

Curso 2003/04  
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/12  
I.S.B.N.: 84-7756-607-0

ANA MONREAL RIVERO

Estudio cinemático y de fuentes de ionización  
de galaxias infrarrojas ultraluminosas  
con espectroscopia bidimensional

Directores

SANTIAGO ARRIBAS MOCOROA  
LUIS COLINA ROBLEDO



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS  
Serie Tesis Doctorales

*A mis padres,  
a Jesu y a Esther*

## *Agradecimientos*

Hay muchas personas e instituciones que de una manera u otra me han apoyado y ayudado en este largo proceso que es la realización de una tesis y a las que me gustaría dar las gracias.

En primer lugar, me gustaría agradecer al Instituto de Astrofísica de Canarias, y en particular a su director Francisco Sánchez, la oportunidad que me han brindado para poder desarrollar este trabajo, poniendo los mejores medios a mi alcance.

También quiero dar las gracias a mis directores de tesis, Santiago y Luis, por todo lo que me han enseñado y por su ayuda a lo largo de todo este proyecto. Asimismo, me gustaría dar las gracias a José Acosta, mi arbitro interno, por sus acertadas sugerencias que sirvieron para mejorar este trabajo y muy especialmente a Begoña García por estar ahí con los pequeños problemas del día a día.

Igualmente, quiero agradecer tanto al Instituto de Estructura de la Materia del CSIC como al *Space Telescope Science Institute* su hospitalidad en las diferentes visitas a Madrid y Baltimore. Un recuerdo especial para Macarena y Mirian que contribuyeron a hacer más agradables estas estancias.

Gracias a Inés, David y Alberto, que habéis estado conmigo durante todo el camino, por vuestra muy buena amistad y por las comeduras de tarro que habéis tenido que aguantar.

Gracias también a todos los que habéis pasado por el corralín en estos años. David Alcalde, Verónica, Ángel, Bernabé, Chema, Sebastián, etc. Guardo muy buen recuerdo de las conversaciones y discusiones varias que se organizaban en los momentos de saturación.

También gracias a la gente del otro corralín y allegados, Silvia, José Alberto, Carolina, Pablo Santos, Nieves y Martín, Nacho y Fayna, etc., con los que compartí cenas más o menos musicales, *sobremesas* a la intemperie lagunera y alguna que otra tontería.

Gracias a Kerttu y Dan. Haberos conocido ha sido una de las mejores cosas de este último año. Espero que a los dos os vaya muy bien en las respectivas aventuras que vais a empezar. Y también, gracias a un montón de gente del IAC con los que he compartido cafés y comidas: Justino, Mark, Pablo Redondo, Fernando, etc.

Vine a Canarias para realizar la especialidad. En esos dos últimos años de carrera me inicié en la Astrofísica en compañía de un montón de gente estupenda. Después cada uno tiró para un lado, pero todos están en mis recuerdos. Gracias a Jero, Manu, Enric, Kristina, María, Raúl, etc. por los maravillosos años que pasamos en la facultad, en Izaña, en el Vado.

Ya fuera del entorno astrofísico, quisiera dar las gracias a Fátima. Con ella he redescubierto el piano, que me ha servido de vía de escape en los momentos en que veía todo más negro, y a Elda, la mejor compañera de piso que podía tener. También gracias a Pedro, Ginés, Jesús y Raquel, con los que he compartido cenas (de gambas) y veladas en el Jospital.

Gracias también a todo el Alboroto, en especial a la Esther y la Leyre. Por haber estado ahí desde que tengo memoria y por no dejarme olvidar mis raíces, mi gente y a Sangüesa. Y cómo no, a la Carmen Mari. A ver si pensabas que me había olvidado. ¡Mira a dónde me han llevado las fantasías de cuando bajábamos a jugar a la bodega!

Y lo más importante para el final. Me gustaría agradecer a mi familia todo su apoyo. Gracias tato, por tomarte la vida con buen humor y no tocar *ese* tema delicado. Gracias txiki, por todas las veces que me has tenido de okupa en tu casa y por el asesoramiento de imagen. Y gracias papás, por aguantar los malos humores, por estar siempre ahí y por todos los animos que me habeis dado.

Gracias a todos.

Ana Monreal Ibero

## Resumen

Las Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas a bajo *redshift* (ULIRGs) se descubrieron con el satélite IRAS a finales de la década de los 80 (Sanders et al. 1988a). Se definen como aquellos objetos con una luminosidad en el infrarrojo de  $L_{IR}[8 - 1000\mu m] \gtrsim 10^{12} L_{\odot}$  que se explica por medio de una intensa formación estelar y/o núcleos activos, que calientan el polvo que hay en la galaxia (véase Sanders & Mirabel 1996).

No está claro su papel en la evolución de galaxias aunque parece que son un paso intermedio entre el choque de dos o más galaxias y la formación de una galaxia elíptica y, tal vez, un cuásar.

Presentan una estructura morfológica, cinemática y de ionización extensa y bastante compleja, por lo que la espectroscopía de campo integral (ECI) resulta una herramienta muy adecuada para estudiar este tipo de objetos.

En esta tesis se presenta el análisis detallado de tres ULIRGs mediante la utilización de datos de ECI e imagen de alta resolución en varios filtros. Además se analiza las posibles implicaciones que los resultados individuales pueden tener en el estudio de las ULIRGs en su conjunto. Los resultados científicos más importantes que se han encontrado son los siguientes:

- La estructura morfológica del gas ionizado en estos sistemas es similar, aunque con diferencias, a la de la componente estelar. Estas diferencias pueden atribuirse al efecto combinado de la extinción diferencial y las características de las poblaciones estelares presentes.
- Estos sistemas presentan una cinemática no regular, que no puede asociarse a rotación simple de un disco y que está dominada por el proceso de fusión.
- Las tres galaxias estudiadas presentan indicios de supervientos en las zonas centrales, por lo que éste podría ser un fenómeno muy habitual en las ULIRGs.
- La extinción en estas galaxias es claramente no uniforme y mayor hacia las zonas centrales. El no considerar los efectos de la extinción diferencial puede provocar una sobreestimación de la masa de  $\lesssim 15\%$ .
- Fuera de las regiones nucleares, se ha encontrado una correlación entre el estado de ionización de una determinada zona del sistema y la dispersión de velocidades que resulta compatible con la existencia de espectros de tipo LINER asociados a choques provocados por el proceso de fusión.
- Los brotes de formación estelar detectados en el óptico e infrarrojo son capaces de explicar únicamente  $\lesssim 20\%$  de la luminosidad total de estos sistemas, estando la fuente responsable del resto de la luminosidad oculta a estas longitudes de onda. Argumentos dinámicos y observaciones en otros rangos del espectro parecen indicar que el resto de la luminosidad se puede explicar mejor por brotes de formación estelar que por un agujero negro similar al que se encuentra en los cuásares ópticos.

- Estas galaxias muestran gran cantidad de formación estelar fuera del núcleo que parece seguir una evolución paralela al proceso de fusión. En los tres sistemas se han encontrado regiones de formación estelar extranucleares con propiedades que las convierten en buenas candidatas a Galaxias Enanas de Marea.
- La observación de sistemas similares a las ULIRGs pero a mayor desplazamiento al rojo es complicada. En caso de utilizar rendija larga, se perderían los detalles de su compleja estructura mientras que con ECI resultaría complicado conseguir una S/R suficiente para realizar un estudio similar a la presente tesis.

# Índice

<b>1. Las Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas</b>	<b>1</b>
1.1. Introducción: Descubrimiento y caracterización . . . . .	1
1.2. Origen de la luminosidad en el Infrarrojo: Fuentes de ionización . . . . .	4
1.3. Desarrollo dinámico. Papel en la evolución galáctica . . . . .	11
1.4. Contrapartidas a alto <i>redshift</i> de las ULIRGs . . . . .	14
<b>2. Objetivos y selección de los sistemas objeto de estudio</b>	<b>17</b>
2.1. Objetivos . . . . .	17
2.2. Sistemas objeto de estudio y metodología . . . . .	19
2.3. Estructura del presente trabajo . . . . .	20
<b>3. Instrumentación utilizada</b>	<b>23</b>
3.1. Espectroscopía Bidimensional y de Campo Integral . . . . .	23
3.1.1. Generalidades . . . . .	23
3.1.2. INTEGRAL . . . . .	27
3.2. Imagen de alta resolución: El <i>Hubble Space Telescope</i> . . . . .	30
3.2.1. <i>Wide Field Planetary Camera 2</i> (WFPC2) . . . . .	31
3.2.2. <i>Near Infrared Camera and Multiobject Spectrometer</i> (NICMOS) . . . . .	31
<b>4. Observaciones, reducción y calibración de datos</b>	<b>33</b>
4.1. Datos de INTEGRAL . . . . .	33
4.1.1. Observaciones . . . . .	33
4.1.2. Reducción de datos de INTEGRAL . . . . .	33
4.1.3. Calibración absoluta en flujo . . . . .	39
4.1.4. Creación de mapas . . . . .	48
4.2. Datos del <i>Hubble Space Telescope</i> . . . . .	48
4.2.1. Datos con WFPC2 . . . . .	49
4.2.2. Datos con NICMOS . . . . .	50

---

4.2.3. Transformación del sistema de filtros del HST al sistema Johnson . . .	52
4.3. Astrometría relativa de INTEGRAL y HST . . . . .	53
<b>5. Análisis general de datos</b>	<b>55</b>
5.1. Descripción morfológica . . . . .	55
5.2. Estimación de la masa de las galaxias en proceso de fusión . . . . .	57
5.2.1. Estimación de la masa a partir de la luminosidad en $H$ . . . . .	57
5.2.2. Estimación de la masa dinámica de la galaxia . . . . .	59
5.3. Estudio de las fuentes de ionización del gas . . . . .	60
5.3.1. Obtención de las magnitudes de interés . . . . .	60
5.3.2. Modelización de la distribución espectral de energía . . . . .	64
5.3.3. Comparación de los observables obtenidos con los modelos . . . . .	70
5.4. Estudio cinemático . . . . .	71
<b>6. IRAS 12112+0305</b>	<b>77</b>
6.1. Introducción . . . . .	77
6.2. Descripción morfológica . . . . .	78
6.3. Principales magnitudes derivadas . . . . .	83
6.4. Masa y luminosidad estelar y masa dinámica de las galaxias en proceso de fusión . . . . .	83
6.5. Caracterización de las fuentes de ionización . . . . .	84
6.6. Análisis cinemático . . . . .	88
6.7. Conclusiones . . . . .	94
<b>7. IRAS 14348–1447</b>	<b>97</b>
7.1. Introducción . . . . .	97
7.2. Descripción morfológica . . . . .	98
7.3. Principales propiedades derivadas . . . . .	101
7.4. Masa y luminosidad estelar y masa dinámica de las galaxias en proceso de fusión . . . . .	103
7.5. Caracterización de las fuentes de ionización . . . . .	104
7.6. Análisis cinemático . . . . .	107
7.7. Conclusiones . . . . .	115
<b>8. IRAS 15250+3609</b>	<b>119</b>
8.1. Introduccción . . . . .	119
8.2. Descripción morfológica . . . . .	120
8.3. Principales magnitudes derivadas . . . . .	125
8.4. Masa y luminosidad estelar y masa dinámica del sistema . . . . .	125

8.5. Caracterización de las fuentes de ionización . . . . .	126
8.6. Análisis cinemático . . . . .	128
8.7. Conclusiones . . . . .	133
<b>9. Discusión sobre aspectos generales de las ULIRGs</b>	<b>135</b>
9.1. Extinción estelar y extinción a partir del gas ionizado . . . . .	135
9.2. Ionización de tipo LINER en las ULIRGs . . . . .	141
9.3. Regiones de formación estelar extranucleares. . . . .	149
9.4. Núcleos de las galaxias en proceso de fusión . . . . .	155
9.5. Estudio preliminar de la conexión ULIRGs - Galaxias a alto <i>redshift</i> . . . . .	158
<b>10. Conclusiones y trabajo futuro</b>	<b>167</b>
10.1. Conclusiones . . . . .	167
10.2. Trabajo futuro . . . . .	170
<b>A. Distribución bidimensional de los espectros</b>	<b>171</b>
A.1. IRAS 12112+0305. 2 abril 1998 . . . . .	172
A.2. IRAS 12112+0305. 14 abril 2001 . . . . .	177
A.3. IRAS 14348–1447 . . . . .	182
A.4. IRAS 15250+0306 . . . . .	187
<b>B. Abreviaturas, siglas y acrónimos</b>	<b>193</b>

# Índice de tablas

2.1. Galaxias seleccionadas para esta tesis . . . . .	20
3.1. Características principales de los haces de uso científico de INTEGRAL . . .	28
3.2. Parámetros espectrales . . . . .	30
3.3. Características de las cámaras de WFPC2 . . . . .	31
3.4. Características de las cámaras de NICMOS . . . . .	32
4.1. Listado de observaciones . . . . .	34
4.2. Estrellas de calibración observadas . . . . .	41
4.3. Flujo medido en H $\alpha$ en diferentes regiones dentro de una abertura de 0'45 de radio en unidades de $10^{-16}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ . . . . .	43
4.4. Flujo medido en H $\beta$ en diferentes regiones dentro de una abertura de 0'45 de radio en unidades de $10^{-16}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ . . . . .	43
4.5. Flujo monocromático esperado y medido (2 abril 1998) . . . . .	45
4.6. Flujo monocromático esperado y medido (14 abril 2001) . . . . .	46
4.7. Imágenes de archivo utilizadas. . . . .	49
4.8. Colores de los modelos de prueba . . . . .	52
5.1. Valores de extinción utilizados . . . . .	64
6.1. Propiedades de las regiones de interés de IRAS 12112+0305 . . . . .	84
6.2. Poblaciones estelares asociadas a las diferentes regiones de interés. . . . .	88
7.1. Propiedades de las regiones de interés de IRAS 14348–1447 . . . . .	103
7.2. Poblaciones estelares asociadas a las diferentes regiones de interés. . . . .	107
8.1. Propiedades de las regiones de interés de IRAS 15250+3609 . . . . .	125
8.2. Poblaciones estelares asociadas a las diferentes regiones de interés. . . . .	128
9.1. Exceso de color nuclear . . . . .	139

---

9.2. Exceso de color en anillos . . . . .	139
9.3. Coeficientes de correlación y ajustes para $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ . . . . .	146
9.4. Coeficientes de correlación y ajustes para $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ . . . . .	147
9.5. Características derivadas para las regiones de formación estelar extranucleares	151
9.6. Criterios de caracterización de TDGs . . . . .	154
9.7. Caracterización de los posibles agujeros negros nucleares . . . . .	156
9.8. Fibras utilizadas para simular espectros nucleares de ULIRGs a $z \sim 2$ . . . . .	160
9.9. Enrojecimiento y cocientes de líneas derivados con rendija larga para las galaxias a $z \sim 2$ . . . . .	160

# Índice de figuras

1.1.	Función de luminosidad . . . . .	2
1.2.	Distribución espectral de energía . . . . .	3
1.3.	Clasificación espectral en el óptico en función de la luminosidad. . . . .	4
1.4.	Espectro promedio del rasgo de los PAH para una muestra de ULIRGs . . . . .	6
1.5.	Diagrama de diagnóstico en el infrarrojo medio para ULIRGs . . . . .	7
1.6.	Ejemplos de ULIRGs frías . . . . .	12
1.7.	Ejemplos de ULIRGs calientes . . . . .	13
1.8.	Evolución del ritmo de formación estelar en sistemas en proceso de fusión . . . . .	14
2.1.	Imagen de los sistemas seleccionados con WFPC2/HST, filtro F814W . . . . .	20
3.1.	Fotografía de INTEGRAL en el WHT . . . . .	27
3.2.	Esquema general de INTEGRAL . . . . .	28
3.3.	Esquema de la cámara de adquisición, calibración y guiado de INTEGRAL . . . . .	29
3.4.	Haces de fibras de INTEGRAL . . . . .	29
3.5.	Respuesta normalizada de los filtros de interés . . . . .	31
4.1.	Imagen de objeto sin reducir . . . . .	35
4.2.	Imagen de objeto con las fibras ya extraídas . . . . .	36
4.3.	Imagen de objeto calibrada en longitud de onda . . . . .	37
4.4.	Imagen de objeto con el cielo substraído . . . . .	38
4.5.	Imagen de objeto reducida . . . . .	39
4.6.	Posiciones de estrellas de calibración . . . . .	41
4.7.	Factores de proporcionalidad . . . . .	42
4.8.	Imágenes reconstruidas de $H\alpha$ y $H\beta$ para IRAS 12112+0305 . . . . .	44
4.9.	Porcentaje de flujo recogido . . . . .	47
4.10.	Transformación para $I - J$ . . . . .	52
4.11.	Transformaciones propuestas por Origlia et al. (2000) . . . . .	53

