.97 ± 0.23

C

Otras tablas de NGC 253

Presentamos también en este trabajo tablas resultantes del estudio del *starburst* de NGC 253 a partir de imágenes del HST. A continuación explicamos el contenido de cada una de estas tablas.

- La Tabla C.1 contiene un listado y medidas de todos los núcleos brillantes en la imagen de $H\alpha$ de NGC 253. Las coordenadas son coordenadas relativas al SSC de referencia y ordenadas por la declinación.
- La Tabla C.2 contiene un listado y medidas de todos los núcleos brillantes en la imagen de continuo de $H\alpha$ del *starburst*. Igual que en la anterior tabla las coordenadas son coordenadas relativas al SSC de referencia y ordenadas por la declinación.

Tabla C.1: Knots brillantes en H α de NGC253. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia (AR = 00^h 47^m 33.006^s y Dec = -25° 17' 18.23'') y están ordenados por declinación. [Unidades: Δ AR en segundos, Δ Dec. en segundos de arco y radios en parsecs].

Id.	Δ RA	Δ Dec.	$R(\text{pc})$	Id.	Δ RA	Δ Dec.	$R(\text{pc})$	Id.	Δ RA	Δ Dec.	$R(\text{pc})$
1	0.916	16.59	4.95	59	0.334	1.98	4.95	117	0.238	-1.33	3.30
2	0.682	15.97	3.30	60	0.001	1.89	4.95	118	0.384	-1.80	4.95
3	0.313	8.51	3.30	61	0.379	1.88	4.95	119	0.247	-1.81	3.30
4	0.223	8.48	3.30	62	-0.085	1.85	4.95	120	0.547	-1.92	4.95
5	0.164	8.15	4.95	63	0.555	1.77	3.30	121	0.194	-2.09	3.30
6	0.378	7.67	4.95	64	0.113	1.76	4.95	122	0.327	-2.11	4.95
7	0.445	7.49	3.30	65	0.416	1.67	3.30	123	0.106	-2.12	4.95
8	0.245	7.46	4.95	66	0.305	1.65	4.95	124	0.914	-2.18	4.95
9	0.089	7.09	4.95	67	-0.206	1.59	4.95	125	0.363	-2.31	4.95
10	0.060	6.57	3.30	68	0.503	1.58	4.95	126	0.290	-2.42	4.95
11	0.107	6.39	3.30	69	-0.039	1.50	3.30	127	0.445	-2.64	3.30
12	0.365	6.28	4.95	70	0.578	1.48	3.30	128	0.414	-2.95	4.95
13	0.438	6.27	4.95	71	-0.139	1.40	3.30	129	0.185	-3.10	4.95
14	0.216	6.18	3.30	72	0.260	1.38	4.95	130	0.246	-3.11	4.95
15	0.075	6.10	3.30	73	0.201	1.35	4.95	131	0.555	-3.33	3.30
16	0.297	5.97	4.95	74	0.335	1.30	4.95	132	0.460	-3.42	4.95
17	0.593	5.77	4.95	75	0.401	1.29	3.30	133	0.593	-3.42	3.30
18	0.172	5.68	4.95	76	0.069	1.28	4.95	134	0.512	-3.62	3.30
19	0.076	5.09	4.95	77	-0.100	1.23	4.95	135	0.703	-3.72	4.95
20	0.201	5.08	4.95	78	0.006	1.16	3.30	136	0.238	-3.73	4.95
21	0.526	4.98	3.30	79	0.534	1.08	4.95	137	0.556	-3.90	4.95
22	0.120	4.89	4.95	80	-0.033	0.99	3.30	138	0.335	-3.93	3.30
23	0.445	4.68	3.30	81	0.474	0.97	4.95	139	0.416	-4.02	3.30
24	0.164	4.49	4.95	82	-0.159	0.89	4.95	140	0.275	-4.15	3.30
25	0.548	4.48	4.95	83	-0.199	0.88	4.95	141	0.298	-4.18	3.30
26	0.489	4.40	3.30	84	0.246	0.79	3.30	142	0.748	-4.22	3.30
27	0.010	4.38	4.95	85	0.135	0.78	3.30	143	0.409	-4.36	3.30
28	0.342	4.17	3.30	86	0.630	0.68	3.30	144	0.482	-4.49	4.95
29	-0.064	4.06	3.30	87	0.174	0.62	4.95	145	0.541	-4.61	4.95
30	0.740	3.99	3.30	88	0.014	0.57	4.95	146	0.613	-4.91	4.95
31	0.408	3.99	4.95	89	0.065	0.51	4.95	147	0.483	-5.33	3.30
32	0.238	3.97	3.30	90	0.253	0.41	3.30	148	0.442	-5.57	3.30
33	0.593	3.88	3.30	91	0.333	0.37	4.95	149	0.563	-5.71	3.30
34	0.275	3.88	4.95	92	0.555	0.36	3.30	150	0.621	-5.94	3.30
35	-0.042	3.57	4.95	93	0.851	0.29	4.95	151	0.852	-6.24	4.95
36	0.200	3.47	3.30	94	0.436	0.27	3.30	152	0.695	-6.41	3.30
37	-0.100	3.46	3.30	95	0.497	0.27	3.30	153	0.764	-6.62	4.95
38	0.460	3.38	4.95	96	0.466	0.10	3.30	154	0.822	-6.84	3.30
39	0.571	3.38	3.30	97	0.000	0.00	3.30	155	0.732	-6.98	4.95
40	0.806	3.28	4.95	98	0.143	-0.01	4.95	156	0.984	-7.02	3.30
41	0.018	3.27	3.30	99	0.181	-0.10	4.95	157	0.872	-7.02	4.95
42	0.496	3.08	4.95	100	0.526	-0.11	3.30	158	0.910	-7.13	3.30
43	0.357	3.07	3.30	101	0.601	-0.11	4.95	159	0.821	-7.30	3.30
44	-0.012	2.98	4.95	102	0.421	-0.11	3.30	160	0.445	-7.31	3.30
45	0.298	2.98	4.95	103	0.496	-0.40	3.30	161	0.275	-7.42	3.30
46	0.674	2.89	3.30	104	0.365	-0.41	3.30	162	1.361	-7.74	4.95
47	0.215	2.88	4.95	105	0.259	-0.43	4.95	163	0.357	-7.84	3.30
48	0.431	2.87	4.95	106	0.437	-0.71	3.30	164	0.305	-8.07	3.30
49	0.555	2.68	4.95	107	0.214	-0.71	3.30	165	0.386	-8.22	3.30
50	0.143	2.68	3.30	108	0.116	-0.72	3.30	166	0.688	-8.31	4.95
51	0.762	2.67	3.30	109	0.696	-0.81	4.95	167	0.629	-8.31	3.30
52	0.378	2.58	3.30	110	0.289	-0.92	3.30	168	0.733	-8.52	4.95
53	0.039	2.58	3.30	111	0.547	-1.08	3.30	169	0.341	-8.70	4.95
54	0.121	2.48	3.30	112	0.052	-1.13	3.30	170	0.499	-8.72	3.30
55	-0.153	2.35	3.30	113	0.461	-1.18	3.30	171	0.659	-8.80	4.95
56	0.275	2.08	4.95	114	0.645	-1.19	3.30	172	0.872	-9.11	4.95
57	0.594	2.07	3.30	115	0.393	-1.29	3.30	173	0.460	-9.11	3.30
58	0.172	1.98	4.95	116	0.078	-1.33	3.30	174	0.791	-9.19	3.30

Tabla C.2: Knots brillantes en el continuo de $H\alpha$ de NGC253. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia ($AR = 00^h 47^m 33.006^s$ y $Dec = -25^\circ 17' 18.23''$) y están ordenados por declinación. [Unidades: ΔAR en segundos, $\Delta Dec.$ en segundos de arco y radios en parsecs].

Id.	ΔRA	$\Delta Dec.$	$R(pc)$	Id.	ΔRA	$\Delta Dec.$	$R(pc)$
1	1.108	10.99	3.30	41	0.070	-0.49	3.30
2	0.262	7.69	4.95	42	-0.071	-0.67	3.30
3	-0.106	4.48	4.95	43	0.018	-0.69	3.30
4	-0.190	4.20	4.95	44	0.189	-0.92	4.95
5	0.267	4.06	4.95	45	0.122	-1.01	4.95
6	0.209	3.91	3.30	46	0.246	-1.50	3.30
7	-0.137	3.89	4.95	47	0.018	-1.70	4.95
8	0.091	3.38	3.30	48	0.409	-1.82	4.95
9	0.202	3.34	3.30	49	0.335	-2.48	4.95
10	-0.166	3.30	3.30	50	0.387	-2.49	3.30
11	0.162	3.29	3.30	51	0.542	-2.68	4.95
12	-0.338	3.28	4.95	52	0.099	-2.70	4.95
13	-0.261	3.27	4.95	53	0.137	-2.79	4.95
14	-0.231	2.99	4.95	54	0.453	-3.59	3.30
15	0.026	2.99	3.30	55	1.273	-3.90	4.95
16	-0.122	2.97	4.95	56	0.307	-3.92	4.95
17	0.083	2.78	3.30	57	0.386	-4.12	3.30
18	-0.307	2.71	4.95	58	0.277	-4.27	3.30
19	0.066	2.47	3.30	59	0.445	-4.62	3.30
20	0.130	2.42	4.95	60	0.482	-4.91	3.30
21	-0.336	2.30	4.95	61	0.379	-5.01	3.30
22	-0.374	2.30	3.30	62	0.588	-5.14	4.95
23	-0.033	2.10	4.95	63	0.800	-5.51	3.30
24	-0.129	2.07	3.30	64	0.749	-5.80	3.30
25	0.283	1.90	3.30	65	0.646	-5.82	3.30
26	0.254	1.70	3.30	66	0.726	-6.09	3.30
27	-0.071	1.60	3.30	67	0.129	-6.66	4.95
28	-0.175	1.41	4.95	68	0.452	-6.80	3.30
29	-0.032	1.30	4.95	69	0.218	-6.85	4.95
30	0.012	1.20	4.95	70	0.513	-6.98	3.30
31	0.336	1.20	3.30	71	0.658	-7.32	3.30
32	0.189	1.00	3.30	72	0.734	-7.61	3.30
33	0.093	0.90	4.95	73	0.942	-7.76	3.30
34	0.276	0.80	3.30	74	1.124	-7.81	4.95
35	0.461	0.60	4.95	75	0.630	-7.91	3.30
36	0.121	0.40	3.30	76	0.763	-8.29	4.95
37	-0.123	0.27	3.30	77	0.280	-8.44	3.30
38	0.726	0.19	3.30	78	0.919	-8.49	3.30
39	-0.095	0.12	4.95	79	1.065	-8.71	4.95
40	0.062	0.08	3.30				