5.1. Relaciones $M/L$ en $I$ y $H$ para diferentes modelos de poblaciones estelares	58
5.2. Diagramas de diagnóstico utilizados	62
5.3. SED de modelos estelares de 5 Ma y 1 Ga	65
5.4. Magnitud en $I$ y colores para los modelos de brotes instantaneos	66
5.5. Magnitud en $I$ y colores para los modelos de brotes continuos	67
5.6. $L_{\text{bol}}$ y $L(\text{H}\alpha)$ para diferentes modelos de poblaciones estelares	68
5.7. Anchuras equivalentes para modelos de STARBURST99	68
5.8. SED de modelos	70
5.9. Figura adaptada de Mihalas 81	72
5.10. Campo de velocidad estelar de M31	73
5.11. Modelo y ejemplo de un disco alabeado	75
5.12. Esquema del modelo de superviento como flujo bicónico hacia afuera de Heckman et al.	76
6.1. Sección de la imagen en el filtro F814W de WFPC2/HST de IRAS 12112+0305 observada con INTEGRAL	79
6.2. Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 12112+0305 con INTEGRAL	80
6.3. Imágenes de NICMOS para IRAS 12112+0305	81
6.4. Mapa de extinción en IRAS 12112+0305	81
6.5. Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 12112+0305 con INTEGRAL corregidos de extinción	82
6.6. Diagramas de diagnóstico para IRAS 12112+0305	85
6.7. Diagramas color-color para IRAS 12112+0305	86
6.8. Mapas de $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ y $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ para IRAS 12112+0305	89
6.9. Mapas de velocidad y de dispersión de velocidades para IRAS 12112+0305	90
6.10. Corte del campo de velocidades de IRAS 12112+0305 en la dirección E-O	91
6.11. Ajustes en la zona de doble componente en IRAS 12112+0305	93
6.12. Componentes de velocidad en IRAS 12112+0305	93
7.1. Sección de la imagen de WFPC2/HST de IRAS 14348–1447 observada con INTEGRAL	99
7.2. Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 14348–1447 con INTEGRAL	100
7.3. Imágenes de NICMOS para IRAS 14348–1447	101
7.4. Mapa de extinción en IRAS 14348–1447	101
7.5. Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 14348–1447 con INTEGRAL corregidos de extinción	102
7.6. Diagramas de diagnóstico para IRAS 14348–1447	104

7.7.	Diagramas color-color para IRAS 14348–1447 . . . . .	106
7.8.	Mapas de $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ y $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ para IRAS 14348–1447 .	108
7.9.	Mapas de velocidad y de dispersión de velocidades para IRAS 14348–1447 .	110
7.10.	Corte del campo de velocidades de la galaxia norte de IRAS 14348–1447 en la dirección N-S . . . . .	111
7.11.	Corte del campo de velocidades de la galaxia sur de IRAS 14348–1447 a $\text{A.P.}=-45^\circ$ . . . . .	112
7.12.	Ajustes a una componente en IRAS 14347–1448 . . . . .	113
7.13.	Ajustes a doble componente en IRAS 14347–1448 . . . . .	114
7.14.	Componentes de velocidad en IRAS 14347–1448 . . . . .	115
8.1.	Sección de la imagen de WFPC2/HST de IRAS 15250+3609 observada con INTEGRAL . . . . .	121
8.2.	Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 15250+3609 con INTEGRAL . . . . .	122
8.3.	Imágenes de NICMOS para IRAS 15250+3609 . . . . .	123
8.4.	Mapa de extinción en IRAS 15250+3609 . . . . .	123
8.5.	Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 15250+3609 con INTEGRAL corregidos de extinción . . . . .	124
8.6.	Diagramas de diagnóstico para IRAS 15250+3609 . . . . .	126
8.7.	Diagramas color-color para IRAS 15250+3609 . . . . .	127
8.8.	Mapas de $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ y $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ para IRAS 15250+3609 .	129
8.9.	Mapas de velocidad y de dispersión de velocidades para IRAS 15250+3609 .	130
8.10.	Cortes del campo de velocidad de IRAS 15250+3609 . . . . .	132
8.11.	Ajustes en la zona nuclear de IRAS 15250+3609 . . . . .	133
9.1.	Figura 6 de Gordon & Witt (2000) . . . . .	136
9.2.	Cocientes de flujos en las bandas de 2.2 y 1.1 $\mu\text{m}$ y enrojecimientos obtenidos con INTEGRAL . . . . .	137
9.3.	Distribución radial de la extinción . . . . .	140
9.4.	Mapas de ionización y dispersión de velocidades . . . . .	143
9.5.	Correlación entre la dispersión de velocidades y los cocientes de líneas . . .	145
9.6.	Cocientes $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ frente a $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ . . . . .	147
9.7.	Dispersión de velocidades frente al radio estimado para las regiones de formación estelar extranucleares . . . . .	152
9.8.	Diagramas de diagnóstico para las galaxias a $z \sim 2$ . . . . .	161
9.9.	Simulación de IRAS 12112+0305 a $z \sim 2$ . . . . .	162
9.10.	Simulación de IRAS 14348–1447 a $z \sim 2$ . . . . .	163
9.11.	Simulación de IRAS 15250+3609 a $z \sim 2$ . . . . .	164

A.1. Espectros de IRAS 12112+0305 en $H\beta$ . . . . .	172
A.2. Espectros de IRAS 12112+0305 en $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$ . . . . .	173
A.3. Espectros de IRAS 12112+0305 en $[OI]\lambda 6300$ . . . . .	174
A.4. Espectros de IRAS 12112+0305 en $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548,6584$ . . . . .	175
A.5. Espectros de IRAS 12112+0305 en $[SII]\lambda\lambda 6716,6731$ . . . . .	176
A.6. Espectros de IRAS 12112+0305 en $H\beta$ . . . . .	177
A.7. Espectros de IRAS 12112+0305 en $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$ . . . . .	178
A.8. Espectros de IRAS 12112+0305 en $[OI]\lambda 6300$ . . . . .	179
A.9. Espectros de IRAS 12112+0305 en $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548,6584$ . . . . .	180
A.10. Espectros de IRAS 12112+0305 en $[SII]\lambda\lambda 6716,6731$ . . . . .	181
A.11. Espectros de IRAS 14348–1447 en $H\beta$ . . . . .	182
A.12. Espectros de IRAS 14348–1447 en $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$ . . . . .	183
A.13. Espectros de IRAS 14348–1447 en $[OI]\lambda 6300$ . . . . .	184
A.14. Espectros de IRAS 14348–1447 en $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548,6584$ . . . . .	185
A.15. Espectros de IRAS 14348–1447 en $[SII]\lambda\lambda 6716,6731$ . . . . .	186
A.16. Espectros de IRAS 15250+0306 en $H\beta$ . . . . .	187
A.17. Espectros de IRAS 15250+0306 en $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$ . . . . .	188
A.18. Espectros de IRAS 15250+0306 en $[OI]\lambda 6300$ . . . . .	189
A.19. Espectros de IRAS 15250+0306 en $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548,6584$ . . . . .	190
A.20. Espectros de IRAS 15250+0306 en $[SII]\lambda\lambda 6716,6731$ . . . . .	191

# 1

---

## Las Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas

Este capítulo contiene una introducción a las Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas. En él, además de caracterizar estos objetos, se mostrarán las principales cuestiones que plantea su estudio y el estado actual de cada una de ellas. En particular, se presentará la problemática asociada al origen de su luminosidad en el infrarrojo, el papel que juegan en la formación y evolución de galaxias, y su posible conexión con las galaxias a alto desplazamiento al rojo.

### 1.1. Introducción: Descubrimiento y caracterización

Las Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas (ULIRGs) se descubrieron con el satélite IRAS (Sanders et al. 1988b; Sanders et al. 1988a). Se las define como aquellos objetos con  $L_{\text{bol}} \approx L_{\text{IR}}[8 - 1000\mu\text{m}] \gtrsim 10^{12} L_{\odot}$ <sup>1</sup>, comparable a la luminosidad bolométrica de los cuásares, y presentan una densidad espacial similar a la de éstos (Soifer et al. 1987). Como grupo, comparten algunas propiedades. Son sistemas formados por galaxias interactuantes o en proceso de fusión en los que una fuente de energía compacta es responsable de la luminosidad observada en el infrarrojo lejano. Todas ellas presentan líneas de emisión y son sistemas ricos en gas y polvo. En Sanders & Mirabel (1996), y más recientemente en Genzel & Cesarsky (2000) se presenta una revisión sobre estos objetos.

Atendiendo a sus colores en el infrarrojo se pueden clasificar en dos grupos. Por una parte, se encuentran las ULIRGs frías ( $f_{25}/f_{60} < 0.2$ , donde las cantidades  $f_{25}$  y  $f_{60}$  son las densidades de flujo en Jy en las bandas de IRAS de 25 y 60  $\mu\text{m}$ ). Representan el  $\sim 75\%$  del total de las ULIRGs, suelen presentar espectros típicos de regiones HII y LINER y parecen estar en un estado temprano del proceso de fusión. Por otra parte, tenemos a las ULIRGs calientes ( $f_{25}/f_{60} > 0.2$ ). Representan  $\sim 25\%$  de la población total de ULIRGs. Muchas de ellas presentan líneas de emisión anchas (Seyfert 1) y tienen apariencia puntual en el *Palomar Sky Survey* (PSS).

En la figura 1.1 se muestra la función de luminosidad para las ULIRGs en comparación

---

<sup>1</sup>La definición de  $L_{\text{IR}}$  aparece en Sanders & Mirabel (1996) y es  $L_{\text{IR}}[8 - 1000\mu\text{m}] = 4\pi D_L^2 F_{\text{ir}}[L_{\odot}]$  con  $F_{\text{ir}} = 1.8 \times 10^{-14} \{13.48f_{12} + 5.16f_{25} + 2.58f_{60} + f_{100}\}$  [ $\text{W m}^{-2}$ ] donde las cantidades  $f_{12}$ ,  $f_{25}$ ,  $f_{60}$  y  $f_{100}$  son las densidades de flujo en Jy en las bandas de IRAS de 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ .

a la de otros objetos extragalácticos como galaxias normales, Seyferts, *starbursts*, galaxias cD y cuásares. Presenta un claro exceso con respecto a la función de Schetcher en el extremo de altas luminosidades, donde las ULIRGs constituyen, como grupo, el tipo de galaxias más numeroso del universo local, siendo dos veces más abundantes que los cuásares seleccionados ópticamente.

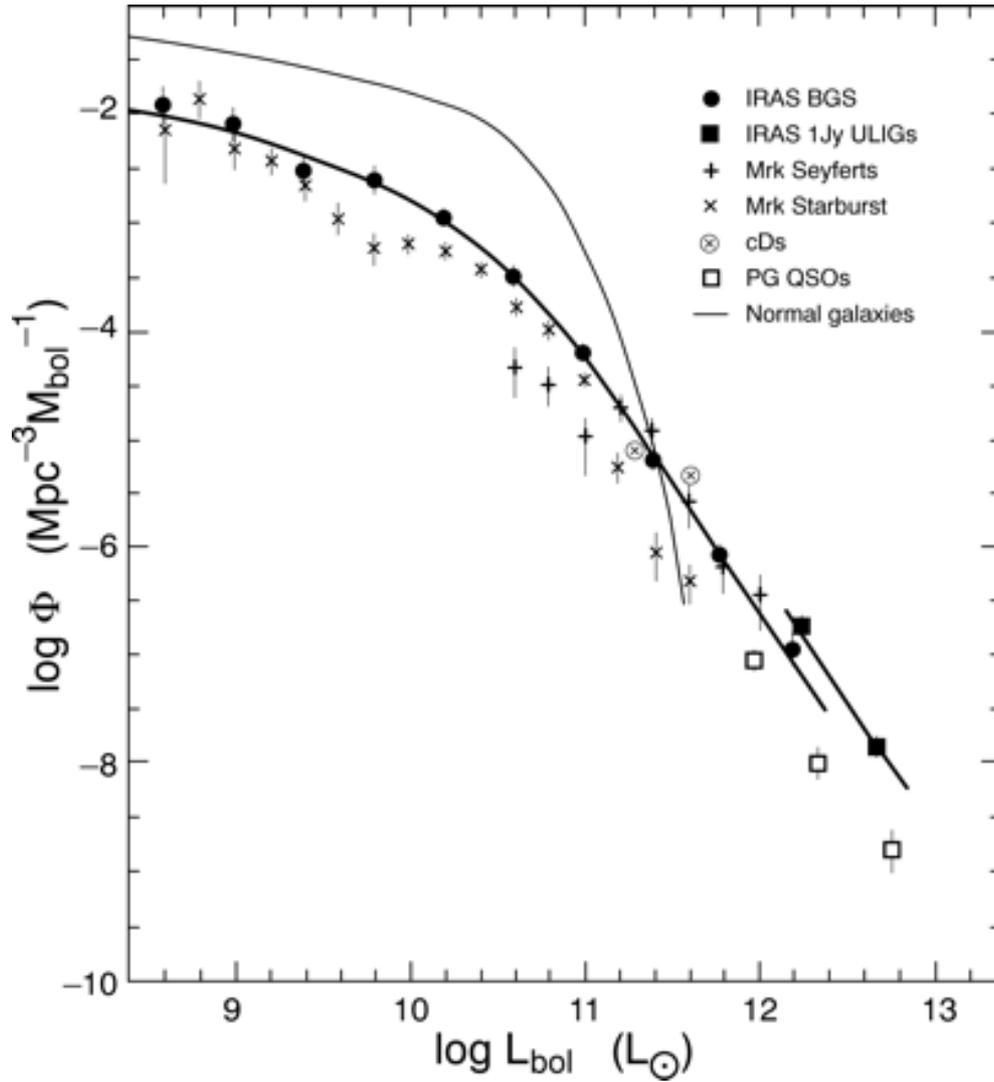


Figura 1.1: Función de luminosidad para distintos objetos extragalácticos (Sanders & Mirabel 1996).

La figura 1.2 muestra la distribución de energía espectral (SED) para varias galaxias con luminosidad total infrarroja creciente. Observamos que, conforme la luminosidad aumenta, el cociente  $f_{60}/f_{100}$  también aumenta, mientras que el cociente  $f_{12}/f_{25}$  disminuye. También se observa en la figura que, mientras en el óptico tenemos un cambio de la luminosidad de un factor 3 o 4, la luminosidad en el infrarrojo cambia hasta en 3 órdenes de magnitud. En el recuadro pequeño, abajo a la derecha, están representadas las ULIRGs calientes. Presentan una distribución espectral de energía con emisión en el infrarrojo medio (5–40  $\mu\text{m}$ ) un orden

de magnitud más fuerte que la mayoría de las ULIRGs, más frías.

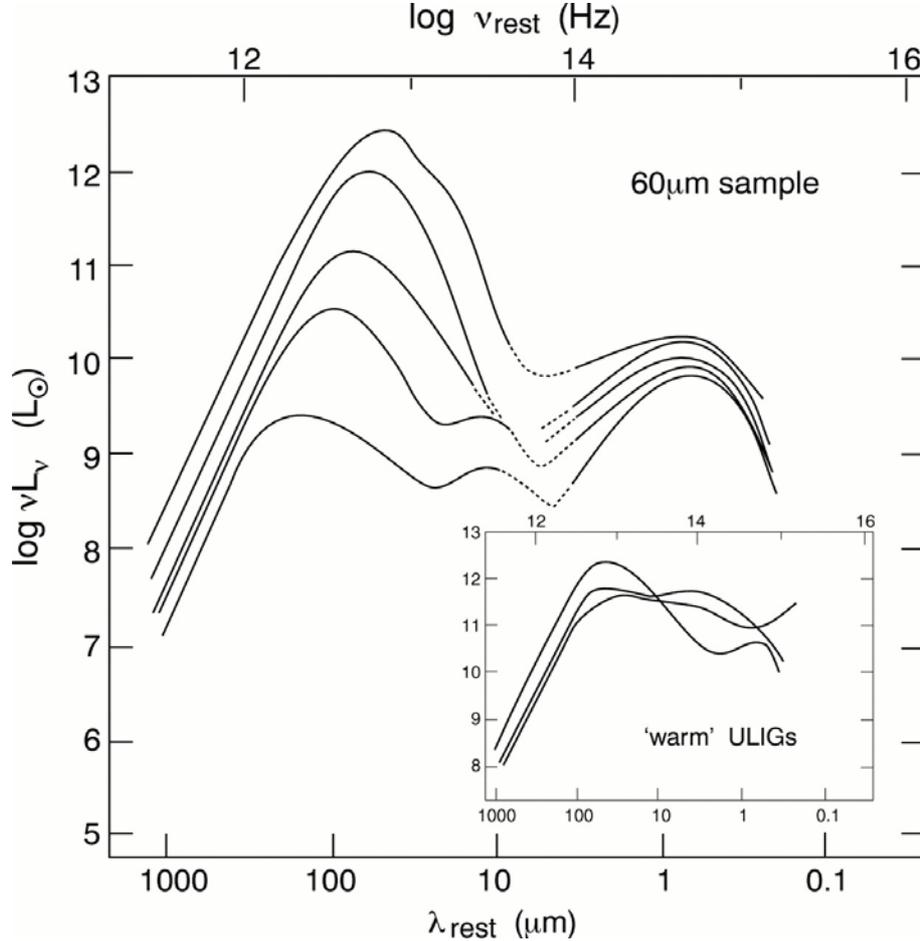


Figura 1.2: Distribución espectral de energía de las ULIRGs frías. En el recuadro pequeño aparece la correspondiente a las ULIRGs calientes (Sanders & Mirabel 1996).

En el infrarrojo, esta SED podría deberse a la emisión de tres componentes distintas de polvo. Una componente fría (*cold*,  $30 \text{ K} > T > 10 \text{ K}$ ), asociada a polvo en cirros, otra componente fresca (*cool*,  $50 \text{ K} > T > 30 \text{ K}$ ), asociada a brotes de formación estelar, y una tercera componente de polvo caliente (varios cientos de Kelvins), opcional, en el caso de ULIRGs dominadas por un AGN (Klaas et al. 2001).

Los diferentes trabajos sobre estas galaxias están orientados a contestar una o varias de las preguntas que se enumeran a continuación:

- ¿Cuál es la fuente de ionización en estas galaxias, capaz de producir semejante luminosidad en el infrarrojo?
- ¿Cuál es el desarrollo dinámico de estos sistemas? ¿Que papel juegan en la evolución de galaxias?

- ¿Hasta qué punto son estas galaxias la contrapartida local de las llamadas fuentes SCUBA, unas galaxias a alto desplazamiento al rojo detectadas en el submilimétrico?

Los siguientes apartados realizan una recopilación de los trabajos más importantes que han abordado cada una de estas cuestiones.

## 1.2. Origen de la luminosidad en el Infrarrojo: Fuentes de ionización

La intensa luminosidad infrarroja de estos objetos está producida por grandes cantidades de polvo que rodean la fuente emisora de energía de estas galaxias, y que absorben la luz emitida por ella, para reemitirla en el infrarrojo. La naturaleza de dicha fuente ha sido objeto de debate en los últimos años, habiéndose barajado dos opciones principales.

La primera de las posibilidades, constituye el llamado modelo evolutivo de Sanders et al. (1988a) en el que las ULIRGs albergarían en su interior un QSO que sería visible en el óptico una vez que la galaxia se hubiera desprendido de su envoltura de polvo. Se puede resumir en una secuencia evolutiva del tipo:

ULIRG fría → ULIRG caliente → QSO

La segunda propuesta es la existencia de un brote de formación estelar de excepcional intensidad y extensión espacial (Joseph & Wright 1985).

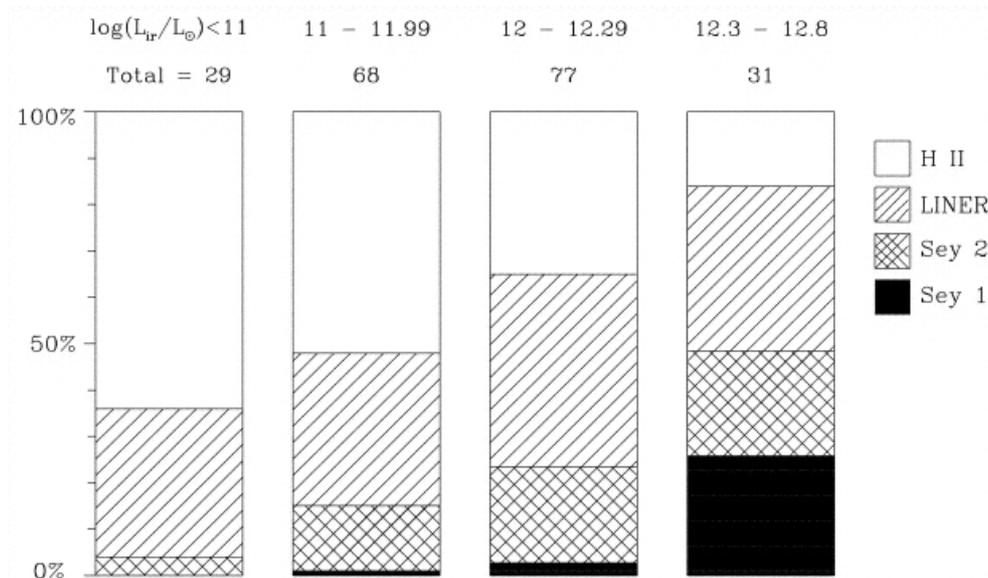


Figura 1.3: Clasificación espectral en el óptico en función de la luminosidad para la muestra de galaxias de Veilleux, Kim, & Sanders (1999b).

Desde el punto de vista observacional, para discernir entre estas dos posibilidades se han realizado estudios en diversos rangos del espectro cuyos resultados más importantes resumimos a continuación.

### Clasificación espectroscópica en el óptico

Veilleux, Kim, & Sanders (1999b) clasifican espectroscópicamente en el óptico una muestra amplia de estos objetos, utilizando los diagramas de diagnóstico propuestos por Veilleux & Osterbrock (1987). En la figura 1.3 se muestra el número de ULIRGs encontradas para cada tipo espectral en diferentes rangos de luminosidad. Si bien hay una clara mayoría de galaxias clasificadas como HII y LINER, el número de galaxias Seyfert en general (y el de las Seyfert 1 dentro de las Seyfert), aumenta conforme aumenta la luminosidad.

La utilización de los cocientes de líneas en el óptico como indicador del tipo de actividad presenta algunos problemas. Un espectro en el óptico de tipo región HII se produce en un objeto ionizado por estrellas calientes, mientras que un espectro de tipo Seyfert está provocado por la presencia de un AGN. Sin embargo, los espectros de tipo LINER, numerosos entre las ULIRGs, pueden deberse a varios fenómenos (véase Filippenko 1996). Por una parte, podemos tener fotoionización debido a estrellas calientes en medios de alta metalicidad (Filippenko & Terlevich 1992), AGNs de baja luminosidad (Ho, Filippenko, & Sargent 1993), una mezcla de éstos con estrellas de tipo O o las llamadas *warmers*, estrellas Wolf-Rayet muy calientes (Terlevich & Melnick 1985). Los espectros de tipo LINER también se pueden explicar por medio de ionización por choques causados por flujos de acrecimiento que se enfrían (Heckman 1981; Cowie et al. 1983; Fabian et al. 1986), supervientos galácticos (Heckman, Armus, & Miley 1990) o interacciones y colisiones de galaxias (Fosbury & Wall 1979; Phillips 1981).

### Líneas de emisión en el infrarrojo cercano

Además de la incertidumbre sobre el fenómeno causante de la emisión de tipo LINER, debido a la gran cantidad de extinción presente en estos objetos, cabe la posibilidad de que el supuesto QSO no se pudiera detectar con espectroscopía óptica, por lo que también se ha buscado por medio de las líneas de recombinación del hidrógeno ensanchadas por velocidad o por la presencia de la línea coronal de [Si VI] en el infrarrojo cercano (Goldader et al. 1995; Murphy et al. 1999; Veilleux, Kim, & Sanders 1999a). Las ULIRGs clasificadas en el óptico como HII o LINER, no mostraron actividad de tipo AGN en este rango, sin embargo, se descubrieron regiones de líneas anchas escondidas en algunas ULIRGs clasificadas como Seyfert 2. Como síntesis de los resultados obtenidos con estos dos indicadores, podríamos decir que la presencia de AGNs entre las ULIRGs es minoritaria (10%–25%), pero alcanza la cota de 35%–50% para las galaxias de mayor luminosidad. La tendencia a encontrar signos de posible AGN es mayor en las ULIRGs calientes.

### Espectroscopía con ISO. El infrarrojo medio

La extinción en estos objetos puede llegar a ser tan grande, que es posible que el hipotético QSO permanezca oculto incluso en el infrarrojo cercano, por lo que se han buscado indicadores del tipo de actividad presente a mayores longitudes de onda (infrarrojo medio).

Rigopoulou et al. (1999) analizaron una muestra amplia de ULIRGs observadas con el instrumento ISOPHOT de ISO (*Infrared Space Observatory*) basándose en el cociente

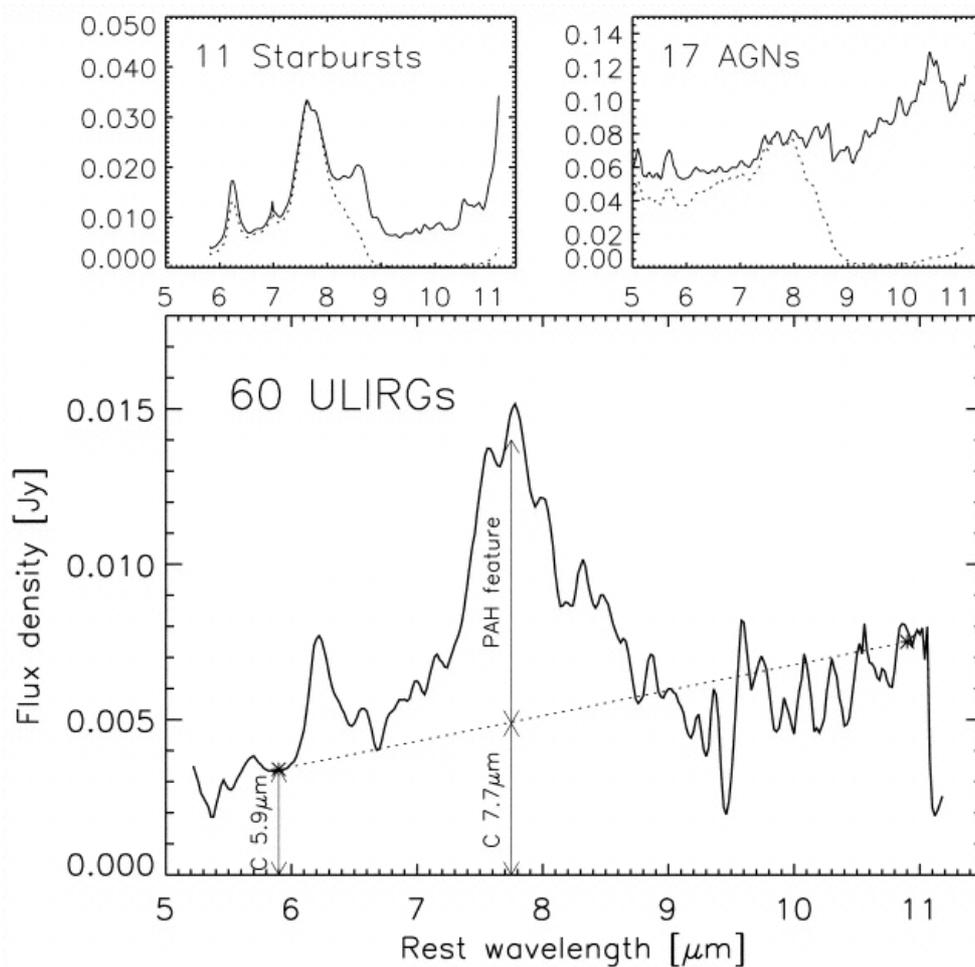


Figura 1.4: Espectro promedio del rasgo de los PAH a  $7.7 \mu\text{m}$  obtenido a partir de una muestra amplia de ULIRGs observada con ISOPHOT-S (Lutz et al. 1998). Se muestran para su comparación el espectro promedio de 11 *starbursts* y 17 AGNs. Las líneas discontinuas en las gráficas superiores representan esos mismos espectros promedio tras añadirles el efecto de una extinción adicional de  $A_V = 50$  y reescalarlos.

línea/continuo (L/C) del rasgo a  $7.7 \mu\text{m}$  de los PAHs (hidrocarburos aromáticos policíclicos) como discriminante entre brote de formación estelar o AGN como fuente principal de energía. Este rasgo es importante en los brotes de formación estelar mientras que no se observa en los AGNs. En la figura 1.4 se muestra el espectro promedio en este rango para las ULIRGs de la muestra, junto con dos espectros típicos de *starbursts* y AGNs. Encontraron que la fuente principal de energía en la mayoría de las ULIRGs era un brote de formación estelar.

Genzel et al. (1998) utilizaron un diagrama de diagnóstico basado en este cociente junto con el cociente de las líneas de emisión de alta y baja excitación en el infrarrojo medio. La figura 1.5 muestra la posición en dichos diagramas de una muestra de AGNs, otra de galaxias *starburst* y una serie de ULIRGs, así como la línea que delimita las dos zonas del diagrama. Del análisis de las galaxias individuales, concluyeron que en el 80 % de la muestra dominan

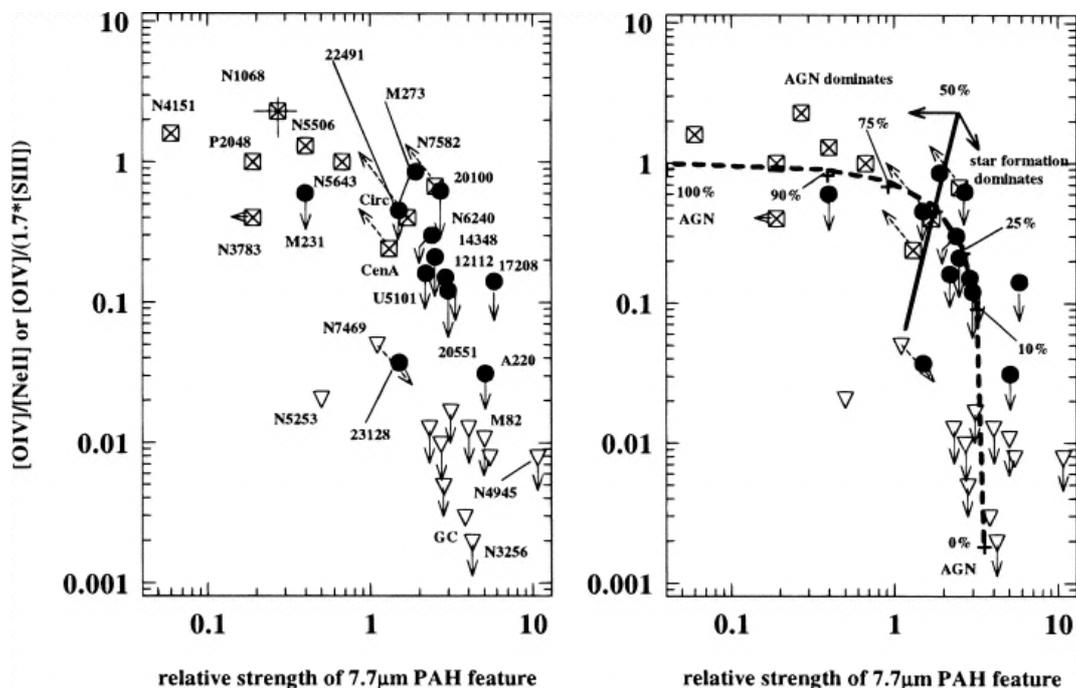


Figura 1.5: Diagrama de diagnóstico en el infrarrojo medio para ULIRGs según Genzel et al. (1998). En la gráfica de la izquierda aparecen los datos. Los cuadrados representan AGNs, los círculos ULIRGs y los triángulos, galaxias *starburst*. Las ULIRGs presentan unos cocientes con valores intermedios entre *starburst* y AGN. En la gráfica de la derecha, una línea recta separa las zonas en las que domina el AGN o la formación estelar. La mayoría de las ULIRGs se encuentran en esta última zona.

los brotes de formación estelar y que la fracción de AGNs aumenta conforme aumenta la luminosidad.