D

Otras tablas de NGC 4631

Presentamos también en este trabajo tablas resultantes del estudio del *starburst* de NGC 4631 a partir de imágenes del HST. A continuación explicamos el contenido de cada una de estas tablas.

- La Tabla D.1 contiene un listado y medidas de todos los núcleos brillantes en la imagen de $H\alpha$ de NGC 4631. Las coordenadas son coordenadas relativas al SSC de referencia y ordenadas por la declinación.
- La Tabla D.2 contiene un listado y medidas de todos los núcleos brillantes en la imagen de continuo de $H\alpha$. Igual que en la anterior tabla las coordenadas son coordenadas relativas al SSC de referencia y ordenadas por la declinación.

Tabla D.1: Knots brillantes en $H\alpha$ de NGC4631. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia ($AR = 12^h 42^m 10.585^s$ y $Dec = 32^\circ 32' 35''21$) y están ordenados por declinación. [Unidades: ΔAR en segundos, $\Delta Dec.$ en segundos de arco y radios en parsecs].

Id.	ΔRA	$\Delta Dec.$	$R(pc)$	Id.	ΔRA	$\Delta Dec.$	$R(pc)$	Id.	ΔRA	$\Delta Dec.$	$R(pc)$
1	-3.955	-46.35	29.10	148	-2.984	-10.48	21.83	295	-3.128	0.85	21.83
2	-1.298	-45.47	7.28	149	2.149	-10.45	21.83	296	-1.871	0.98	14.55
3	-3.866	-43.99	29.10	150	-2.764	-10.31	21.83	297	3.231	1.04	14.55
4	-3.032	-43.62	21.83	151	-1.631	-10.27	14.55	298	0.690	1.13	14.55
5	-5.401	-42.76	10.91	152	-0.357	-10.26	25.47	299	3.396	1.35	25.47
6	-2.812	-42.50	10.91	153	-3.172	-10.16	21.83	300	1.288	1.43	21.83
7	-3.928	-41.84	21.83	154	-2.911	-10.12	18.19	301	-2.984	1.54	14.55
8	-2.795	-41.69	18.19	155	-1.542	-10.09	18.19	302	3.303	1.62	21.83
9	-5.631	-41.42	21.83	156	-1.741	-10.04	18.19	303	0.165	1.63	14.55
10	-1.284	-37.99	18.19	157	-5.716	-9.65	21.83	304	-0.937	1.69	18.19
11	-3.176	-34.65	18.19	158	-0.615	-9.52	25.47	305	-3.447	1.73	18.19
12	-4.872	-34.15	25.47	159	-1.435	-9.44	25.47	306	4.367	1.91	21.83
13	-5.349	-34.13	14.55	160	0.021	-9.37	25.47	307	1.373	1.94	7.28
14	-3.056	-33.32	21.83	161	-3.694	-9.33	21.83	308	0.869	1.95	18.19
15	-4.783	-32.86	18.19	162	-1.789	-9.17	14.55	309	1.033	1.98	18.19
16	-5.572	-32.86	21.83	163	-3.001	-9.15	14.55	310	1.507	2.02	25.47
17	-3.014	-32.63	14.55	164	-1.645	-9.04	21.83	311	3.516	2.16	32.74
18	-5.308	-32.56	18.19	165	0.124	-8.79	18.19	312	4.456	2.18	21.83
19	-5.727	-31.50	21.83	166	1.260	-8.78	21.83	313	-0.436	2.31	14.55
20	-5.380	-31.44	18.19	167	-5.318	-8.65	18.19	314	4.103	2.31	25.47
21	-3.141	-31.24	25.47	168	-3.032	-8.57	18.19	315	-0.282	2.34	18.19
22	-5.624	-30.76	18.19	169	-4.456	-8.56	21.83	316	-2.805	2.34	18.19
23	-5.723	-30.69	18.19	170	-5.603	-8.50	25.47	317	3.073	2.38	21.83
24	-5.799	-30.47	14.55	171	-1.713	-8.38	21.83	318	-2.935	2.42	25.47
25	-5.418	-29.87	14.55	172	-2.578	-8.24	18.19	319	-3.323	2.60	21.83
26	-5.888	-29.69	25.47	173	-1.964	-8.19	21.83	320	2.455	2.64	21.83
27	-5.301	-29.68	29.10	174	-2.911	-8.06	25.47	321	1.143	2.83	25.47
28	-5.119	-29.57	21.83	175	1.538	-8.05	32.74	322	0.814	2.84	18.19
29	-4.470	-29.55	18.19	176	-2.441	-8.01	7.28	323	-1.792	2.87	10.91
30	-5.555	-29.46	25.47	177	-1.806	-7.95	18.19	324	1.998	2.95	7.28
31	-4.326	-29.29	7.28	178	0.718	-7.86	21.83	325	0.687	3.01	18.19
32	-5.665	-29.16	21.83	179	-1.257	-7.76	25.47	326	0.886	3.04	18.19
33	-5.562	-28.17	18.19	180	-1.627	-7.69	21.83	327	-3.032	3.21	21.83
34	-5.641	-28.15	18.19	181	-2.534	-7.25	18.19	328	-0.134	3.26	14.55
35	-5.157	-27.38	25.47	182	-1.998	-7.17	18.19	329	-2.328	3.46	21.83
36	-5.294	-27.25	25.47	183	-2.390	-7.16	18.19	330	0.007	3.50	25.47
37	-1.466	-27.05	18.19	184	-0.412	-6.96	21.83	331	2.232	3.52	18.19
38	-5.926	-26.96	10.91	185	-1.881	-6.81	7.28	332	2.111	3.61	21.83
39	-2.455	-26.75	18.19	186	-3.426	-6.78	7.28	333	-0.944	3.65	10.91
40	-4.680	-26.75	21.83	187	0.834	-6.76	14.55	334	-4.673	3.76	21.83
41	-5.617	-26.70	18.19	188	-2.699	-6.74	14.55	335	-1.933	3.78	32.74
42	-5.497	-26.56	21.83	189	-4.875	-6.47	25.47	336	1.215	3.82	18.19
43	-5.277	-26.51	21.83	190	1.123	-6.45	18.19	337	1.778	3.85	21.83
44	-0.903	-26.00	21.83	191	-4.789	-6.44	10.91	338	-2.252	3.86	21.83
45	-5.854	-25.68	10.91	192	0.131	-6.43	21.83	339	0.821	3.93	18.19
46	-5.170	-25.49	18.19	193	-2.905	-6.41	18.19	340	3.526	3.96	25.47
47	-5.493	-25.42	18.19	194	-4.395	-6.39	21.83	341	-2.736	4.08	14.55
48	-5.067	-24.87	14.55	195	-2.414	-6.37	10.91	342	0.453	4.15	18.19
49	-5.301	-24.76	21.83	196	-5.531	-6.18	10.91	343	2.465	4.16	21.83
50	-5.102	-23.91	7.28	197	-3.766	-6.07	18.19	344	3.179	4.20	21.83
51	-0.800	-23.68	18.19	198	-3.220	-6.02	29.10	345	0.594	4.23	25.47
52	-4.789	-23.65	21.83	199	-0.144	-5.99	25.47	346	0.735	4.24	10.91
53	-5.023	-23.48	25.47	200	-5.208	-5.74	25.47	347	-4.086	4.33	25.47
54	-5.689	-22.37	10.91	201	-5.081	-5.44	18.19	348	-0.632	4.35	21.83
55	-2.729	-22.28	21.83	202	-4.230	-5.42	21.83	349	2.015	4.37	18.19
56	-0.045	-21.68	29.10	203	0.141	-5.38	25.47	350	1.936	4.44	18.19
57	-1.415	-21.63	21.83	204	-1.445	-5.34	18.19	351	-2.057	4.48	14.55
58	-0.786	-21.15	18.19	205	0.748	-5.34	18.19	352	-2.681	4.53	29.10

Tabla D.1: Knots brillantes en H α de NGC4631 (continuación).