Existe una correspondencia entre esta clasificación y la anterior (Taniguchi, Ohya, & Nishiura 1999; Lutz et al. 1998). Las galaxias clasificadas como HII o LINER con espectroscopía óptica, presentan en el infrarrojo medio un espectro de tipo *starburst*, mientras que aquellas clasificadas como Seyfert, presentan un espectro de tipo AGN.

### Imagen de alta resolución en el infrarrojo medio

Dado que una parte importante ( $\sim 10\text{-}30\%$ ) de la energía de estos sistemas se emite en el infrarrojo medio mediante rerradiación térmica por el polvo, es posible estudiar la naturaleza de la fuente que produce la energía de estos sistemas a partir del tamaño de las fuentes que emiten en este rango de longitud de onda utilizando imagen de alta resolución. Si es un AGN quien calienta el polvo, el tamaño de la fuente infrarroja debe aumentar con la longitud de onda mientras que si son estrellas, éste debe permanecer relativamente constante. Soifer et al. (2000) estudiaron en este rango de longitud de onda una muestra pequeña de ULIRGs encontrando que, en la mayoría de los casos, la fuente de luminosidad en el infrarrojo medio estaba concentrada en una región de  $\lesssim 200$  pc. Aproximadamente en la mitad de ellas, el responsable de la luminosidad bolométrica parecía ser un AGN. En el

resto, únicamente una galaxia podía asociarse claramente con brotes de formación estelar, mientras que en las demás, los límites de tamaños angulares no permitían distinguir entre AGN o brote de formación estelar como posible fuente de energía.

### Emisión en radio

A pesar de la posible existencia de AGN en algunas de las ULIRGs, éstas galaxias presentan una emisión en radio perfectamente explicable por un brote de formación estelar y, además obedecen la correlación FIR-radio existente para dichos brotes, por lo que Condon et al. (1991) y Crawford et al. (1996) no ven la necesidad de recurrir a un AGN como fuente principal de la luminosidad en el infrarrojo lejano (a excepción de Mrk 231). Más recientemente, comprobando la relación FIR-radio en una muestra muy amplia de galaxias IRAS (1809 galaxias), Yun, Reddy, & Condon (2001) sólo encontraron  $\sim 1\%$  de galaxias con AGN en su interior, independientemente de la luminosidad infrarroja.

### Observaciones en rayos X

En general, las ULIRGs emiten débilmente en este rango de longitud de onda, pero dado que los rasgos típicos de un AGN en rayos X pueden atravesar densidades columnales de gas grandes, las observaciones en este rango de longitud de onda constituyen un conjunto de datos en los que estudiar de forma independiente los procesos físicos que se producen en estas galaxias.

Basándose en observaciones con el instrumento PSPC a bordo del satélite ROSAT de 9 de las 10 ULIRGs del IRAS BGS de Soifer et al. (1987), Rigopoulou, Lawrence, & Rowan-Robinson (1996) descartan la posibilidad de que un cuásar con un enrojecimiento moderado en la línea de visión pueda ser responsable de la luminosidad observada en el infrarrojo. De existir, éste debería estar oculto tras una columna de material oscurecedor de  $\sim 5 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ .

Por otra parte, observaciones con el satélite ASCA indican la presencia de un AGN fuertemente oscurecido en Mrk 231, Mrk 273 y NGC 6240, mientras que en el prototipo de las ULIRGs, Arp 220, no se encuentran signos de semejante actividad (Iwasawa 1999).

Algunas de estas galaxias también se han observado con ACIS, a bordo de CHANDRA, que ofrece mejor resolución espacial. En el caso de NGC 6240, ambos núcleos presentan características de AGN (Komossa et al. 2003). Para Mrk 273, es el núcleo norte quien presenta rasgos típicos de AGN de tipo Seyfert 2 (Xia et al. 2002). Arp 220 presenta un fuente puntual de espectro duro de origen poco claro. Si el responsable de esta emisión fuera un AGN, éste presentaría una luminosidad muy pequeña para jugar un papel importante en la energética del sistema.

Por último, las observaciones de una muestra representativa de ULIRGs con *XMM-Newton* muestran cómo estos sistemas presentan una naturaleza compuesta, aunque predominando el fenómeno *starburst* frente al fenómeno AGN (Franceschini et al. 2003).

### Signos de fusiones pasadas en cuásares

Como se verá en el siguiente apartado, este tipo de galaxias muestra una morfología irregular, con colas de marea, plumas, etc., que indican que están sufriendo un proceso de fusión, así que otra manera de abordar la posible existencia de QSOs escondidos tras el polvo en las ULIRGs, es buscar en los cuásares rasgos en su morfología que puedan hacernos sospechar que fueron ULIRGs en una época anterior. Canalizo & Stockton (2001) realizan un trabajo en esta línea, encontrando que estos dos fenómenos están necesariamente relacionados. Aparte de este trabajo específico, en la literatura aparecen estudios recientes que incluyen varios ejemplos de cuásares con signos de fusiones o interacciones (Bahcall et al. 1997; Boyce et al. 1996; Boyce, Disney, & Bleaken 1999) o estudios detallados en varias longitudes de onda de ULIRGs calientes en las que se encuentra que estos objetos sí podrían representar el nacimiento de una radio galaxia o cuásar clásico, como por ejemplo Mrk 463 (Mazzarella et al. 1991) o PDS 456 (Yun et al. 2004).

### Contribución del supuesto AGN a la luminosidad del sistema

Visto que algunas ULIRGs contienen AGNs en su interior, cabe preguntarse cuánto contribuye a la emisión en el infrarrojo. Para Veilleux, Kim, & Sanders (1999a), la presencia de signos de un AGN prácticamente asegura que éste va a ser la fuente dominante de energía en el infrarrojo. Klaas et al. (2001) afirman que las galaxias con o sin presencia de AGN no pueden distinguirse por sus colores en el infrarrojo lejano, pero sí por su espectro en el infrarrojo cercano y medio, por lo que parece que el AGN no contribuiría a la emisión en el FIR/submm, sino a la emisión en el NIR-MIR. Proponen el color  $J - K$  como un posible indicador de la existencia de un AGN.

### Gas molecular en las ULIRGs

Sea cual fuere la fuente dominante de energía en estas galaxias, ésta necesita alimentarse de grandes cantidades de gas para poder existir. Observaciones en las líneas de CO(J=1→0) y CO(J=2→1) indican masas de gas molecular en estas galaxias  $\gtrsim 10^9 - 10^{10} M_{\odot}$  (Evans et al. 2002; Evans, Surace, & Mazzarella 2000; Tacconi et al. 1999; Sakamoto et al. 1999; Solomon et al. 1997; Downes & Solomon 1998; Scoville, Yun, & Bryant 1997; Bryant & Scoville 1996). Una fracción importante del gas molecular está a densidades mucho mayores que en las Nubes Moleculares Gigantes (véase observaciones del HCN de Solomon, Downes, & Radford 1992, que traza gas a densidades mayores que  $10^5 \text{ cm}^{-3}$ ). A pesar de la gran cantidad de gas molecular, el cociente  $L_{\text{FIR}}/L_{\text{CO}}$  es un orden de magnitud mayor que para galaxias espirales normales (Sanders et al. 1986; Solomon & Sage 1988), existiendo un límite superior empírico para él de  $L_{\text{IR}}/M_{\text{H}_2} \sim 100 L_{\odot} M_{\odot}^{-1}$  independientemente de la densidad superficial y de la masa de gas molecular (Planesas, Colina, & Perez-Olea 1997). Los valores de  $L_{\text{IR}}/M_{\text{H}_2}$  de algunas ULIRGs, cercanos a este límite, son difíciles de explicar únicamente mediante formación estelar, pero resultan aceptables si se supone que un AGN es responsable, en parte, de la luminosidad en el infrarrojo. En cualquier caso, la eficiencia de formación estelar medida a partir de  $L_{\text{IR}}/M_{\text{H}_2}$  hay que tomarla como un límite superior de la verdadera eficiencia debida al brote, estando la diferencia relacionada con la importancia

del AGN. Como se verá en la parte dedicada a la evolución de estos sistemas, la forma en que este gas llega al núcleo(s), juega un papel muy importante en el desarrollo de una posible fase ultraluminosa.

### Otras evidencias teóricas y observacionales

Puesto que estos sistemas son *mergers*, una forma de probar la validez del modelo evolutivo, sería estudiar como varían los diferentes indicadores de *starburst* o AGN frente a un indicador del estado del proceso de fusión, generalmente, la separación entre los núcleos. El cociente  $L_{\text{PAH}}/L_{\text{IR}}$  no muestra signos de correlación con dicho estado (Rigopoulou et al. 1999; Lutz et al. 1998), como tampoco lo hacen las cantidades relativas de polvo frío, fresco y caliente presentes en estas galaxias (Klaas et al. 2001), en contradicción con lo que se esperaría en base al modelo evolutivo.

Desde el punto de vista teórico, Taniguchi, Ikeuchi, & Shioya (1999) muestran cómo las ULIRGs observadas en el universo local son capaces de producir agujeros negros supermasivos centrales durante el proceso de fusión, tanto por acrecimiento de gas en un agujero negro inicial más pequeño como por relajación dinámica de los remanentes compactos que se generan en los brotes de formación estelar presentes en estos sistemas, apoyando el modelo evolutivo propuesto por Sanders et al. (1988b).

### Escenarios alternativos al modelo evolutivo original

El elevado porcentaje de ULIRGs potenciadas por brotes de formación estelar ha llevado a proponer escenarios alternativos al propuesto por Sanders et al. (1988b). Así, para Farrah et al. (2001), el esquema propuesto por Sanders et al. es únicamente un subconjunto de todas las posibilidades evolutivas que se pueden presentar en el fenómeno ULIRG. Según ellos, el tiempo de evolución en la fuente que produce la luminosidad en el infrarrojo y la morfología del sistema en proceso de fusión están determinados por las características de las galaxias progenitoras y el entorno local. Otro ejemplo podría ser el esquema propuesto por Colina et al. (2001), en el que se distinguen varias posibilidades evolutivas, dependiendo de la masa de las galaxias en proceso de fusión. Las galaxias frías serían el producto final de la fusión de dos o más galaxias disco de baja masa ( $0.3 L^* - 0.5 L^*$ ). Las ULIRGs calientes y QSOs de baja luminosidad serían debidas a la fusión de dos galaxias espirales de masa intermedia ( $0.5 L^* < L < L^*$ ) o de una espiral  $L^*$  con una compañera menos masiva. Por último, los QSOs de alta luminosidad serían el fruto de la fusión de dos galaxias con disco de  $L > L^*$ . En este escenario las galaxias calientes sí se corresponderían con un QSO envuelto en polvo, pero no las ULIRGs frías.

En resumen, tanto los AGNs como los brotes de formación estelar están presentes en este tipo de galaxias. Si bien dominan éstos, la importancia de aquéllos aumenta en las ULIRGs calientes y/o con mayor luminosidad. Sin embargo no hay acuerdo sobre la importancia exacta de cada uno de estos fenómenos (Joseph 1999; Sanders 1999). Los distintos indicadores predicen proporciones similares de galaxias con las diferentes fuentes de energía aunque suelen aparecer problemas a la hora de caracterizar cada objeto individualmente. Parece necesario un estudio global en el que se utilicen los diferentes rangos del espectro.

### 1.3. Desarrollo dinámico. Papel en la evolución galáctica

Imágenes en el óptico e infrarrojo cercano muestran cómo la mayoría de las ULIRGs presentan una morfología peculiar, con estructuras como varios núcleos, colas de marea, puentes, bucles, condensaciones de formación estelar, etc. propias de sistemas de dos o más galaxias en proceso de fusión (Bushouse et al. 2002; Cui et al. 2001; Farrah et al. 2001; Scoville et al. 2000; Surace, Sanders, & Evans 2000; Borne et al. 2000; Surace & Sanders 1999; Surace, Sanders, & Vacca 1998; Duc, Mirabel, & Maza 1997; Murphy et al. 1996; Clements et al. 1996; Kim 1995; Leech et al. 1994; Zhenlong et al. 1991; Melnick & Mirabel 1990; Carico et al. 1990; Lawrence et al. 1989). En las figuras 1.6 y 1.7 se presenta una muestra de ULIRGs frías y calientes respectivamente, donde se observa la complicada morfología de estos sistemas. Sin embargo, existen sistemas en proceso de fusión que no presentan una luminosidad extrema en el infrarrojo (Keel 1985; Bushouse 1986; Kennicutt et al. 1987).

¿Que lleva entonces a un *merger* a comportarse como una ULIRG? ¿Todos los *mergers* exhiben en algún momento una fase ultraluminosa, o, se requieren unas condiciones especiales para desencadenar la emisión en el infrarrojo lejano? Las galaxias con disco de tamaño similar en proceso de fusión (*major mergers*), pueden desarrollar una fase ultraluminosa, siendo la estructura interna de dichas galaxias un factor determinante (Mihos & Hernquist 1994; Bekki & Shioya 2001). En la figura 1.8 se muestra la evolución del ritmo de formación estelar (RFE) para sistemas en proceso de fusión de galaxias con y sin bulbo. Las galaxias sin bulbo desarrollan una barra tras el primer encuentro que transporta gas hasta el centro provocando brotes de formación estelar. El gas se gasta y al final del proceso de fusión sólo se producen unos brotes de formación estelar débiles. Por el contrario, si la galaxia contiene un bulbo, éste impide el flujo de gas hacia el interior hasta que se produce la fusión propiamente dicha. En ese momento, el gas cae hacia el centro por disipación y se forma un brote de formación estelar de muy corta duración ( $\sim 50$  Ma), dos órdenes de magnitud mayor que el de los discos aislados. Un factor de importancia secundaria es la geometría orbital. Los brotes de formación estelar más intensos ocurren en encuentros coplanares, mientras que los más débiles se producen cuando ambos discos están inclinados con respecto al plano orbital (Mihos & Hernquist 1996). En cualquier caso, el brote de formación estelar es único a lo largo de la evolución del sistema. Para los *mergers* múltiples, las simulaciones numéricas indican que se pueden dar varios brotes de este tipo a lo largo del proceso (Bekki 2001).