59	-5.792	-20.57	21.83	206	0.676	-5.33	18.19	353	-3.176	4.61	18.19
60	-0.673	-20.11	29.10	207	-5.352	-5.33	18.19	354	-2.935	4.63	25.47
61	-5.861	-20.00	14.55	208	-4.769	-5.32	14.55	355	-3.255	4.66	18.19
62	-0.563	-19.78	25.47	209	-5.504	-5.25	18.19	356	0.700	4.82	32.74
63	-3.272	-19.73	21.82	210	-0.611	-5.23	25.47	357	0.968	4.83	29.10
64	-3.001	-19.60	10.91	211	-4.518	-5.16	21.83	358	0.827	5.04	21.83
65	-4.395	-19.36	10.91	212	0.488	-5.05	25.47	359	3.571	5.12	10.91
66	-0.824	-19.27	25.47	213	-5.438	-4.97	14.55	360	-4.048	5.32	14.55
67	-2.925	-19.03	18.19	214	-0.941	-4.96	32.74	361	-3.045	5.36	25.47
68	-4.504	-18.87	32.74	215	-2.863	-4.94	25.47	362	-3.354	5.42	18.19
69	-1.672	-18.80	21.83	216	-5.703	-4.94	21.83	363	1.792	5.52	18.19
70	-5.874	-18.77	21.83	217	0.330	-4.85	14.55	364	1.123	5.53	18.19
71	-0.426	-18.65	18.19	218	-1.033	-4.83	18.19	365	0.477	5.53	10.91
72	-2.990	-18.57	18.19	219	-5.596	-4.77	18.19	366	-1.967	5.53	21.83
73	1.583	-18.16	14.55	220	-4.982	-4.68	21.83	367	-2.273	5.64	29.10
74	-2.839	-18.13	10.91	221	-4.305	-4.57	21.83	368	-2.771	5.64	21.83
75	-0.508	-18.02	21.83	222	-2.503	-4.46	29.10	369	1.263	5.74	21.83
76	-3.272	-18.00	10.91	223	-1.377	-4.46	18.19	370	-2.153	5.86	18.19
77	-0.821	-17.83	21.83	224	1.288	-4.24	7.28	371	-2.366	5.95	25.47
78	-0.264	-17.73	21.83	225	-5.751	-4.22	25.47	372	2.451	6.00	10.91
79	-5.576	-17.73	29.10	226	-4.916	-4.18	25.47	373	1.971	6.02	18.19
80	-3.056	-17.37	14.55	227	-5.219	-4.09	25.47	374	-2.826	6.03	10.91
81	-4.134	-17.35	21.83	228	-5.469	-3.98	18.19	375	5.054	6.06	7.28
82	-3.935	-17.35	29.10	229	0.258	-3.96	21.83	376	4.542	6.10	18.19
83	-0.436	-16.95	18.19	230	-0.127	-3.89	18.19	377	1.051	6.13	18.19
84	-0.234	-16.59	21.83	231	-0.697	-3.87	3.64	378	4.333	6.30	29.10
85	-5.764	-16.58	25.47	232	-5.304	-3.79	14.55	379	-2.479	6.33	21.83
86	-3.038	-16.58	21.83	233	-5.768	-3.32	7.28	380	4.230	6.39	18.19
87	-3.680	-16.45	32.74	234	-4.154	-3.31	18.19	381	1.693	6.40	21.83
88	-2.613	-16.44	18.19	235	-3.447	-3.30	21.83	382	1.868	6.43	21.83
89	-1.751	-16.32	18.19	236	0.982	-3.16	18.19	383	0.567	6.45	21.83
90	-0.446	-16.07	21.83	237	0.110	-3.13	21.83	384	-2.935	6.51	25.47
91	-0.299	-15.88	14.55	238	-5.339	-3.08	21.83	385	-3.244	6.54	3.64
92	-0.182	-15.68	18.19	239	0.361	-3.04	21.83	386	0.917	6.63	18.19
93	-3.111	-15.68	21.83	240	-5.013	-3.01	25.47	387	0.673	6.66	18.19
94	-2.111	-15.66	18.19	241	-4.072	-2.99	21.83	388	0.845	6.72	25.47
95	-1.895	-15.63	18.19	242	-4.714	-2.97	14.55	389	0.488	6.94	18.19
96	-3.378	-15.33	14.55	243	-1.466	-2.93	25.47	390	4.968	7.00	14.55
97	0.227	-15.31	21.83	244	-5.085	-2.93	14.55	391	-1.984	7.16	29.10
98	-1.198	-15.24	21.83	245	0.831	-2.87	21.83	392	0.645	7.33	7.28
99	-2.644	-15.19	21.83	246	-2.874	-2.86	32.74	393	-2.208	7.81	29.10
100	-0.560	-15.18	21.83	247	0.628	-2.84	21.83	394	-2.383	7.83	21.83
101	-2.757	-15.15	14.55	248	-3.979	-2.71	14.55	395	3.485	7.90	18.19
102	-5.637	-15.07	29.10	249	-5.837	-2.65	21.83	396	1.191	7.94	10.91
103	-1.809	-14.89	18.19	250	-4.319	-2.64	10.91	397	4.099	8.08	18.19
104	-5.916	-14.19	25.47	251	-2.767	-2.54	25.47	398	1.542	8.13	18.19
105	-3.656	-14.17	25.47	252	-4.769	-2.51	21.83	399	-2.029	8.16	18.19
106	-3.251	-14.15	21.83	253	-4.240	-2.44	21.83	400	-5.655	8.23	14.55
107	-4.278	-14.13	25.47	254	1.274	-2.38	10.91	401	-2.486	8.30	21.83
108	-1.699	-14.12	21.83	255	-4.467	-2.28	10.91	402	2.019	8.62	25.47
109	-1.861	-14.09	18.19	256	0.021	-2.27	18.19	403	4.161	8.73	18.19
110	-1.466	-14.01	21.83	257	-5.195	-2.18	21.83	404	-1.947	8.76	18.19
111	-2.647	-13.94	14.55	258	1.099	-2.17	10.91	405	-2.043	8.93	10.91
112	-0.652	-13.79	25.47	259	0.100	-2.07	21.83	406	0.851	9.13	10.91
113	-1.267	-13.62	21.83	260	0.258	-2.05	21.83	407	4.312	9.61	18.19
114	-2.870	-13.55	10.91	261	-5.109	-2.01	18.19	408	-1.971	9.70	25.47
115	-3.807	-13.49	21.83	262	0.985	-1.96	18.19	409	-1.487	9.74	21.83
116	2.726	-13.18	21.83	263	-2.980	-1.81	18.19	410	4.432	9.74	21.83
117	-3.536	-12.96	10.91	264	-4.072	-1.79	14.55	411	-3.547	9.85	25.47
118	-3.286	-12.95	14.55	265	0.621	-1.68	18.19	412	-1.586	10.03	25.47
119	-2.702	-12.76	14.55	266	-4.961	-1.59	21.83	413	2.558	10.22	14.55
120	-2.626	-12.74	18.19	267	0.542	-1.39	21.83	414	1.469	10.25	21.83

Tabla D.1: Knots brillantes en H α de NGC4631 (continuación).

121	-3.856	-12.68	18.19	268	-3.821	-1.35	14.55	415	1.878	10.45	21.83
122	-3.045	-12.63	18.19	269	-3.749	-1.26	14.55	416	4.896	10.60	21.83
123	-2.826	-12.63	18.19	270	-3.323	-1.22	21.83	417	-1.404	10.77	21.83
124	-1.631	-12.47	21.83	271	0.766	-1.15	18.19	418	2.657	10.86	18.19
125	-3.674	-12.47	29.10	272	0.354	-0.99	18.19	419	4.607	10.88	25.47
126	-3.478	-12.37	10.91	273	-1.799	-0.96	18.19	420	-0.361	11.18	25.47
127	-0.477	-12.15	25.47	274	0.429	-0.87	7.28	421	-2.527	11.23	25.47
128	-0.203	-11.87	25.47	275	-5.335	-0.76	25.47	422	-1.497	11.25	21.83
129	0.951	-11.82	25.47	276	-4.147	-0.70	18.19	423	-0.196	11.25	21.83
130	-3.536	-11.78	18.19	277	-2.990	-0.67	18.19	424	5.637	11.58	10.91
131	-3.021	-11.66	18.19	278	-0.244	-0.54	7.27	425	5.301	11.76	21.83
132	-1.356	-11.59	14.55	279	0.007	-0.06	21.83	426	0.203	12.13	25.47
133	-3.165	-11.56	14.55	280	0.158	-0.01	14.55	427	1.988	12.25	10.91
134	-2.499	-11.55	25.47	281	-0.196	0.01	18.19	428	2.328	12.55	21.83
135	-2.771	-11.45	21.83	282	-2.729	0.10	25.47	429	5.802	12.58	25.47
136	-3.626	-11.43	14.55	283	-0.343	0.12	25.47	430	3.450	13.18	29.10
137	2.420	-11.40	21.83	284	-1.902	0.17	14.55	431	3.797	13.24	14.55
138	-1.720	-11.25	18.19	285	-3.900	0.23	21.83	432	5.850	13.24	18.19
139	-0.120	-11.19	18.19	286	1.439	0.45	25.47	433	3.674	13.25	25.47
140	1.243	-11.17	29.10	287	-3.268	0.48	21.83	434	0.361	13.72	25.47
141	-3.238	-10.99	10.91	288	-0.954	0.49	18.19	435	3.852	13.98	21.83
142	-5.222	-10.99	18.19	289	0.343	0.54	25.47	436	3.804	15.86	25.47
143	-2.651	-10.97	21.83	290	4.868	0.55	18.19	437	5.500	17.35	29.10
144	-2.486	-10.90	29.10	291	-3.481	0.63	21.83	438	4.079	17.65	21.83
145	1.003	-10.90	29.10	292	-2.105	0.65	25.47	439	5.504	18.88	21.83
146	-2.005	-10.86	32.74	293	-3.783	0.74	18.19	440	5.768	29.22	18.19
147	-1.837	-10.75	29.10	294	0.803	0.81	25.47				

Tabla D.2: Knots brillantes en el continuo de $H\alpha$ de NGC4631. Las coordenadas de los knots son relativas al SSC de referencia (AR = $12^h 42^m 10.585^s$ y Dec = $32^\circ 32' 35''.21$) y están ordenados por declinación. [Unidades: Δ AR en segundos, Δ Dec. en segundos de arco y radios en parsecs].

Id.	Δ RA	Δ Dec.	$R(\text{pc})$	Id.	Δ RA	Δ Dec.	$R(\text{pc})$	Id.	Δ RA	Δ Dec.	$R(\text{pc})$
1	-2.963	-71.22	18.19	77	-4.858	-3.61	18.19	153	3.917	3.76	21.83
2	-4.731	-34.58	29.10	78	-4.594	-3.43	14.55	154	1.202	3.90	14.55
3	1.463	-34.13	21.83	79	-5.651	-3.30	10.91	155	-3.317	3.91	10.91
4	-4.862	-33.93	21.83	80	-3.447	-3.15	18.19	156	1.682	3.94	7.28
5	-4.618	-31.04	18.19	81	-5.562	-3.15	25.47	157	1.469	4.07	25.47
6	-1.741	-30.58	3.64	82	-4.075	-2.99	25.47	158	0.917	4.12	18.19
7	-5.610	-30.50	18.19	83	-4.522	-2.97	18.19	159	1.298	4.15	18.19
8	-4.161	-30.14	10.91	84	0.738	-2.93	18.19	160	0.683	4.18	14.55
9	-4.673	-27.32	25.47	85	0.621	-2.88	14.55	161	3.172	4.19	18.19
10	-4.065	-26.26	18.19	86	0.827	-2.84	18.19	162	-3.179	4.23	18.19
11	-5.438	-25.65	10.91	87	-3.969	-2.61	21.83	163	-4.089	4.31	14.55
12	-4.484	-24.42	18.19	88	-4.786	-2.46	29.10	164	0.838	4.34	14.55
13	-5.730	-23.13	21.83	89	1.487	-2.38	21.83	165	2.019	4.35	21.83
14	-4.294	-22.78	10.91	90	-1.480	-2.34	25.47	166	-3.437	4.45	18.19
15	-2.620	-22.54	18.19	91	-4.274	-2.07	21.83	167	-2.929	4.55	21.83
16	-4.185	-22.06	18.19	92	0.961	-1.81	29.10	168	-3.258	4.55	18.19
17	-3.821	-20.71	21.83	93	-4.498	-1.81	18.19	169	-1.675	4.61	25.47
18	-2.929	-19.09	10.91	94	-4.419	-1.72	25.47	170	1.092	4.64	10.91
19	-0.110	-18.57	7.28	95	-3.437	-1.41	21.83	171	-2.050	4.64	14.55
20	-2.994	-18.47	10.91	96	-3.818	-1.36	29.10	172	0.989	4.72	21.83
21	-0.635	-18.33	10.91	97	-4.920	-1.20	10.91	173	-3.045	4.93	10.91
22	-0.206	-16.80	18.19	98	0.477	-1.20	18.19	174	0.797	5.23	21.83
23	-3.038	-16.59	29.10	99	-3.128	-1.13	21.83	175	0.900	5.25	10.91
24	-1.930	-15.30	21.83	100	-1.802	-1.00	21.83	176	-2.084	5.32	10.91
25	-0.639	-15.22	29.10	101	0.893	-0.43	14.55	177	-2.771	5.47	25.47
26	-5.600	-15.11	14.55	102	-0.192	-0.39	14.55	178	-2.630	5.48	18.19
27	-3.234	-13.77	3.64	103	-3.258	-0.33	10.91	179	-1.988	5.52	18.19
28	-0.666	-13.58	18.19	104	1.421	-0.18	18.19	180	-3.124	5.52	10.91
29	-2.863	-13.58	18.19	105	4.728	-0.17	21.83	181	-1.531	5.64	29.10
30	-3.684	-13.20	25.47	106	-0.003	0.06	14.55	182	-3.272	5.66	18.19
31	-3.038	-12.96	18.19	107	-3.124	0.14	10.91	183	-1.909	5.81	18.19
32	-2.699	-12.72	10.91	108	-2.750	0.17	32.74	184	-3.667	5.92	14.55
33	-2.620	-12.68	7.28	109	-1.902	0.29	7.28	185	-2.939	5.99	25.47
34	-1.257	-12.57	18.19	110	-2.105	0.52	14.55	186	-2.348	6.00	21.83
35	-1.627	-12.42	21.83	111	-3.794	0.59	18.19	187	-3.076	6.02	10.91
36	-0.213	-11.93	18.19	112	3.337	0.65	25.47	188	1.085	6.03	18.19
37	-3.008	-11.89	7.28	113	2.472	0.65	7.28	189	1.233	6.06	32.74
38	-3.152	-11.78	14.55	114	-3.499	0.82	21.83	190	-2.197	6.06	21.83
39	-1.964	-11.63	10.91	115	0.807	0.87	7.28	191	0.948	6.13	21.83
40	2.417	-11.43	18.19	116	1.178	0.98	14.55	192	-2.826	6.13	10.91
41	-2.973	-10.64	10.91	117	-1.881	1.03	18.19	193	-2.420	6.22	25.47
42	-1.717	-10.63	18.19	118	-3.653	1.04	14.55	194	-2.572	6.35	14.55
43	-0.402	-10.42	7.28	119	-3.162	1.06	21.83	195	-1.809	6.39	21.83
44	-0.089	-10.36	21.83	120	1.480	1.09	18.19	196	-1.892	6.63	14.55
45	-1.844	-9.33	14.55	121	0.694	1.25	21.83	197	-2.012	6.72	18.19
46	-1.463	-9.08	25.47	122	1.305	1.46	18.19	198	0.841	6.83	18.19
47	-4.456	-8.87	25.47	123	1.679	1.47	18.19	199	1.143	6.94	7.28
48	-2.390	-8.62	18.19	124	-3.447	1.58	14.55	200	0.635	7.13	14.55
49	0.639	-8.47	18.19	125	1.490	1.77	10.91	201	-2.297	7.51	10.91
50	-5.425	-8.35	21.83	126	-3.595	1.88	21.83	202	1.954	7.59	18.19
51	-1.267	-7.73	14.55	127	3.485	1.92	29.10	203	-2.431	7.73	14.55
52	-5.308	-7.16	18.19	128	1.353	2.05	14.55	204	0.924	7.79	21.83
53	0.961	-6.83	14.55	129	3.100	2.12	14.55	205	1.377	7.79	29.10
54	1.027	-6.55	14.55	130	1.638	2.12	21.83	206	-1.645	7.79	18.19
55	-5.641	-6.33	14.55	131	-3.310	2.18	18.19	207	-2.225	7.86	29.10
56	-5.212	-6.17	21.83	132	1.233	2.25	29.10	208	-1.748	7.90	7.28
57	-5.816	-5.92	14.55	133	-2.949	2.32	25.47	209	-1.912	8.65	10.91
58	1.792	-5.64	32.74	134	0.628	2.34	25.47	210	-2.033	8.72	7.28

Tabla D.2: Knots brillantes en el continuo de H α de NGC4631 (continuación).

59	-5.648	-5.58	7.28	135	0.845	2.36	18.19	211	-3.965	9.26	18.19
60	-5.074	-5.38	21.83	136	-3.529	2.39	29.10	212	-1.384	9.35	14.55
61	-0.591	-5.18	18.19	137	-2.805	2.43	18.19	213	-1.490	9.35	14.55
62	-5.713	-5.10	29.10	138	-0.010	2.58	21.83	214	-2.115	9.44	25.47
63	-4.525	-5.01	29.10	139	1.126	2.64	14.55	215	-1.888	9.64	18.19
64	0.312	-4.83	21.83	140	0.958	2.66	14.55	216	1.847	9.93	10.91
65	1.123	-4.57	18.19	141	1.185	2.93	25.47	217	-0.422	10.27	14.55
66	-4.930	-4.33	25.47	142	1.724	2.93	18.19	218	1.404	10.79	18.19
67	-4.789	-4.24	18.19	143	-3.045	3.08	21.83	219	2.036	11.73	32.74
68	0.941	-4.01	21.83	144	-1.844	3.10	18.19	220	5.624	11.88	7.28
69	1.236	-3.97	21.83	145	0.996	3.26	21.83	221	2.197	12.00	10.91
70	-5.201	-3.93	29.10	146	1.988	3.30	14.55	222	5.878	12.66	25.47
71	1.301	-3.78	25.47	147	1.312	3.32	14.55	223	2.297	13.18	18.19
72	-4.165	-3.78	14.55	148	-3.396	3.43	21.83	224	-2.414	13.35	10.91
73	-4.693	-3.72	21.83	149	-3.124	3.45	29.10	225	-2.503	13.38	14.55
74	-5.754	-3.71	18.19	150	-1.947	3.50	25.47	226	5.888	20.93	10.91
75	-0.800	-3.65	18.19	151	1.569	3.53	21.83	227	1.569	33.03	7.28
76	0.687	-3.65	29.10	152	-0.913	3.72	21.83				

E

Publicaciones resultantes de esta tesis

En este apéndice se presentan las publicaciones resultantes de esta tesis. Algunos trabajos fueron publicados por revistas internacionales con árbitro y otras son publicaciones correspondientes a contribuciones a congresos nacionales e internacionales.