Existen evidencias teóricas (Toomre & Toomre 1972; Barnes 1988; Hernquist 1992; Hernquist 1993) y observacionales (Wright et al. 1990; Stanford & Bushouse 1991) de que un *merger* de galaxias espirales evoluciona a un objeto con perfil de brillo  $r^{1/4}$ . Kormendy & Sanders (1992) sugirieron que las ULIRGs podían ser galaxias elípticas gigantes en formación por colapso disipativo inducido por el proceso de fusión, ya que la densidad de gas en el centro de estas galaxias ( $\gtrsim 10^2 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$ ) es tan alta como la densidad estelar de los núcleos de las elípticas gigantes. Este gas, con los enormes ritmos de formación estelar presentes en estas galaxias, perfectamente puede convertirse en estrellas en el tiempo de colapso. El análisis del brillo superficial de las ULIRGs apoya esta idea. Una fracción importante de estas galaxias presenta un perfil de brillo que ajusta bien a una función  $r^{1/4}$  (Veilleux, Kim, & Sanders 2002; Scoville et al. 2000; Kim 1995). Genzel et al. (2001) y Tacconi et al.

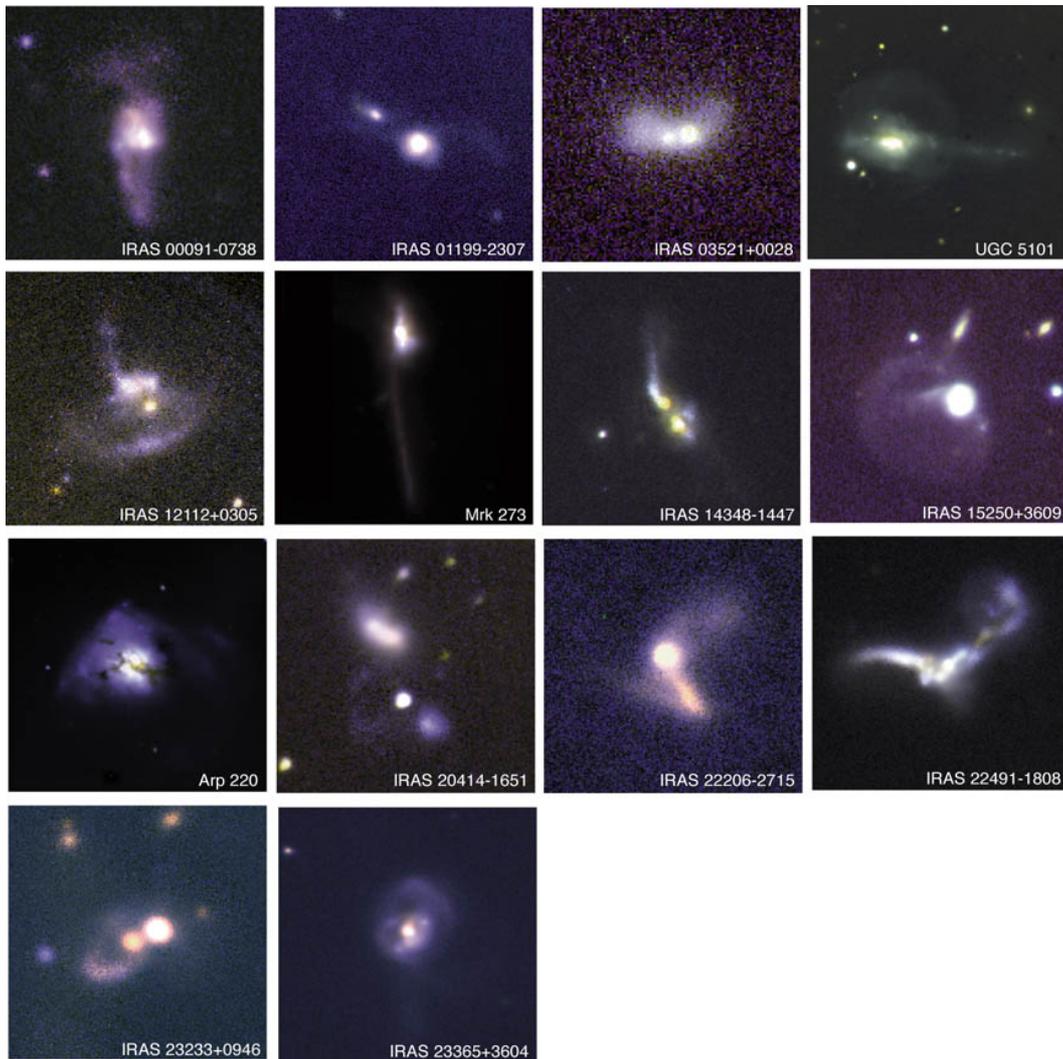


Figura 1.6: Imagen en color casi real de una selección de ULIRGs frías (Surace, Sanders, & Evans 2000).

(2002) confirman que las ULIRGs son galaxias elípticas en proceso de formación, aunque difieren con respecto a Kormendy & Sanders en el tamaño de las elípticas que nacerán tras la fusión. Las ULIRGs presentan una distribución de dispersión de velocidades, una posición en el plano fundamental y una distribución de  $v_{\text{rot}} \sin i/\sigma$  muy parecida a las galaxias elípticas/lenticulares de masa intermedia ( $\sim L_*$ ) con rotación moderadamente rápida. Así, las elípticas tipo *disky* sí podrían formarse mediante fusiones de galaxias espirales ricas en gas, pero habría que buscar otro proceso de formación diferente para las elípticas gigantes, que presentan mayores dispersiones de velocidades y radios efectivos que las ULIRGs. Este resultado es independiente de si la fuente principal de energía de la ULIRG es la formación estelar (Genzel et al. 2001) o un AGN (Tacconi et al. 2002).

Otro aspecto que merece atención es la cantidad de formación estelar presente en estas galaxias fuera de los núcleos, especialmente en las colas, formando *knots* y/o condensaciones.

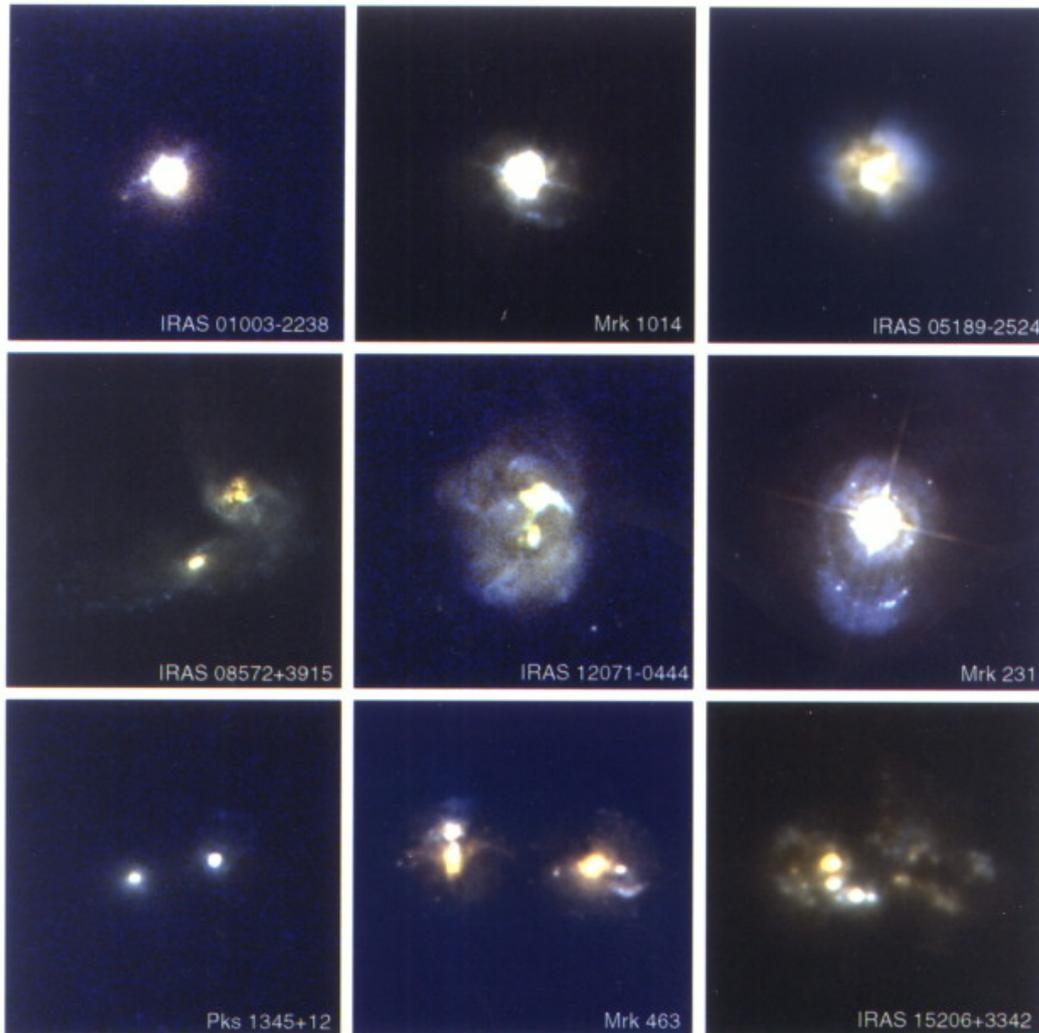


Figura 1.7: Imagen en color casi real de una selección de ULIRGs calientes (Surace, Sanders, & Vacca 1998).

Zwicky (1956) propuso que las fuerzas de marea en galaxias interactuantes como las que nos ocupan podían crear objetos autogravitantes formados por los desechos de la interacción que, tal vez, pudieran convertirse en pequeñas galaxias. Son las llamadas Galaxias Enanas de Marea (TDGs). Simulaciones numéricas de encuentros entre galaxias con disco muestran que es posible la formación de tales sistemas (Barnes & Hernquist 1992; Elmegreen, Kaufman, & Thomasson 1993) y, desde el punto de vista observacional, se han encontrado ya galaxias de este tipo en algunas ULIRGs (Mirabel, Lutz, & Maza 1991; Mihos & Bothun 1998), en galaxias en interacción o fusión algo menos luminosas (Mirabel, Dottori, & Lutz 1992; Duc & Mirabel 1994; Duc & Mirabel 1998; Duc et al. 2000; Hibbard et al. 2001; Weilbacher et al. 2002; Weilbacher, Duc, & Fritze-v. Alvensleben 2003) o en grupos compactos de galaxias (Mendes de Oliveira et al. 2001; Temporin et al. 2003).

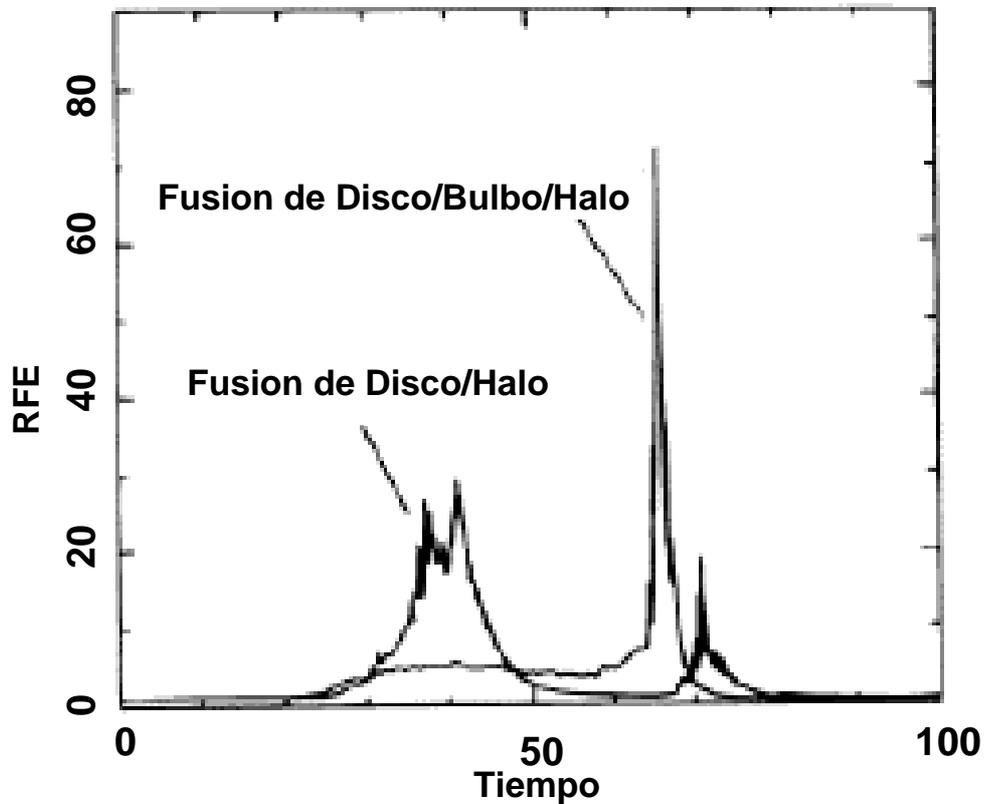


Figura 1.8: Evolución del RFE en sistemas en proceso de fusión (Mihos & Hernquist 1996). El tiempo está en unidades de  $1.3 \times 10^7$  años y el RFE en  $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ .

Así pues, la comprensión de los procesos dinámicos presentes en las ULIRGs resulta claves en el marco de la formación y evolución de galaxias ya que están relacionados tanto con el nacimiento de las elípticas como con el de las TDG.

#### 1.4. Contrapartidas a alto *redshift* de las ULIRGs

Recientemente se ha detectado con COBE un fondo extragaláctico en el FIR/submm, con una densidad de energía al menos tan grande como la luz combinada de todas las galaxias que emiten en las bandas óptica y ultravioleta en el sistema de referencia en reposo (Puget et al. 1996; Fixsen et al. 1998). Este fondo, debido a la absorción y posterior reemisión y dispersión por el polvo a mayores longitudes de onda de la luz emitida por las estrellas, resulta de vital importancia para el estudio de la formación y evolución de las galaxias, así como para la determinación de la historia de la formación estelar global del Universo. Si bien los efectos de la absorción todavía son controvertidos, los debidos a la reemisión a mayores longitudes de onda se están estudiando en la actualidad gracias a la puesta en marcha de la cámara SCUBA (Holland et al. 1999).

Existen varios grupos rastreando diferentes zonas de cielo con la intención de buscar

fuentes que puedan dar cuenta de este fondo en el submilimétrico. Smail, Ivison, & Blain (1997) fueron pioneros en la detección de este tipo de fuentes con observaciones gravitacionalmente amplificadas por dos cúmulos. Para evitar las incertidumbres introducidas por el efecto lente, Barger et al. (1998) rastrearon dos regiones del Agujero de Lockman y del *Hawaii Survey Field*. Hughes et al. (1998) realizaron un mapeo profundo en el *Hubble Deep Field*, para aumentar la probabilidad de encontrar la contrapartida óptica a las posibles fuentes detectadas. Por último, citaré el *Canada-France Redshift Survey* (Eales et al. 1999; Eales et al. 2000; Lilly et al. 1999) y el *SCUBA 8-mJy Survey* (Scott et al. 2002; Fox et al. 2002), algo más recientes que los anteriores.

Todos ellos han detectado ya varias fuentes, que, por sus propiedades (RFE alto, signos de fusiones en sus contrapartidas ópticas, SEDs similares en el infrarrojo lejano, submilimétrico y radio, y gran cantidad de gas en ambos tipos de objetos), podrían ser las contrapartidas análogas a las ULIRGs con alto desplazamiento al rojo. La nueva generación de telescopios de 8–10 m permite observar las fuentes SCUBA en el óptico e infrarrojo. Para interpretar correctamente estas observaciones, es necesario caracterizar las ULIRGs también en el ultravioleta (se corresponde con la banda *R* para  $z = 0.88$  y con la banda *H* para  $z = 3.9$ ). Si bien en un principio este rango de longitud de onda había sido prácticamente ignorado debido a la gran extinción presente en estos objetos, ya ha aparecido algún estudio en el ultravioleta (Surace & Sanders 2000) en el que destaca la detección de bastantes regiones con formación estelar reciente fuera de los núcleos de las galaxias, especialmente en las colas, sobre todo en aquellos sistemas con dos núcleos. De todos modos, Trentham, Kormendy, & Sanders (1999), tras haber estudiado cómo se observarían tres ULIRGs concretas a mayor desplazamiento al rojo, llegan a la conclusión de que, por sus colores en el óptico, es fácil confundir a muchas ULIRGs con galaxias normales, convirtiendo en muy necesarias las observaciones en el submilimétrico.