- Pérez-García, A.M., Melo, V.P., Acosta-Pulido, J., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J.M.
Circumnuclear ring of the starburst galaxy NGC 253. An Infrared view
2000, ApSS, 277, 347
- Melo, V.P., Pérez García, A.M., Acosta-Pulido, J.A., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J.M.
NGC 253: An infrared view
2001, Kluwer Academic Publishers, *Highlights of Spanish Astrophysics II*, 93
- Melo, V.P., Pérez García, A.M., Acosta-Pulido, J.A., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J.M.
The Spatial Distribution of the Far-Infrared Emission in NGC 253
2002, ApJ 574, 709
- Melo, V.P, Muñoz-Tuñón, C.,
The starburst galaxy NGC 4631: a case of Supergalactic Wind?
2002, ASP Conf. Ser., 282, 338
- Melo, V.P, Muñoz-Tuñón, C., Recillas, E., Tenorio-Tagle, G., Rodríguez-Espinosa, J.M.
On the detection of supergalactic winds. The edge-on starburst galaxy NGC 4631
2003, RMxAC, 16, 298
- Melo, V.P., Pérez García, A.M., Acosta-Pulido, J.A., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J.M.
Weighting the mass of NGC 253: mid and far infrared spatial distribution
2003, Kluwer Academic Publishers, *Highlights of Spanish Astrophysics III*, 123

- Melo, V., Muñoz-Tuñón, C.
Bubbles features in the edge-on starburst galaxy NGC 4631
2003, Kluwer Academic Publishers, *Highlights of Spanish Astrophysics III*, 493
- Muñoz-Tuñón, C. Melo, V.
Supergalactic winds
2003, First Workshop of the Coordinates Project “Estallidos” on Star Forming Dwarf Galaxies, publicación electrónica
- Melo, V., Muñoz-Tuñón, C.
Super star clusters in NGC 253.
2003, First Workshop of the Coordinates Project “Estallidos” on Star Forming Dwarf Galaxies, publicación electrónica
- Melo, V., Muñoz-Tuñón, C., Maíz-Apellániz, J., Tenorio-Tagle, G.
Young super star clusters candidates in M82
2004, Second Workshop of the Coordinates Project “Estallidos” on Massive star formation in different environments, publicación electrónica
- Muñoz-Tuñón, C., Tenorio-Tagle, G., Melo, V., Silich, S., Maíz-Apellániz, J.
Super star clusters and Supergalactic winds. The case of M82
2004, Second Workshop of the Coordinates Project “Estallidos” on Massive star formation in different environments, publicación electrónica
- Melo, V., Muñoz-Tuñón, C., Maíz-Apellániz, J., Tenorio-Tagle, G.
Catalogue of Young Super Star clusters in the Starburst of M82
2004, Joint European and National Astronomy Meeting (JENAM)
- Muñoz-Tuñón, C., Tenorio-Tagle, G., Melo, V., Tenorio-Tagle, J., Silich, S.
Super Star Clusters and Supergalactic winds: M82’s case
2004, ASP Conf. Ser. 322, 191
- Melo, V., Muñoz-Tuñón, C., Maíz-Apellániz, J., Tenorio-Tagle, G.
Evolution and impact of starbursts in nucleus of galaxies
2004, Third Workshop of the Coordinates Project “Estallidos” on Star Formation and Structures in Galaxies, publicación electrónica
- Melo, V., Muñoz-Tuñón, C., Maíz-Apellániz, J., Tenorio-Tagle, G.
Young super star clusters in the starburst of M82: the catalog
2005, ApJ, 619, 270
- Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., Melo, V., Silich, S.
Supervientos galácticos
2005, Investigación y Ciencia (en publicación)
- Melo, V., Muñoz-Tuñón, C.
Catálogo de galaxias starburst
publicación electrónica (<http://www.iac.es/proyect/GEFE/CatalogoSB.html>)

F

Bibliografía

- Abbott, D. C., 1982, ApJ263, 723
- Aguerri, J. A. L., Muñoz-Tuñón, C., Varela, A. M., Prieto, M. 2000, A&A, 361, 841
- Alonso-Herrero, A., Rieke, G. H., Rieke, M. J., Kelly, D. M. 2003, ApJ, 125, 1210
- Anders, P., de Grijs, R., Fritze-v. Alvensleben, U., Bissantz, N. 2004a, MNRAS, 347, 17
- Anders, P. et al. 2004b, MNRAS, 347, 196
- Arp, H., Sandage, A. 1985, AJ, 90, 1163
- Aumann, H. H., Fowler, J. W., Melnyk, M. 1990, AJ, 99, 1674
- Balzano, V. A. 1983, ApJ, 268, 602
- Beasley, M. A., Sharples, R. M. 2000, MNRAS, 311, 673
- Beckman, J. E., Varela, A. M., Muñoz-Tuñón, C., Vílchez, J. M., Cepa, J. 1991, A&A, 245, 436
- Bell, E. F., Kennicutt, R. C. Jr. 2001, ApJ, 548, 681
- Billett, O. H., Hunter, D. A., Elmegreen, B. G. 2002, AJ, 123, 1454
- Biretta, J.A., et al. 2002, WFPC2 Instrument Handbook, Version 7.0 (Baltimore: STScI)
- Bland, j., Tully, R. B. 1988, Nature, 334, 43
- Blecha, A. 1986, A&A, 154, 321
- Boomsma, R., Oosterloo, T. A., Fraternali, F., van der Hulst, J. M., Sancisi, R. 2005, A&A, 431, 65
- Brandl, B., Sams, B. J., Bertoldi, F., Eckart, A., Genzel, R., Drapatz, S., Hofmann, R., Loewe, M., Quirrenbach, A. 1996, ApJ, 466, 254
- Bregman, J. N., Schulman, E., Tomisaka, K. 1995, ApJ, 439, 155
- Brouillet, N., Baudry, A., Combes, F., Kaufman, M., Bash, F. 1991, A&A, 242, 35
- Burkert, A. 2004, astro-ph/0404015
- Burstein, D., Heiles, C. 1984, ApJS, 54, 33
- Buta, R. 1996, ASP Conf. Ser. 91: IAU Colloq. 157: Barred galaxies, p.11
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Carral, P., Hollenbach, D. J., Lord, S. D., Colgan, S. W. J., Haas, M. R., Rubin, R. H., Erickson, E. F. 1994, ApJ, 423, 223

- Cerviño, M., Mas-Hesse, J. M., 1994, *A&A*, 284, 749
- Cerviño, M., Mas-Hesse, J. M. 1999, *IAU Symp. 193: Wolf-Rayet Phenomena in Massive Stars and Starburst Galaxies*, 193, 592 (astro-ph/9901352)
- Cerviño, M., Luridiana, V., Pérez, E., Vílchez, J. M., Valls-Gabaud, D. 2003, *A&A*, 407, 177
- Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnese, P., Altieri, B., Augeres, J. L., Aussel, H., Biviano, A., Blommaert, J. et al. 1996, *A&A*, 315, 32
- Chevalier, R. A., Clegg, A. W., 1985, *Nature*, 371, 44
- Chini, R., Kruegel, E., Kreysa, E. 1992, *A&A*, 266, 177
- Clegg, P. E., Ade, P. A. R., Armand, C., Baluteau, J. P., Barlow, M. J., Buckley, M. A., Berges, J. C., Burgdorf, M. et al. 1996, *A&A*, 315, 38
- Colbert, J. W., Malkan, M. A., Clegg, P. E., Cox, P., Fischer, J., et al. 1999, *ApJ*, 511, 721
- Cowie, L. L., McKee, C. F. 1977, *ApJ*, 211, 135
- Cox, P., Kruegel, E., Mezger, P. G. 1986, *A&A*, 155, 380
- Dahlem, M., Weaver, K. A., Heckman, T. M. 1998, *ApJS*, 118, 401
- Darling, D. 2003, *The Universal Book of Astronomy* (New York, John Wiley & Sons)
- de Graauw, T., Haser, L. N., Beintema, D. A., Roelfsema, P. R., van Agthoven, H., Barl, L., Bauer, O. H., Bekenkamp, H. E. G. et al. 1996, *A&A*, 315, 49
- de Grijs, R. 2001, *A&G* 42, 4.12
- de Grijs, R., O’Connell, W., Gallagher III, J.S. 2001, *AJ*, 121, 768
- de Grijs, R., Bastian, N., Lamers, H. J. G. L. M. 2003, *MNRAS*, 340, 197
- de Grijs, R., Anders, P., Bastian, N., Lynds, R., Lamers, H. J. G. L. M., O’Neil Jr., E. J. 2003b, *MNRAS*, 343, 1285
- de Grijs, R., Bastian, N., Lamers, H. J. G. L. M. 2003c, *ApJ*, 583, 17
- de Grijs, R., Fritze-v., A. U., Anders, P., Gallagher, J. S., Bastian, N., Taylor, V. A., Windhorst, R. A. 2003d, *MNRAS*, 342, 259
- De Young, D. S., Heckman, T. M. 1994, *ApJ*, 431, 598
- Devereux, N. A., Young, J. S. 1990, *ApJ*, 359, 42
- Devereux, N. A., Price, R., Wells, L. A., Duric, N. 1994, *AJ*, 108, 1667
- Devine, D., Bally, J., 1999, *ApJ*, 510, 197
- Díaz, A.I., Álvarez Álvarez, M., Terlevich, E., Terlevich, R., Sánchez Portal, M., Aretxaga, I., 2000, *MNRAS*, 311, 120
- Draine, B. T., Lee, H. M. 1984, *ApJ*, 285, 89
- Draine, B. T., Anderson, N. 1985, *ApJ*, 292, 494
- Dumke, M., Nieten, Ch., Thuma, G., Wielebinski, R., Walsh, W. 2001, *A&A*, 373, 853
- Dutra, C. M, Bica, E. 2000, *A&A*, 359, 9
- Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M. 1985, *ApJ*, 288, 438
- Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Chromey, F. R., Hasselbacher, D. A., Bissell, B. A. 1996, *AJ*, 111, 2233
- Estalella, R., Anglada, G. 1999, “Introducción a la física del medio interestelar”, (Barcelona, Universitat de Barcelona. Departament d’Astronomia i Meteorologia)
- Evans, D. S. 1951, *MNRAS*, 111, 526