# 2

---

## Objetivos y selección de los sistemas objeto de estudio

Este capítulo contiene los objetivos que se pretenden alcanzar en el presente trabajo. Explica qué va a aportar esta tesis a cada uno de los diferentes interrogantes que plantea el estudio de las ULIRGs. También incluye la muestra seleccionada para alcanzar dichos objetivos, así como los criterios de selección utilizados.

### 2.1. Objetivos

Como se ha visto en el capítulo 1, las ULIRGs muestran estructuras de ionización, condiciones físicas y cinemáticas complejas e irregulares espacialmente. Desde el punto de vista observacional, los estudios sobre estos sistemas realizados hasta el momento son de carácter estadístico y puede dividirse en dos grandes grupos:

- Imagen en unas pocas bandas que permiten estudiar la morfología y propiedades básicas de la componente estelar en dos dimensiones (Farrah et al. 2001; Scoville et al. 2000; Surace, Sanders, & Evans 2000; Borne et al. 2000; Clements et al. 1996).
- Análisis espectral de la región nuclear, que permite analizar las condiciones físicas de dicha región y, parcialmente, la cinemática del sistema (Veilleux, Kim, & Sanders 1999b; Genzel et al. 1998; Rigopoulou et al. 1999).

Sin embargo, dada la naturaleza de estos sistemas, parecen necesarios estudios detallados de la estructura cinemática y de las fuentes de ionización de estos sistemas en dos dimensiones. A pesar de su importancia, estos estudios han sido bastantes escasos hasta el momento (Mihos & Bothun 1998; Arribas & Colina 2002; Wilman, Crawford, & Abraham 1999; Murphy et al. 2001a; Krabbe et al. 1997) debido fundamentalmente a limitaciones observacionales.

La recientemente desarrollada Espectroscopía de Campo Integral (ECI) parece especialmente adecuada para estos estudios ya que permite la creación de mapas en dos dimensio-

nes en los que analizar la estructura morfológica y las condiciones físicas y de ionización. Además, gracias a esta técnica es posible obtener campos de velocidad y de dispersión de velocidades en los que analizar la cinemática del gas ionizado, y por lo tanto, caracterizar mejor el proceso de fusión.

A diferencia de los estudios estadísticos previos, que aportan una visión global de las propiedades de estos sistemas como grupo en determinados rangos espectrales utilizando unos pocos parámetros observacionales, en la presente tesis se pretende aprovechar la información existente en los diferentes rangos de longitud de onda junto con datos de ECI en el óptico para realizar un estudio en detalle de una serie de ULIRGs individuales. En particular, este estudio estará centrado en los siguientes aspectos:

- Análisis morfológico de la componente estelar y del gas ionizado, utilizando flujos en diferentes líneas de emisión y continuos obtenidos con INTEGRAL junto con las imágenes obtenidas con el HST.
- Obtención de la estructura de ionización utilizando cocientes entre las diferentes líneas de emisión del gas.
- Estudio y caracterización de las fuentes de ionización nucleares de las ULIRGs. Análisis de la componente estelar y/o AGN y del polvo comparando los observables obtenidos con modelos. Contribución de estas fuentes de ionización a la luminosidad infrarroja.
- Estudio y caracterización de las fuentes de ionización asociadas a regiones de formación estelar extranucleares. Conexión con el estado evolutivo del sistema.
- Estudio cinemático mediante el análisis de los mapas de velocidad y de dispersión de velocidades obtenidos para las líneas de gas ionizado.
- Análisis conjunto de los resultados individuales correspondientes a cada galaxia para realizar una caracterización del estado del proceso de fusión en el que se encuentra.

Una vez analizadas las galaxias individuales, se pretende realizar un estudio más profundo de algunos aspectos importantes relacionados con la caracterización de este tipo de objetos en general:

- Importancia de la extinción en las ULIRGs. Comparación de diferentes metodologías para determinar su magnitud. Análisis de la distribución espacial de la extinción en las ULIRGs y del papel que juega dicha distribución en la caracterización de estos sistemas.
- El espectro de tipo LINER en las ULIRGs. Análisis de los posibles mecanismos capaces de producir un espectro de este tipo en las regiones extranucleares.

Finalmente se pretende analizar qué aportan los resultados obtenidos en las galaxias individuales a las tres cuestiones fundamentales que aparecen en el capítulo 1 en relación al estudio de las ULIRGs:

- En primer lugar, se va a analizar cuál de las dos posibles fuentes responsables de la energía en el infrarrojo lejano resulta más compatible con los resultados obtenidos tanto fotométricos como referentes a la dinámica del sistema.
- En lo que se refiere al papel que juegan estos objetos en la formación y evolución de galaxias, analizaremos la posible supervivencia de las regiones de formación estelar extranucleares como posibles TDGs.
- Por último, dada la aparente conexión entre este tipo de galaxias y las fuentes detectadas a mayor desplazamiento al rojo responsables del fondo submilimétrico, utilizando nuestros datos de ECI, realizaremos unas simulaciones preliminares del tipo de datos que se esperaría obtener al observar las llamadas fuentes SCUBA con los espectrógrafos bien de rendija larga, bien con capacidad 2D disponibles en la actualidad o en un futuro próximo en los telescopios de 8 – 10 m.

Para alcanzar algunos de estos objetivos científicos es necesario realizar fotometría absoluta con los datos de ECI, aspecto que no ha sido estudiado en detalle hasta la fecha, por lo que también nos planteamos el siguiente objetivo de carácter técnico:

- Desarrollo de un método para llevar a cabo la calibración absoluta en flujo de los datos de INTEGRAL. Se analizarán las principales limitaciones y se realizarán pruebas para estimar la incertidumbre de esta calibración en las condiciones típicas de observación.

## 2.2. Sistemas objeto de estudio y metodología

La selección de galaxias a analizar en esta tesis está formada por tres ULIRGs extraídas de la muestra original del *IRAS Bright Galaxy Sample*. Se trata de objetos cercanos, con distancias entre 235 y 355 Mpc<sup>1</sup>, y de las que por lo tanto, es posible obtener buenas resoluciones espaciales (entre 1.12 y 1.72 kpc arcsec<sup>-1</sup>). Los tres sistemas ya se han observado con el HST, tanto en el óptico (WFPC2, filtro F814W), como en el infrarrojo cercano (NICMOS, filtros F110W, F160W, F222M). Así pues, se dispone de imágenes de alta resolución en varias bandas fotométricas que ayudarán a estudiar las propiedades de las diferentes componentes presentes en estos objetos. Desde el punto de vista observacional, el aspecto fundamental de este trabajo es la ECI con INTEGRAL+WYFFOS. Para cada uno de estos sistemas se han obtenido espectros de  $\sim 200$  regiones, que cubren un campo de  $16'' \times 12''$  con un muestreo espacial de  $\sim 1''$  abarcando la mayor parte de su estructura. El rango espectral cubierto es de  $\sim 5000 - 8000 \text{ \AA}$ , con una resolución de  $\sim 6 \text{ \AA}$ . Es decir se podrán analizar, además del continuo estelar, las líneas de emisión de  $H\beta$ ,  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$ ,  $[\text{OI}]\lambda 6300$ ,  $H\alpha$ ,  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$  y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731$ . Aunque estas observaciones representan el núcleo experimental de este trabajo, también se utilizará información existente en la literatura para otras longitudes de onda. En la figura 2.1 se muestra una sección de  $25 \times 25 \text{ arcsec}^2$  de la imagen de WFPC2/HST en el filtro F814W de las galaxias seleccionadas.

En la tabla 2.1 aparecen las características principales de las tres galaxias a analizar. Todas ellas se han clasificado como frías atendiendo a sus colores en el infrarrojo lejano. Los

<sup>1</sup>Distancias calculadas para  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

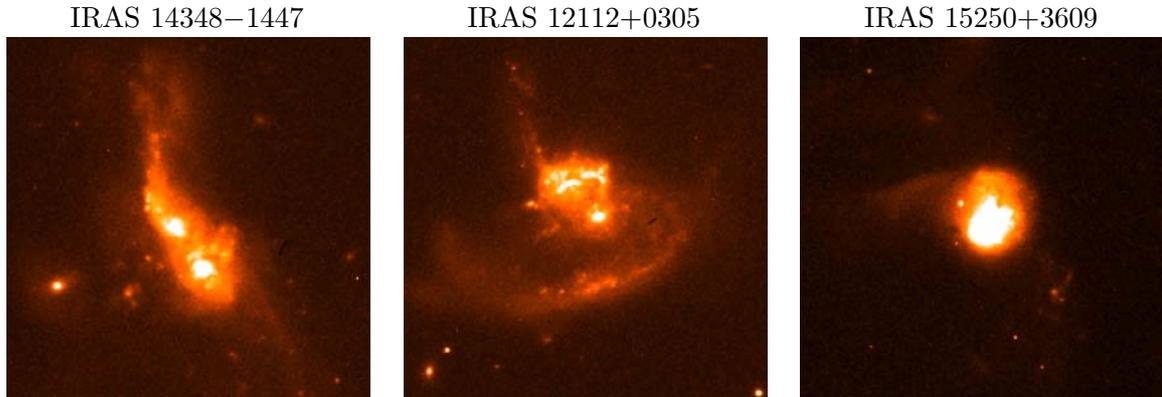


Figura 2.1: Sección de  $25 \times 25$  arcsec<sup>2</sup> de las imágenes de los sistemas objeto de estudio con el filtro F814W de WFPC2/HST. A la izquierda aparece IRAS 14348–1447, al centro, IRAS 12112+0305 e IRAS 15250+3609 a la derecha. El norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda. Estos sistemas definen una secuencia evolutiva de izquierda a derecha.

Tabla 2.1: Galaxias seleccionadas para esta tesis. Se dan sus posiciones, desplazamiento al rojo y luminosidad en el infrarrojo calculada siguiendo la fórmula que aparece en Sanders & Mirabel (1996), suponiendo un  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . Las cuatro últimas columnas muestran las densidades de flujo medidas en las diferentes bandas de IRAS.

Galaxia	A.R. (J2000) hh:mm:ss	Dec. (J2000) gr:mm:ss	$z$	$\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot})$	$f_{12}^{(1)}$ (Jy)	$f_{25}^{(1)}$ (Jy)	$f_{60}^{(1)}$ (Jy)	$f_{100}^{(1)}$ (Jy)
IRAS 12112+0305	12:13:47.3	+02:48:34	0.073 <sup>(2)</sup>	12.30	0.11	0.51	8.50	9.98
IRAS 14348–1447	14:37:37.3	–15:00:20	0.083 <sup>(2)</sup>	12.31	0.14	0.49	6.87	7.07
IRAS 15250+3609	15:26:59.4	+35:58:38	0.054 <sup>(3)</sup>	12.03	0.20	1.32	7.29	5.91

<sup>(1)</sup>Moshir et al. 1993

<sup>(2)</sup>Kim & Sanders 1998

<sup>(3)</sup>Kim et al. 1995

sistemas se han escogido de forma que definen una secuencia evolutiva estando cada uno de ellos en una fase diferente del proceso de fusión. Así, IRAS 14348–1447, con dos galaxias bien diferenciadas, es un ejemplo representativo de un sistema en las primeras fases del proceso de fusión. En IRAS 12112+0305, las galaxias individuales no se identifican de una forma tan sencilla, la estructura de cada una de ellas está más distorsionada y las colas de marea son de mayor tamaño, por lo que dicho proceso está más avanzado y probablemente las galaxias ya han sufrido su primer encuentro. Por último, IRAS 15250+3609, con un único núcleo y unas colas de marea de bajo brillo superficial, constituiría un ejemplo en el que el proceso de fusión parece que ha concluido o está apunto de concluir.

### 2.3. Estructura del presente trabajo

La estructura de la tesis es la siguiente. En el capítulo 1 se ha presentado una introducción sobre las Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas. El presente capítulo contiene de forma explícita los objetivos que se pretenden alcanzar, se presentan las galaxias escogidas para

---

llevarlos a cabo y los criterios de selección utilizados. También se describe brevemente la metodología observacional que se va a emplear. El capítulo 3 contiene una descripción de la instrumentación utilizada en la obtención de los datos. En el capítulo 4 se describe el proceso de reducción de los mismos. A continuación, aparece un capítulo en el que se recogen de forma ordenada todas las técnicas empleadas en el proceso de análisis de los datos.

Seguidamente, se encuentran tres capítulos con una estructura similar, en los que se presentan los resultados individuales para cada galaxia. Estos capítulos aparecen ordenados según la ascensión recta del sistema y están estructurados de la misma manera. Incluyen una descripción morfológica del sistema, tanto del gas ionizado como de la componente estelar, una estimación de la masa de las galaxias constituyentes y del sistema global, un análisis de las fuentes de ionización y un estudio cinemático. La mayor parte de los contenidos de estos capítulos aparece en Monreal-Ibero et al..

En el siguiente capítulo, teniendo en cuenta los resultados obtenidos en los tres capítulos anteriores, se discute algunos aspectos relacionados con las ULIRGs de carácter más general. En particular, se realiza un estudio de los problemas asociados a la extinción en este tipo de sistemas centrándonos especialmente en la metodología empleada para determinar su magnitud y en su distribución espacial en el sistema. También se incluye un análisis de la estructura de ionización en este tipo de galaxias, haciendo hincapié en las regiones extranucleares. Por último, aparecen tres apartados en los que se discute la aportación de la presente tesis a cada una de las cuestiones fundamentales que aparecen en el capítulo 1 referentes al estudio de las ULIRGS.

Finalmente, en el capítulo 10 se resumen las conclusiones más importantes alcanzadas con este trabajo. También se incluyen las posibles líneas de trabajo a seguir.

# 3

---

## Instrumentación utilizada

Este capítulo explica en detalle la Espectroscopía de Campo Integral, pues esta técnica observacional juega un papel central en el presente trabajo. Se hace especial hincapié en la instrumentación utilizada para obtener los datos: INTEGRAL+WYFFOS. También se describe brevemente a WFPC2 y NICMOS, los instrumentos del HST con los que se tomaron las imágenes de apoyo de alta resolución espacial.

### 3.1. Espectroscopía Bidimensional y de Campo Integral

#### 3.1.1. Generalidades

La Espectroscopía Bidimensional surge, en astrofísica, debido a la necesidad de conocer las propiedades espectrales de objetos extensos y resuelve el problema de guardar tres variables ( $\alpha$ ,  $\delta$  y  $\lambda$ ) en un detector de dos dimensiones (x e y). Se han desarrollado varias técnicas de espectroscopía 2D cada una con sus ventajas e inconvenientes. A continuación describiremos brevemente en qué consiste cada una de ellas.

**Sistemas secuenciales:** Utilizan el tiempo como tercera dimensión.

**Escaneado con rendija larga:** Basado en observaciones con rendija larga. Consiste en ir tomando sucesivas exposiciones para diferentes posiciones de la rendija. Permite abarcar un amplio rango espectral con buena resolución.

Esta técnica se ha utilizado en diversos campos de la astrofísica. Citaremos, a modo de ejemplo, un estudio de la región con líneas de emisión extensa en la galaxia Seyfert NGC 3516 (Aoki et al. 1994) y la búsqueda de supergigantes rojas en NGC 604 por Terlevich et al. (1996).

**Interferómetros Fabry-Pérot:** Con esta técnica, escaneamos secuencialmente la dimensión espectral. Cubre un campo relativamente amplio y la resolución espacial está generalmente limitada por el *seeing*. El rango espectral observado es relativamente pequeño, para evitar la superposición de órdenes, aunque la resolución alcanzada es generalmente muy buena.

Ejemplos recientes de estudios utilizando un escaneado con interferómetros Fabry-Perot, son el *survey* GHASP de una muestra amplia de galaxias espirales e irregulares de Garrido et al. (2002) y Garrido et al. (2003), o el estudio de la galaxia espiral barrada activa NGC 6951 con TAURUS II realizado por Rozas et al. (2002). Ya dentro del campo de las ULIRGs, citaremos el trabajo de Mihos & Bothun (1998) sobre IRAS 14348–1447.