- Evans, N. J. 1999, *ARA&A*, 37, 311
- Fabbiano, G. 1988, *ApJ*, 330, 672
- Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C., 1994, *A&AS*, 104, 365
- Figer, D. F., McLean, I. S., Morris, M. 1999, *ApJ*, 514, 202
- Figer, D. F., Najarro, F., Gilmore, D., Morris, M., Kim, S. S., Serabyn, E., McLean, I. S., Gilbert, A. M., et al. 2002, *ApJ*, 581, 258
- Fioc, M., Rocca-Volmerange, B., 1997, *A&A*, 326, 950
- Forbes, D. A., Depoy, D. L., 1992, *A&A*, 259, 97
- Forbes, D. A., Polehampton, E., Stevens, I. R., Brodie, J. P., Ward, M. J. 2000, *MNRAS*, 312, 689
- Förster Schreiber, N. M. 1998, Tesis doctoral, U. Ludwig–Maximilians, München
- Freedman, W. L. et al. 1994, *ApJ*, 427, 628
- Gabriel, C., Acosta-Pulido, J., Heinrichsen, I., Morris, H., Tai, W. M. 1997, 6, 108
- Gallagher, J. S. III, Smith, L. J. 1999, *MNRAS*, 304, 540
- Gavryusev, V., Muñoz-Tuñón, C., 1996, in *ASP Conf. Ser. 101: Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, Vol. 5, p. 76
- Gehrz, R. D., Sramek, R. A., Weedman, D. W. 1983, *ApJ*, 267, 551
- Gelatt, A. E., Hunter, D. A., Gallagher, J. S. 2001, *PASP*, 113, 142
- Golla, G., Hummel, E., 1994, *A&A*, 284, 777
- Golla, G., Wielebinski, R., 1994, *A&A*, 286, 733
- González-Delgado, R., Pérez, E., Tenorio-Tagle, G., Vilchez, J. M., Terlevich, E., et al., 1994, *ApJ*, 437, 239
- Gordon, K. D., Hanson, M. M., Clayton, G. C., Rieke, G. H., Misselt, K. A. 1999, *ApJ*, 519, 165
- Griffiths, R. E., Ptak, A., Feigelson, E. D., Garmire, G., Townsley, L., Brandt, W. N., Sambruna, R., Bregman, J. N. 2000, *Sci*, 290, 1325
- Harris, J., Calzetti, D., Gallagher, J. S., Conselice, C. J., Smith, D. A. 2001, *AJ*, 122, 3046
- Heckman, T. M., Armus, L., Miley, G. K., 1987, *AJ*, 93, 276
- Heckman, T. M., Armus, L., Miley, G. K., 1990, *ApJS*, 74, 833
- Heckman, T. M., Lehnert, M. D., Armus, L. 1993, *Astrophysics and Space Science Library*, 188, *The Environment and Evolution of Galaxies*, ed. J. M. Shull y H. A. Thronson, (Dordrecht: Kluwer), 455
- Heckman, T. M., González-Delgado, R., Leitherer, C., Meurer, G. R., Krolik, J., Wilson, A. S., Koratkar, A., Kinney, A. 1997, *ApJ*, 482, 114
- Heckman, T. M., 1998, *Origins*, *ASP Conference Series*, Vol. 148, 127
- Helou, G. 1986, *ApJ*, 311, 33
- Helou, G. 2000, *Infrared space astronomy, today and tomorrow (NATO,ASI, Les Houches)*
- Hildebrand, R. H. 1983, *QJRAS*, 24, 267
- Ho, L., Filippenko, A. 1996a, *ApJ*, 466, 83
- Ho, L., Filippenko, A. 1996b, *ApJ*, 472, 600
- Ho, L.C., 1997, *RMxAA*, 6, 5, available at: http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/LHo2/Ho_contents.html
- Høg, E., et al. 2000, *A&A*, 355, L27

- Holtzman, J. et al. 1995, *PASP*, 107, 156
- Hoopes, C. G., Walterbos, R. A. M., Greenawalt, B. E. 1996, *AJ*, 112, 1429
- Hoopes, C. G., Heckman, T. M., Strickland, D. K., Kowk, J. C. 2003, *ApJ*, 596, 175
- Hummel, E., Lesch, H., Wielebinski, R., Schlickeiser, R. 1988, *A&A*, 197, 29
- Hummel, E., Dettmar, R. J. 1990, *A&A*, 236, 33
- Hunter, D. A., O’Connell, R. W., Gallagher, J. S., Smecker-Hane, T. A. 2000, *AJ*, 120, 2383
- Ichikawa, T., van Driel, W., Aoki, T., Soyano, T., Tarusawa, K., Yoshida, S. 1994 *ApJ*, 433, 645
- Ichikawa, T., Yanagisawa, K., Itoh, N., Tarusawa, K., van Driel, W., Ueno, M., 1995, *AJ*, 109, 2038
- Jedrzejewski, R. I. 1987, *MNRAS*, 226, 747
- Johnson, K.E. 2001, Tesis Doctoral
- Johnson, K.E., Kobulnicky, H.A., Massey, P., Conti, P.S., 2001, *ApJ*, 559, 864
- Kennicutt, R. C., 1988, *ApJ*, 334, 144
- Kennicutt, R. C., 1998a, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, R. C. 1998b, *ApJ*, 498, 541
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., Clavel, J., Drechsel, G., Estaria, P., Faelker, J., Riedinger, J. R., Robson, A., Taylor, B. G., Ximenez de Ferran, S. 1996, *A&A*, 315, 27
- Kinney, A. L., Bregman, J. N., Huggins, P.J., Glassgold, A. E., Cohen, R. D. 1984, *PASP*, 96, 398
- Kinney, A. L., Calzetti, D., Bohlin, R. C., McQuade, K., Storchi-Bergmann, T., Schmitt, H. R. 1996, *ApJ*, 467, 38
- Klaas, U., Elsaesser, H., 1993, *A&A*, 280, 76
- Klaas, U., Haas, M., Heinrichsen, I., Schulz, B. 1997, *A&A*, 325, 21
- Knapp, G. R., Rupen, M. P., Fich, M., Harper, D. A., Wynn-Williams, C. G. 1996, *A&A*, 315, 75
- Kronberg, P. P., Pritchett, C. J., van den Bergh, S. 1972, *ApJ*, 173, L47
- Kumai, Y., Basu, B., Fujimoto, M. 1993, *ApJ*, 404, 144
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Kurucz, R. 1992 in *IAU Symp. 149, The Stellar Populations of Galaxies*, Ed. B. Barbuy, A. Renzini (Dordrecht: Kluwer), 225
- Larsen, S. S. 1999, *A&AS*, 139, 393
- Larsen, S. S., Richtler, T. 1999, *A&A*, 345, 59
- Larson, R. B., 1987 in *Starbursts and Galaxy Evolution*, p. 467
- Lehnert, M. D., Heckman, T. M. 1996, *ApJ*, 472, 546
- Lehnert, M. D., Heckman, T. M., Weaver, K. A., 1999, *ApJ*, 523, 575
- Leitherer, C., Heckman, T. M. 1995, *ApJ*, 96, 9
- Leitherer, C., et al., 1996, *PASP*, 108, 996
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., Delgado, R. M. G., Robert, C., Kune, D. F., de Mello, D. ; F., Devost, D., Heckman, T. M., 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lejeune, T., Cuisinier, F., Buser, R., 1997, *A&AS*, 125, 229
- Lemke, D., Klaas, U., Abolins, J., Abraham, P., Acosta-Pulido, J., Bogun, S.,

- Castaneda, H., Cornwall, L. et al. 1996, A&A, 315, 64
- Liller, M. H. 1960, ApJ, 132, 306
 - Liller, M. H. 1966, ApJ, 146, 28
 - Lipsy, S. J., Plavchan, P. 2004, ApJ, 603, 82
 - Long, K. S., Charles, P. A., Dubus, G. 2002, ApJ, 569, 204
 - Lutz, D., Genzel, R., Sternberg, A., Netzer, H., Kunze, D., Rigopoulou, D., Sturm, E., Egami, E., Feuchtgruber, H., Moorwood, A. F. M., de Graauw, T. 1996, A&A, 315, 137
 - Lynds, C. R., Sandage, A. R. 1963, ApJ, 137, 1005
 - MacKenty, J.W., Maíz-Apellániz, J., Pickens, C.E., Norman, C.A., Walborn, N.R., 2000, AJ, 120, 3007
 - Maíz-Apellániz, J., Mas-Hesse, J. M., Muñoz-Tuñón, C., Vílchez, J. M., Castañeda, H. O. 1998, A&A, 329, 409
 - Maíz-Apellániz, J. 2001, ApJ, 563, 151
 - Maíz-Apellániz, J. PASP, September 2004 issue
 - Malumuth, E. M., Heap, S. R. 1994, AJ, 107, 1054
 - Mauersberger, R., Henkel, C., Weiß, A., Peck, A. B., Hagiwara, Y. 2003, A&A, 403, 561
 - McCarthy, P. J., Heckman, T., Breugel, W. V. 1987, AJ, 93, 264
 - McCrady, N., Gilbert, A. M., Graham, J. R. 2003, ApJ, 596, 240
 - McKee, C. F., Cowie, L. L. 1977a, ApJ, 211, 135
 - McKee, C. F., Cowie, L. L. 1977b, ApJ, 215, 213
 - McKeith, C. D., Greeve, A., Downes, D., Prada, F. 1995, A&A, 293, 703
 - Melo, V. P., Pérez-García, A. M., Acosta-Pulido, J. A., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J. M., 2002, ApJ, 574, 709
 - Melo, V. P., Muñoz-Tuñón, C. 2002, en ASP Conf. Ser. 282, *Galaxies: The Third Dimension*, ed. M. Rosado, L. Binette y L. Arias (San Francisco: ASP), 338
 - Melo, V. P., Muñoz-Tuñón, C., Maíz-Apellániz, J., Tenorio-Tagle, G. 2005, ApJ, 619, 270
 - Meurer, G.R., 1995, Nature, 375, 742
 - Molowny-Horas, R., Yi, Z. 1994, University of Oslo, Internal Report No. 31
 - Monet, D.G., et al. 1998, VizieR On-line Data Catalog: I/252 “The USNO-A2.0 catalogue”
 - Muñoz-Tuñón, C., Vílchez, J. M., Castañeda, H. O., 1993, A&A, 278, 364
 - Muñoz-Tuñón, C., 1993, Violent Star Formation, proceedings of the first IAC-RGG meeting, held in Puerto Naos La Palma, Spain, Ed. G. Tenorio-Tagle, Cambridge University Press, p. 25
 - Muñoz-Tuñón, C., Gavryusev, V. , Castañeda, 1995, AJ, 110, 1630
 - Muñoz-Tuñón, C., Tenorio-Tagle, G., Castañeda, H. O., Terlevich, R., 1996, AJ, 112, 1636
 - Murakami, I., Babul, A. 1999, MNRAS, 309, 161
 - Nakai, N., Hayashi, M., Handa, T., Sofue, Y., Hasegawa, T., Sasaki, M. 1987, PASJ, 39, 685
 - Nieto, J. L., Bender, R., Poulain, P., Surma, P. 1992, A&A, 257, 97
 - Norman, C. A., Ikeuchi, S. 1989, ApJ345, 372

- Nugis, T., Lamers, H. J. G. L. M., 2000, *A&A*, 360, 227
- O’Connell, R. W., Mangano, J. J. 1978, *ApJ*, 221, 62
- O’Connell, R. W., Gallagher III, J. S., Hunter, D. A., Colley, W. N. 1995, *ApJ*, 446, L1
- Oey, M.S., Muñoz-Tuñón, C., 2002, In "Star Formation through Time", A Conference to honor Roberto J. Terlevich in his 60th birthday, 2002, to appear by the Astronomical Society of the Pacific, Conference Series
- Ohyama, Y., et al. 2002, *PASJ*, 54, 891
- Olsen, K. A. G., Miller, B. W., Suntzeff, N. B., Schommer, R. A., Bright, J. 2004, *AJ*, 127, 2674
- Origlia, L., Goldader, J. D., Leitherer, C., Schaerer, D., Oliva, E. 1999, *ApJ*, 514, 96
- Osterbrock, D.E., 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (University Science Books)
- Parmentier, G., de Grijs, R., Gilmore, G. 2003, *MNRAS*, 342, 208
- Pence, W. D., 1980, *ApJ*, 239, 54
- Pérez García, A. M., Melo, V. P., Acosta-Pulido, J., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J. M., 2001, *Ap&SS*, 277, 347
- Pérez García, M. A., Rodríguez-Espinosa, J. M. 2001, *ApJ*, 557, 39
- Pérez García, A. M., Acosta-Pulido, J., García Lorenzo, B., González Hernández, J.I., Melo, V., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J. M., Varela, A.M., 2002 in *ASP Conf. Ser. 282, Galaxies: the Third Dimension*, M. Rosado, L. Binette, L. Arias (San Francisco: ASP), 356
- Pietsch, W., Vogler, A., Klein, U., Zinnecker, H. 2000, *A&A*, 360, 24
- Portegies-Zwart, S. F., Makino, J., McMillan, S. L. W., Hut, P. 2002, *ApJ*, 565, 265
- Prieto, M., Gottesman, S. T., Aguerri, J. L., Varela, A. 1997, *AJ*, 114, 1413
- Prieto, M., Aguerri, J. L., Varela, A., Muñoz-Tuñón, C. 2001, *A&A*, 367, 405
- Ptak, A., Serlemitsos, P., Yaqoob, T., Mushotzky, R., Tsuru, T. 1997, *AJ*, 113, 1286
- Puche, D., Carignan, C., van Gorkom, J. H. 1991, *AJ*, 101, 456
- Radovich, M., Klaas, U., Acosta-Pulido, J., Lemke, D. 1999, *A&A*, 348, 705
- Rand, R. J., Kulkarni, S. R., Hester, J. J. 1992, *ApJ*, 396, 97
- Rice, W. Lonsdale, C. J., Soifer, B. T., Neugebauer, G., Koplan, E. L., Lloyd, L. A., de Jong, T., Habing, H. J. 1988, *ApJS*, 68, 91
- Rice, W. 1993, *AJ*, 105, 67
- Rieke, G. H., Lebofsky, M. J., 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rodríguez-Espinosa, J. M., Pérez García, A. M., Lemke, D., Meisenheimer, K. 1996, *A&A*, 315, 129
- Rowan-Robinson, M., Crawford, J. 1989, *MNRAS*, 238, 523
- Sams, B. J., III, Genzel, R., Eckart, A., Tacconi-Garman, L., Hoffman, R. 1994, *ApJ*, 430, L33
- Sandage, A., Tammann, G. A. 1975, *ApJ*, 196, 313
- Sanders, D. B., Scoville, N. Z., Soifer, B. T., 1991, *ApJ*, 370, 158
- Sanders, D. B., 1997, *RMxAA* 6, 42
- Sargent, W. L. W., Searle, L., 1970, *ApJ*, 162, L155

- Satyapal, S., Watson, D. M., Pipher, J. L., Forrest, W. J., Greenhouse, M. A. et al. 1997, *ApJ*, 483, 148
- Scarrott, S. M., Eaton, N., Axon, D. J. 1991, *MNRAS*, 252, P12
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Schwarz, M. P. 1981, *ApJ*, 247, 77
- Schweizer, F. 1982, *ApJ*, 252, 455
- Scoville, N. Z., Soifer, B. T., Neugebauer, G., Matthews, K., Young, J. S., Yerka, J. 1985, *ApJ*, 289, 129
- Searle, L., Sargent, W. L. W., Bagnuolo, W. G., 1973, *ApJ*, 179, 427
- Sellgren, K. 1984, *ApJ*, 277, 623
- Shopbell, P. L., Bland-Hawthorn, J. 1998, *ApJ*, 493, 129
- Silich, S. A., Tenorio-Tagle, G., Terlevich, R., Terlevich, E., Netzer, H., 2001, *MNRAS*, 324, 191
- Silich, S. A., Tenorio-Tagle, G., 2001, *AJ*, 552, 91
- Silich, S. A., Tenorio-Tagle, G. 2003, in *ASP Conf. Proc. 297, Star Formation Through Time*, ed. E. Pérez, R. M. González-Delgado, G. Tenorio-Tagle, 171
- Silich, S. A., Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C. 2003, *ApJ*, 590, 791
- Silich, S. A., Tenorio-Tagle, G., Rodríguez-González, A. 2004, *ApJ*, 610, 226
- Smith, A. M., Collins, N. R., Waller, W. H., Roberts, M. S., Smith, D. A., Bohlin, R. C., Cheng, K.-P., Fanelli, M. N., Neff, S. G., O’Connell, R. W., Parise, R. A., Smith, E. P., Stecher, T. P., 2001, *ApJ*, 546, 829
- Smith, L. J., Gallagher III, J. S. 2001, *MNRAS*, 326, 1027
- Sodroski, T. J., Bennett, C., Boggess, N., Dwek, E., Franz, B. A., Hauser, M. G., Kelsall, T., Moseley, S. H., Odegard, N., Silverberg, R. F., Weiland, J. L. 1994, *ApJ*, 428, 638
- Sofue, Y., Reuter, H. P., Krause, M., Wielebinski, R., Nakai, N. 1992, *ApJ*, 395, 126
- Sodroski, T. J., Bennett, C., Boggess, N., Dwek, E., Franz, B. A., Hauser, M. G., Kelsall, T., Moseley, S. H. et al. 1994, *ApJ*, 428, 638
- Sorai, K., Nakai, N., Kuno, N., Nishiyama, K., Hasegawa, T. 2000, *PASJ*, 52, 785
- Spitzer, L.J., 1956, *ApJ*, 124, 20
- Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- Stevens, I. R., Read, A. M., Bravo-Guerrero, J. 2003, *MNRAS*, 343, L47
- Strickland, D. K., Ponman, T. J., Stevens, I.R., 1997, *A&A*, 320, 378
- Strickland, D. K., Stevens, I.R., 1999, *MNRAS*, 306, 43
- Strickland, D. K., Stevens, I.R., 2000, *MNRAS*, 314, 511
- Strickland, D. K., Heckman, T. M., Weaver, K. A., Hoopes, C. G., Dahlem, M., 2002, *ApJ*, 568, 689
- Strickland, D. K., Heckman, T. M., Colbert, E. J. M., Hoopes, C. G., Weaver, K. A. 2004, *ApJS*, 151, 193
- Suchkov, A. A., Balsara, D. S., Heckman, T. M., Leitherner, C., 1994, *ApJ*, 430, 511
- Telesco, C. M., Harper, D. A. 1980, *ApJ*, 235, 392
- Telesco, C. M. 1988, *ARA&A*, 26, 343