Estas técnicas presentan la desventaja común de que, al recoger la información secuencialmente, los datos están afectados por cambios en las condiciones de observación (masa de aire, *seeing*, etc.) durante la noche, haciendo más difícil su homogeneización y calibración. Además, suelen requerir una gran cantidad de tiempo de observación.

**Sistemas de Espectroscopía de Campo Integral (ECI):** En una única exposición se recoge tanto la información espacial como espectral. Debido precisamente a esta simultaneidad, los datos son muy homogéneos, ya que se toman a una misma masa de aire y están afectados de las mismas condiciones instrumentales y atmosféricas. Suelen requerir menos tiempo de exposición.

Además, con respecto al escaneado con rendija larga, la ECI presenta la ventaja de que no hay que preocuparse de centrar perfectamente el objeto en la rendija, ni hay que adaptar la anchura de la rendija (resolución espectral) a las condiciones del *seeing*. Además, los datos no están afectados por el *efecto rendija*, un error sistemático producido en la calibración en longitud de onda debido a una iluminación asimétrica de la rendija por diferencias entre la posición del objeto y el centro de la rendija (Bacon et al. 1995). Otra ventaja más es que los efectos debidos a la refracción atmosférica diferencial se pueden corregir a posteriori (Arribas et al. 1999).

En comparación al escaneado con Fabry-Perot, además de las ventajas generales mencionadas arriba, la ECI permite cubrir un rango espectral mucho más amplio.

La principal desventaja de los sistemas de ECI es que poseen un campo de visión relativamente pequeño.

Veamos a continuación los diseños básicos con los que se realiza ECI en la actualidad:

**Image slicer:** En esta aproximación, la imagen que forma el telescopio llega a un espejo compuesto de varias secciones longitudinales, cada una a un ángulo diferente, de tal modo que el haz de luz queda dividido en tiras, cada una de las cuales emerge del espejo en una dirección distinta. Éstas se reflejan en otro espejo que reordena el haz de forma que a la entrada del espectrógrafo, las tiras que forman el haz quedan alineadas, y, por tanto, pueden atravesar simultáneamente la rendija. Esta técnica es muy adecuada para longitudes de onda mayores de  $1.8 \mu\text{m}$ , en las que hay que enfriar los instrumentos para reducir el ruido térmico. Presenta el problema de que en muchos casos es difícil hacer un diseño compatible con los espectrógrafos existentes.

El grupo MPE fue pionero en utilizar esta técnica creando el espectrógrafo 3D (Weitzel et al. 1996). En la actualidad se están desarrollando varios instrumentos de este tipo para los telescopios de la clase de 8-10 m, como puede ser GNIRS

para el *GEMINI-south* (Dubbeldam et al. 2000), en fase de *commissioning* y previsiblemente disponible de forma parcial para el segundo semestre del 2004, o SPIFFI para el VLT (Eisenhauer et al. 2000; Tecza et al. 2000), previsto para junio del 2004.

**Array de microlentes:** En este modo de trabajo, propuesto por primera vez por Courtès (1982), se utiliza una matriz de lentes que divide la imagen que se forma en el plano focal del telescopio en pequeñas subimágenes, que son dispersadas por el espectrógrafo en un número discreto de espectros. La dirección de dispersión elude los ejes de simetría principales de la matriz, para impedir el solapamiento de los espectros. Aún así, hay que añadir un filtro pasabandas que aisle la porción requerida del espectro.

Este tipo de sistemas es adecuado cuando no se necesita un espectro muy amplio, lo que generalmente obliga a trabajar con baja resolución espectral o en un rango espectral pequeño. Presenta una mayor eficiencia en la cobertura espacial geométrica que los sistemas basados en fibras, pudiendo alcanzar el 100% para el caso de lentes hexagonales o cuadradas.

El instrumento TIGRE, en el CFHT, fue el primer prototipo de espectrógrafo integral basado en el uso de microlentes (Bacon et al. 1995) y ha sido utilizado para estudiar un rango muy amplio de objetos astronómicos, desde el planeta Marte (Martin et al. 1994), hasta galaxias lente (Fitte & Adam 1994). Un instrumento más reciente, también basado en esta aproximación, es SAURON (Bacon et al. 2001), que opera en el WHT y está dedicado al estudio de la estructura de galaxias elípticas y lenticulares así como de los bulbos de espirales.

**Fibras ópticas:** El elemento característico de esta técnica es un haz de fibras. Uno de los extremos del haz se sitúa en el plano focal del telescopio de tal forma que cada fibra recoja la luz de una región diferente del objeto extenso. El otro extremo del haz se sitúa a la entrada del espectrógrafo formando una pseudo-rendija, es decir, con las fibras en una hilera.

Precisamente, de esta flexibilidad para extraer la información relevante del plano focal y reordenarla en el detector, se derivan las principales ventajas de los sistemas basados en fibras ópticas. Podemos definir configuraciones de las fibras ópticas en el plano focal específicas para un programa concreto y ordenar las fibras a la entrada del espectrógrafo de tal forma que se minimice el *cross-talk*. Además, con los diseños de haces múltiples se puede cambiar fácilmente entre diferentes configuraciones (Arribas & Mediavilla 2000). En general, los sistemas basados en fibras ópticas permiten registrar un espectro más amplio (mayor rango y/o mayor resolución) que los sistemas de lentes.

Estos sistemas también presentan algunas desventajas, como pueden ser la pérdida de luz que se produce en la zona interfibras, la Degradación de la Razón Focal (DRF, ensanchamiento que se produce en el haz de luz tras su paso por la fibra) y una cobertura espacial relativamente pequeña en comparación a otras técnicas. El primer sistema de fibras para campo integral fue SILFID/ARGUS (Vanderriest & Lemonnier 1988), construido entre 1982 y 1984. En La Palma han operado los sistemas HEXAFLEX (Arribas, Mediavilla, & Rasilla 1991), 2D-FIS

y HEXAFLEX-II (García et al. 1994), todos ellos antecesores de INTEGRAL (Arribas et al. 1998a).

Este tipo de instrumentos se ha utilizado para estudiar una gran variedad de objetos astronómicos como pueden ser cometas (Malivoir et al. 1990) o estrellas binarias (Arribas, Mediavilla, & Fuensalida 1998), pero es en la astrofísica extragaláctica donde mayor repercusión ha tenido, utilizándose para estudio de poblaciones estelares (e.g. Peletier et al. 1999; del Burgo et al. 2001), cinemática de galaxias (e.g. Mediavilla, Arribas, & Rasilla 1992; Arribas & Mediavilla 1993), estudio de galaxias activas (e.g. Mediavilla & Arribas 1993; García-Lorenzo, Arribas, & Mediavilla 2001), reconstrucción de galaxias que han sufrido un proceso de *lensing* (Mediavilla et al. 1998), etc.

**Fibras ópticas + Array de microlentes:** Otra posibilidad es combinar las ventajas de los dos sistemas anteriores colocando microlentes en los extremos de las fibras ópticas. En principio, ésta parece ser la situación ideal ya que con esta configuración se consigue la mayor eficiencia en la cobertura espacial, propia de los sistemas basados en lentes, con las microlentes a la entrada del haz, la flexibilidad en la reordenación del espectro a la entrada del espectrógrafo, gracias a las fibras, y una reducción de la DRF gracias a las microlentes a la salida del haz. En la práctica, el uso de microlentes generalmente obliga a utilizar pre-óptica (*fore-optics*) y sistemas de derrotación óptica, en el caso de focos Nasmyth, que pueden causar pérdidas en la eficiencia del sistema.

Un ejemplo de este tipo de instrumentos es TEIFU (Haynes et al. 1998; Murray et al. 2000) en el WHT o, ya en los telescopios de la serie de 8-10 m, VIMOS (Prieto et al. 2000; Le Fevre et al. 1998) o SINFONI (Thatte et al. 1998) en el VLT.

**Superconducting Tunnel Junctions (STJ):** Una STJ es un dispositivo compuesto de dos capas finas de material superconductor separados por una capa delgada aislante. En determinadas condiciones, es capaz de generar una carga electrónica proporcional a la energía de un fotón incidente. Una matriz de dispositivos de este tipo sería el equivalente a una CCD capaz de distinguir la energía de los fotones incidentes. Con una resolución  $\sim 50\text{-}500$  Å en el visible, este tipo de cámaras parecen más apropiadas como instrumentos de espectroscopía 2D de baja resolución, similares a la fotometría de banda estrecha, pero con la ventaja de la simultaneidad de datos propia de sistemas de ECI.

En la actualidad, se están desarrollando dispositivos de este tipo, como S-CAM, un prototipo que opera en el WHT en modo experimental (Rando et al. 2000), que debido a sus limitaciones prácticas, está lejos aún de ser de interés general.

Debido a su capacidad para guardar información tanto espacial como espectral, la ECI es muy adecuada para el estudio de unos objetos con una estructura, desde el punto de vista morfológico, cinemático y de las condiciones físicas y de ionización, tan compleja como la de la Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas. Por este motivo fue un instrumento que realiza ECI, INTEGRAL (descrito brevemente en la siguiente sección), el instrumento con el que se obtuvieron los datos centrales de esta tesis.

### 3.1.2. INTEGRAL

INTEGRAL (Arribas et al. 1998a) es un sistema de fibras ópticas montado en la plataforma Nasmyth GHRIL del WHT que aprovecha el poder del espectrógrafo WYFFOS (Bingham et al. 1994) para realizar espectroscopía integral de objetos extensos. La figura 3.1 muestra una fotografía del instrumento tal y como está colocado en el WHT.



Figura 3.1: Estructura de adquisición, guiado y calibración de INTEGRAL tal y como está colocado en el telescopio WHT.

En del Burgo (2000) se realiza una caracterización de algunas propiedades de este instrumento (estabilidad del sistema INTEGRAL/WYFFOS, importancia de la luz difusa y *cross-talk*, efectos del muestreo e interpolación en la reconstrucción de la imagen), por lo que aquí únicamente daremos una breve descripción del sistema, remarcando aquellas características más interesantes desde el punto de vista observacional. En la figura 3.2 se muestra un esquema general de INTEGRAL, donde se puede observar la disposición de los diferentes elementos del sistema.

Los sistemas de adquisición, guiado y calibración de INTEGRAL se encuentran en una estructura cilíndrica atornillada al rotador mecánico Nasmyth, cuyo interior se muestra en la figura 3.3. El sistema de adquisición está compuesto por un disco rotatorio situado en el plano focal del telescopio, con lugar para hasta seis haces de fibras que gira de tal forma que cualquier haz de fibras instalado puede colocarse en el centro del plano focal; una serie de haces coherentes (en este momento, cuatro), cada uno de los cuales transporta la luz desde el plano focal a una cámara de TV estándar; una lente que forma la imagen del haz en el detector de la cámara y una rueda de filtros. El sistema de guiado está compuesto por dos haces situados en un portaobjetos fuera de eje, con capacidad para moverse en X e Y,

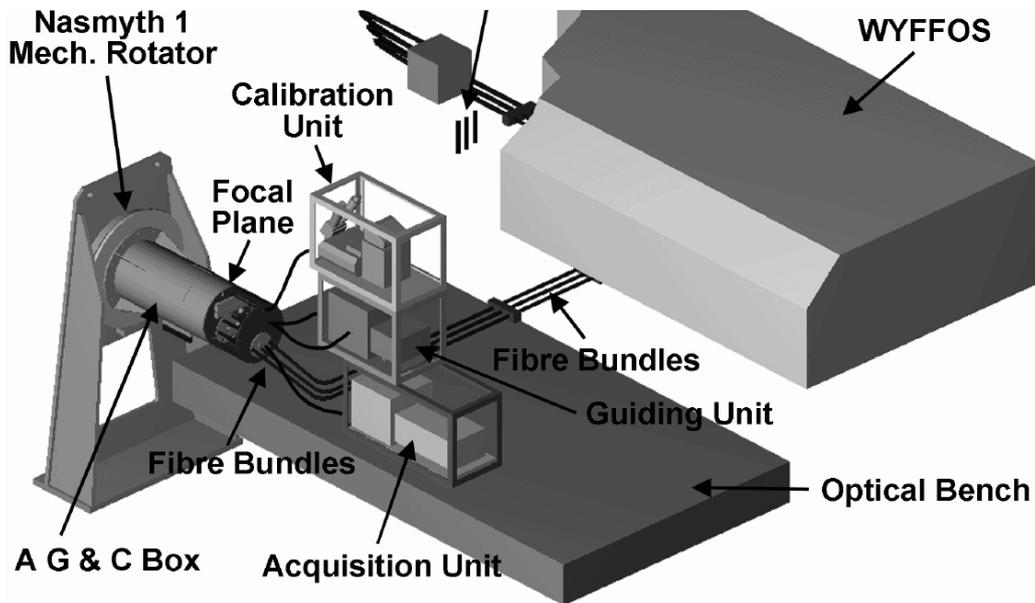


Figura 3.2: Esquema general del sistema INTEGRAL.

que alimentan el autoguiado. Por último, la unidad de calibración está equipada con una lámpara blanca y dos de CuAr y CuNe, que se pueden encender simultáneamente, así como de un conjunto de filtros para suprimir las líneas de arco más fuertes.

INTEGRAL posee tres haces de fibras estándares para uso científico, llamados SB1, SB2 y SB3 cuyas características más importantes se resumen en la tabla 3.1.

Tabla 3.1: Características principales de los haces de uso científico de INTEGRAL.

Característica	SB1	SB2	SB3
Diámetro del núcleo de la fibra ( $\mu\text{m}/\text{arcsec}$ )	100/0.45	200/0.90	600/2.70
Tamaño de la imagen de la fibra en la CCD <sup>1</sup> (píxel)	0.7	1.4	4.0
Número total de fibras <sup>2</sup>	205(175+30)	219(189+30)	135(115+20)
Campo de visión ( $\text{arcsec} \times \text{arcsec}$ ) <sup>3</sup>	7.80 $\times$ 6.40	16.0 $\times$ 12.3	33.6 $\times$ 29.4
Distancia entre fibras adyacentes (píxel)	Variable	4.6	7.4
Diámetro del anillo de fibras de cielo (arcsec)	90	90	90

<sup>1</sup>sin convolucionar con la PSF.

<sup>2</sup>rectángulo central + anillo de fibras de cielo.

<sup>3</sup>rectángulo central.

En el plano focal, las fibras de cada haz se distribuyen en dos grupos. El primero contiene a la mayoría de ellas, formando un rectángulo. Es el encargado de observar el objeto. El resto de las fibras se distribuye alrededor de este rectángulo, formando un anillo y son las encargadas de observar el cielo. En la gráfica 3.4 se muestra la disposición de las fibras para los tres haces en el plano focal.