- Telesco, C. 1993, *Infrared Astronomy*, IV Canary Islands Winter School of Astrophysics, (Cambridge University Press), p.175
- Tenorio-Tagle, G., Bodenheimer, P., 1988, *ARA&A*, 26, 145
- Tenorio-Tagle, G. 1996, *AJ*, 111, 1641
- Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., Cid-Fernandes, R., 1996, *ApJ*, 456, 264
- Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., 1997, *ApJ*, 478, 134
- Tenorio-Tagle, G., Muñoz-Tuñón, C., 1998, *MNRAS*, 293, 299
- Tenorio-Tagle, G., Silich, S., Muñoz-Tuñón, C., 2003, *ApJ*, 597, 279
- Tenorio-Tagle, G., Silich, S., Rodríguez-González, A., Muñoz-Tuñón, C., 2005 *ApJ*, 620, 217
- Tody, D. 1986, "The IRAF Data Reduction and Analysis System" in *Proc. SPIE Instrumentation in Astronomy VI*, ed. D.L. Crawford, 627, 733
- Tomisaka, K., Ikeuchi, S., 1988, *ApJ*, 330, 695
- Varela, A. M., Muñoz-Tuñón, C., Simonneau, E. 1996, *A&A*, 306, 381
- van Bever, J., Belkus, H., Vanbeveren, D., van Rensbergen, W. 1999, *New Astronomy*, 4, 173
- van den Bergh, S., 1995, *Nature*, 374, 215
- Walcher, C. J., van der Marel, R. P., McLaughlin, D., Rix, H. W., Böker, T., Häring, N., Ho, L. C., Sarzi, M., Shields, J. C. 2005, *ApJ*, 618, 237
- Wall, W. F., Jaffe, D. T., Bash, F. N., Israel, F.P., Maloney, P. R., Baas, F. 1993, *ApJ*, 414, 98
- Waller, W. H., Kleinmann, S. G., Ricker, G. R. 1988, *AJ*, 95, 4
- Waller, W. H., Gurwell, M., Tamura, M. 1992, *AJ*, 104, 63
- Walter, F., Weiss, A., Scoville, N. 2002, *ApJ*, 580, L21
- Walterbos, R. A. M., Schwing, P. B. W. 1987, *A&A*, 180, 27
- Walterbos, R. A. M., Greenawalt, B. 1996, *ApJ*, 460, 696
- Wang, B. 1995, *ApJ*, 444, 590
- Wang, Q. D., Immler, S., Walterbos, R., Lauroesch, J. T., Breitschwerdt, D. 2001, *ApJ*, 555, 99
- Watson, M. G., Stanger, V., Griffiths, R. E. 1984, *ApJ*, 286, 144
- Watson, M. G., et al. 1996, *AJ*, 112, 534
- Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., Moore, R., 1977, *ApJ*, 218, 377
- Weedman, D. W., Feldman, F. R., Balzano, V. A., Ramsey, L.W., Sramek, R. A., Wu, C. 1981, *ApJ*, 248, 105
- Weliachew, L., Sancisi, R., Guélin, M., 1978, *A&A*, 65, 37
- White, R., et al. *Synphot User's Guide*, December 1998 (Baltimore: STScI)
- Whitmore, B. C., Zhang, Q., Leitherer, C., Fall, S. M., Schweizer, F., Miller, B. W. 1999, *AJ*, 118, 1551
- Wielebinski, R., Dumke, M., Nieten, C. 1999, *A&A*, 347, 634
- Williams, T. B., Caldwell, N., Schommer, R. A. 1984, *ApJ*, 281, 579
- Xu, C., Helou, G. 1996, *ApJ*, 456, 163
- Young, J. S., Xie, S., Kenney, J. D. P., Rice, W. L. 1989, *ApJS*, 70, 699
- Yun, M. S., Ho, P. T. P., Lo, K. Y. 1993, *ApJ*, 411, 17
- Yun, M. S., Ho, P. T. P., Lo, K. Y. 1994, *Nature*, 372, 530
- Zepf, S. E., Ashman, K. M. 1993, *MNRAS*, 64, 611

Direcciones electrónicas

- Grupo de Estudio de Formación Estelar, GEFE: <http://www.iac.es/proyect/GEFE>
- Base de datos del HST: <http://archive.stsci.edu/hst/search.php>
- ISO: <http://isowww.estec.esa.nl>
- Base de datos de IRAS y COBE: <http://lambda.gsfc.nasa.gov>
- Starburst99: <http://www.stsci.edu/science/starburst/>
- CHORIZOS: <http://www.stsci.edu/~jmaiz>
- Galeria de imágenes de 2MASS: http://www.ipac.caltech.edu/2mass/gallery/images_galaxies.html
- Chandra: <http://chandra.harvard.edu/photo>
- Telescopio Hubble: <http://hubblesite.org>

Agradecimientos

Quiero agradecer al IAC en general y a su director D. Francisco Sánchez, el haber puesto a mi disposición todos los medios de los que el IAC dispone para que este trabajo pudiera realizarse.

Especialmente le doy las gracias a Casiana, sin ella esta tesis no hubiese sido posible. Un día me llamó y me invitó a pertenecer a su grupo, GEFE, desde ese día me he sentido arropada y sobre todo he aprendido muchísimo. Ella confió en mí, me guió y me dió buenos consejos.

Quiero agradecer a José Miguel su apoyo y que siempre estaba cuando lo necesitaba. También fui afortunada por sus buenos consejos y por sus ideas y conocimientos.

Le doy gracias a Paco Garzón por la oportunidad que me dió de pertenecer al grupo de ISO.

GRACIAS a Ana. Ha estado siempre ayudándome, desde el día que entré en el instituto hasta hoy. Sobre todo ha sido una amiga que se ha preocupado por mí. Te estaré siempre agradecida por todo.

Gracias a José, Bego, Toñi y Nicola por su ayuda y su compañerismo. También a todo el grupo “internacional” GEFE, que siempre se han preocupado por los estudiantes y se han ofrecido a proporcionarnos lo posible para que todo nos sea más fácil y por el esfuerzo de reunirnos cada año para que aprendamos cada vez más de formación estelar. En especial, gracias a Guillermo y a Jesús por contar conmigo para hacer un trabajo tan bonito como el de M82 y por todo lo que me han enseñado. Le agradezco a Luzma su ayuda para que este trabajo quedara mejor.

Le doy gracias a toda la gente del SIC que me ayudaron muchísimo y con una sonrisa en los labios. A todas las personas de administración, es especial, a Lourdes, Nieves y Mari por su ayuda en tantas ocasiones. A Gaby Pérez por sus cursillos y trucos de diseño. A Terry Mahoney por poder contar con él. A Miriam por acogerme en Baltimore. A todos los estudiantes, sobre todo a los del corralón con los que he compartido estos años.

Esta época fue muy bonita gracias a todos los amigos del *papping*. Pasamos muchos momentos divertidos, la hora de la comida se convertía en una terapia de risa. Son muchos y sé que comprenderán que no les nombre uno por uno. Les quiero dar las gracias a cada uno de ustedes, por su sonrisa y por ayudarme a que la tesis fuera más llevadera. También quiero aprovechar para recordar a un amigo, Fernando Cabrera, que compartió con nosotros la fundación del *papping*.

Quiero agradecer a mis padres su apoyo y porque hicieron todo lo que pudieron y más para que yo estudiara. Si he conseguido esto es gracias a ellos, por su esfuerzo y por sus consejos. Gracias a Jordan y a Susana, sobre todo por darme un sobrino tan especial, Jorge, que conseguía que me olvidara en un minuto del estrés de la tesis. También a toda mi familia que siempre se preocupaban por saber como me iba.

Gracias a Esther, mi mejor amiga. Por estar cada día *on-line*, “escuchándome” y dándome buenos consejos.

Por último, gracias a Jorge, por entenderme, apoyarme, darme consejos, hacerme reír, ayudarme a pasar los baches, por tantas cosas... Gracias a ti lo conseguí.