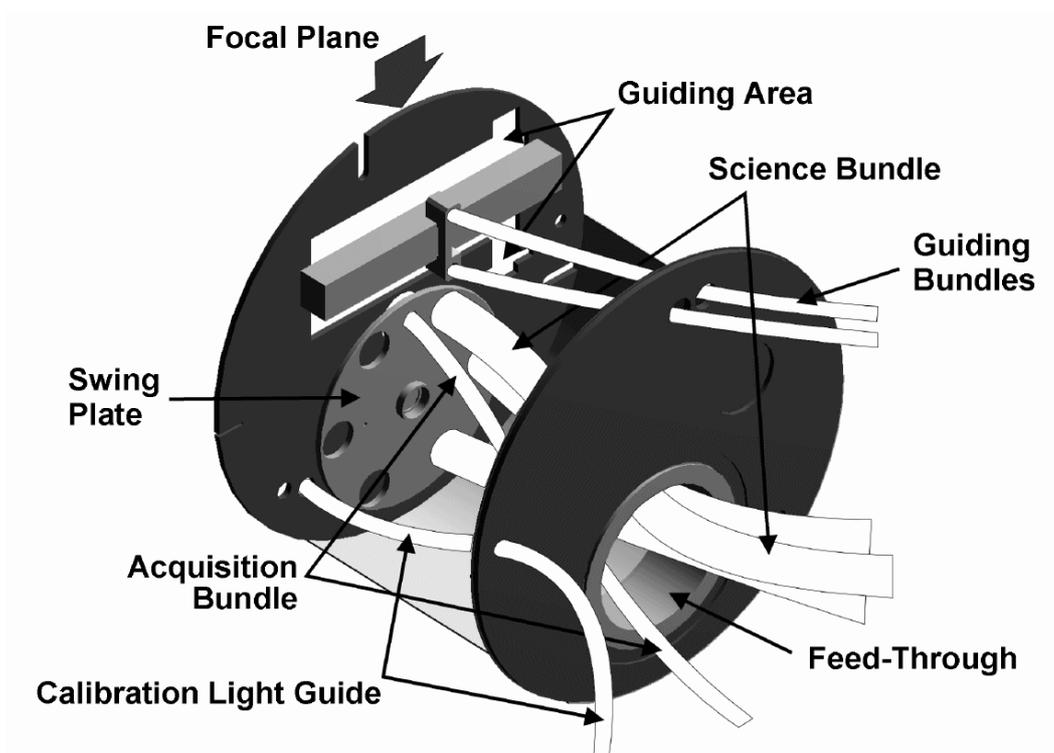


Figura 3.3: Esquema general del interior de la cámara de adquisición, calibración y guiado.

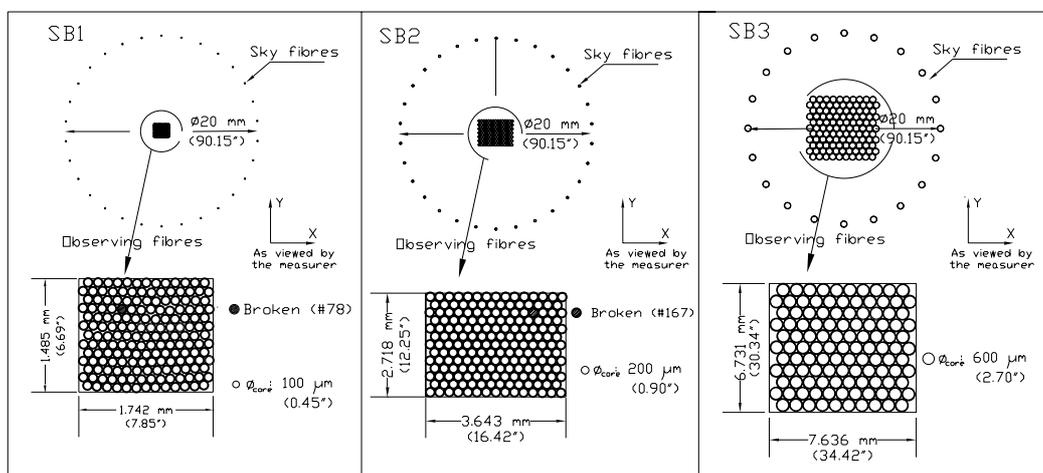


Figura 3.4: Esquema con la disposición y tamaño en el cielo de los tres haces de fibras de uso científico que dispone INTEGRAL.

Los haces están conectados simultáneamente a una rueda giratoria y a la entrada del espectrógrafo WYFFOS, pudiéndose así intercambiar muy fácilmente en unos pocos segundos. De esta manera, dependiendo de las condiciones de *seeing*, el instrumento se puede optimizar fácilmente para un determinado programa científico.

A la entrada del espectrógrafo, las fibras se organizan formando una pseudo-rendija, ordenadas por anillos concéntricos, para que así, posiciones contiguas en el plano focal, se correspondan con posiciones contiguas a la entrada del espectrógrafo. Entre anillo y anillo de fibras de objeto, se coloca una de las fibras de cielo para minimizar el *cross-talk*.

La resolución espectral obtenida con INTEGRAL depende del haz y red utilizadas. En la tabla 3.2 aparecen la cobertura espectral, dispersión lineal a 6000 Å y resolución para el haz SB2, que fue con el que se obtuvieron nuestros datos.

Tabla 3.2: Parámetros espectrales.

Parámetro	Red (líneas mm <sup>-1</sup> )			
	1200	600	316	300
Cobertura espectral (Å)	1445	3140	5837	6144
Dispersión lineal (Å pix <sup>-1</sup> )	1.4	3.1	5.9	6.2
Resolución para el SB2 (Å)	2.8	6.0	11.8	12.0

Además de la tesis citada más arriba, se puede encontrar más información de interés para potenciales usuarios en el manual de uso de este instrumento (Arribas et al. 1998b) y en la correspondiente página web<sup>1</sup>. La documentación técnica detallada se encuentra disponible en los archivos del área de instrumentación del IAC y del ING.

### 3.2. Imagen de alta resolución: El *Hubble Space Telescope*

El Telescopio Espacial Hubble (HST) es resultado de la cooperación entre la ESA y la NASA. Fue lanzado el 25 de abril de 1990 y se encuentra en una órbita a ~600 Km de la superficie terrestre. Se espera que tenga una duración operativa de 20 años y su mantenimiento se regula por ciclos de 3 años aproximadamente, al final de los cuales se realizan misiones de servicio, en las que se reparan o se sustituyen los instrumentos necesarios.

Las mayores ventajas de este telescopio se derivan del hecho de que está situado fuera de la atmósfera. Esto implica:

- Las observaciones no están limitadas por el *seeing*. Mientras que en tierra podemos obtener resoluciones típicas de ~1''0, con el HST es posible alcanzar 0''1.
- Es posible utilizar ventanas del espectro imposibles de acceder desde tierra, especialmente en el ultravioleta e infrarrojo cercano.
- Al estar en el espacio, el HST no está afectado por la pérdida de eficiencia temporal debida a las condiciones atmosféricas.
- El HST está en un entorno relativamente estable y muy repetitivo, lo que permite realizar calibraciones tanto del telescopio como de los instrumentos de calidad muy superior a las realizadas desde tierra.

<sup>1</sup>[http://www.ing.iac.es/~bgarcia/integral/html/integral\\_home.html](http://www.ing.iac.es/~bgarcia/integral/html/integral_home.html)

Como apoyo a los espectros tomados con INTEGRAL se usaron imágenes de la base de datos del HST tomadas con dos instrumentos que se describen brevemente a continuación.

### 3.2.1. *Wide Field Planetary Camera 2 (WFPC2)*

Este instrumento, pensado para hacer imagen, cubre desde Lyman  $\alpha$  hasta  $1 \mu\text{m}$ . A diferencia de su antecesora, WFPC, en su construcción se tuvo en cuenta la corrección de la aberración esférica de la óptica del telescopio. Dispone de cuatro cámaras de  $800 \times 800$  píxeles cada una; tres de ellas, llamadas de campo amplio y una más pequeña, pero de mayor resolución, llamada cámara planetaria, que dispone de campo suficiente como para hacer imagen completa de todos los planetas, excepto Júpiter. Las características principales de dichas cámaras aparecen en la tabla 3.3.

Tabla 3.3: Características principales de las cámaras de WFPC2.

Cámara	fov (arcsec <sup>2</sup> )	Escala (arcsec pix <sup>-1</sup> )	Razón focal
WF (3 CCDs)	80×80	0.0996	f/12.9
PC (1 CCD)	36×36	0.0455	f/28.3

WFPC2 posee una gran cantidad de filtros (48, dispuestos en 12 ruedas), entre ellos un conjunto de filtros en banda ancha que se aproxima al sistema Johnson-Cousins *UBVIR*. En esta tesis se utilizarán imágenes tomadas con el filtro F814W, cuya repuesta, tal y como se muestra en la figura 3.5, es similar a la del filtro *I*.

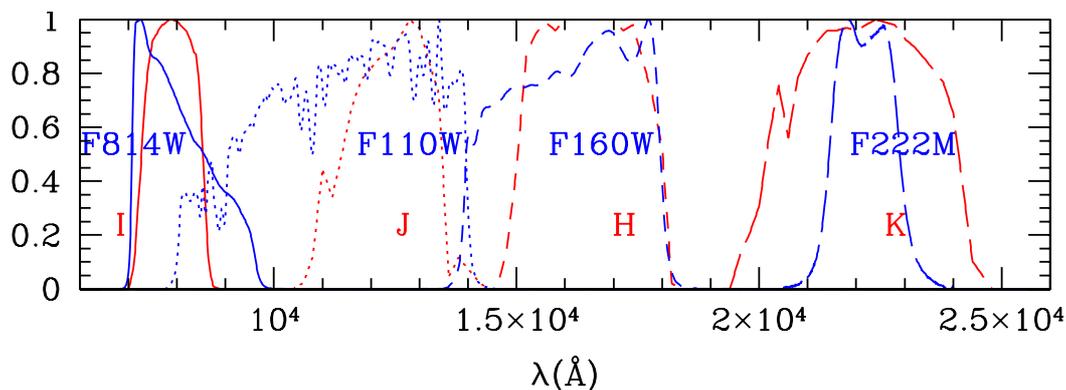


Figura 3.5: Respuesta normalizada de los filtros del HST utilizados (en azul), así como de los filtros del sistema Johnson-Cousins más parecidos a aquéllos (en rojo).

### 3.2.2. *Near Infrared Camera and Multiobject Spectrometer (NICMOS)*

NICMOS es el instrumento del HST para el infrarrojo. Cubre de  $8000 \text{ \AA}$  a  $25000 \text{ \AA}$  y tiene la ventaja, frente a otros detectores de este tipo situados en tierra, de que evita las

líneas de  $\text{OH}^-$  de la atmósfera. Además, está enfriado a temperaturas criogénicas (62-77 K) para permitir un funcionamiento adecuado de sus detectores y minimizar el fondo térmico del instrumento. Posee tres cámaras cuyas características principales se muestran en la tabla 3.4.

Tabla 3.4: Características principales de las cámaras de NICMOS. Claves para los modos: F: imagen directa (varios filtros); P: polarimetría; C: coronografía; G: espectroscopía con grismas.

Cámara	1	2	3
Tamaño pix (arcsec):	0.043	0.075	0.200
F.O.V. (arcsec $\times$ arcsec):	11 $\times$ 11	19.2 $\times$ 19.2	51.2 $\times$ 51.2
Razón focal:	f/80	f/45.7	f/17.2
$\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) limitada en difracción:	1.0	1.75	...
Modo de observación:	F,P	F,P,C	F,G

Cada detector está formado por una matriz de 256 $\times$ 256 píxeles. A diferencia de las CCDs tradicionales, presentan una corriente de oscuridad sustancial, pero pueden ser leídos de forma no destructiva. NICMOS posee cuatro modos de lectura, de los cuales, el más utilizado es MULTIACCUM, con el que se tomaron los datos de esta tesis. En este modo, para cada imagen se realizan varias lecturas no destructivas a lo largo de todo el tiempo de integración. Estas lecturas intermedias se pueden utilizar para eliminar los efectos de los rayos cósmicos y de píxeles saturados en la imagen procesada final. En esta tesis se utilizarán imágenes de la base de datos del NICMOS/HST tomadas con los filtros F110W, F160W y F222M, que, como se muestra en la figura 3.5, presentan una respuesta similar a la de los filtros  $J$ ,  $H$  y  $K$  respectivamente.

# 4

---

## Observaciones, reducción y calibración de datos

En este capítulo se describe en detalle la obtención y reducción de datos de INTEGRAL y del HST. Se hace un énfasis especial en la calibración absoluta en flujo de los datos de INTEGRAL. Este paso de la reducción se ha sistematizado por vez primera en este trabajo, realizando un análisis cuidadoso de los diferentes factores que pueden afectar a la calibración absoluta y demostrando que, al menos en las condiciones típicas de trabajo (*seeing*, haz, dispersión espectral, masa de aire, etc.), dicha calibración es posible y con unos errores relativamente bajos, adecuados para muchas aplicaciones astrofísicas.

### 4.1. Datos de INTEGRAL

#### 4.1.1. Observaciones

Las observaciones con INTEGRAL+WYFFOS se realizaron los días 1 y 2 de abril de 1998 y 14 de abril del 2001. Se utilizó una red de 600 líneas  $\text{mm}^{-1}$  que permitía cubrir un rango espectral de unos 3000 Å, con una resolución de  $\sim 6.0$  Å. El *seeing* fue de  $\sim 1''.0$ — $1''.5$ , excepto en la noche del 1 de abril de 1998 que estuvo alrededor de  $2''.0$ . En la tabla 4.1 se resumen las observaciones realizadas para cada galaxia.

#### 4.1.2. Reducción de datos de INTEGRAL

La reducción de los datos de INTEGRAL se puede dividir en dos bloques principales: reducción básica de los espectros y creación de imágenes (mapas) con la característica espectral de interés.

Para la primera parte utilizamos el *software* de reducción de datos astronómicos IRAF<sup>1</sup>.

---

<sup>1</sup>El *software* de reducción de datos astronómicos IRAF se distribuye por el *National Optical Astronomy Observatories (NOAO)*, operado por la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. (AURA)* bajo el acuerdo de cooperación con la *National Science Foundation*.

Tabla 4.1: Listado de observaciones. La segunda y tercera columnas muestran las coordenadas de apuntado del haz. Las siguientes columnas presentan el rango espectral observado en el sistema de referencia en tierra, tiempo de exposición y masa de aire, la penúltima, el ángulo de posición del haz y la última contiene la fecha en la que se realizó la observación.

Galaxia	A.R.(J2000) hh:mm:ss	Dec.(J2000) gr:mm:ss	Rango espectral (Å)	$t_{\text{exp}}$ (s)	$m_{\text{aire}}$	A.P. (grados)	Fecha. obs.
IRAS 12112+0305	12:13:46.0	+02:48:41.0	4900–7900	1800×5	1.178	0.0	02/04/1998
	12:13:46.3	+02:48:29.7	5100–8100	1500×4	1.143	180.0	14/04/2001
IRAS 14348–1447	14:37:38.4	–15:00:22.8	5200–8200	1800×4	1.438	0.0	01/04/1998
IRAS 15250+3609	15:26:59.4	+35:58:37.6	4900–7900	1800×5	1.031	0.0	02/04/1998

La mayoría de las tareas utilizadas se encuentran en el paquete `noao.imred.specred`. Cuando no sea así, se indicará explícitamente. El esquema básico que se siguió fue el siguiente:

**Recortar y sustraer el *bias*:** El *bias* es una señal aditiva y constante presente en todas las imágenes de la CCD, incluso en aquellas realizadas en ausencia de iluminación y con  $t_{\text{exp}}=0$ , que asegura que el detector está trabajando en el rango lineal de conversión de fotones a cuentas. Para eliminarla, se pueden utilizar las imágenes de *bias* (es decir con  $t_{\text{exp}}=0$ ), o una zona de la imagen no iluminada que recibe el nombre de zona de *overscan*, de donde se obtiene la señal a sustraer. Aunque no se observó estructura alguna en nuestras imágenes de *bias*, siempre que fue posible, se utilizaron éstas en lugar de la zona de *overscan*.

Recortar es importante porque el espectro de las fibras no cubre toda la CCD y si dejáramos la imagen completa, podría haber problemas a la hora de trazar las aberturas<sup>2</sup> (véase siguiente paso en la reducción). Los límites de la región a recortar deben escogerse con cuidado para no dejar fuera alguno de los espectros más externos en la CCD.

Estas operaciones se realizaron con la tarea `ccdproc` en el paquete `noao.imred.ccdred` y la tarea `imarith` del paquete `cl.images.imutil` de IRAF.

**Definir y trazar las aberturas:** En la figura 4.1 se muestra una imagen de objeto tomada con INTEGRAL, ya recortada y con el *bias* sustraído.

Al final del proceso de reducción deseamos obtener, para cada fibra  $i$ , el flujo a una determinada longitud de onda  $f(\lambda, i)$ . Pero el espectro asociado a una fibra forma una traza curva en el detector y, además, el flujo recibido para una longitud de onda dada ocupa varios píxeles. Al proceso de reducción por el que definimos qué píxeles recogen un determinado espectro en el detector y *etiquetamos* las fibras para su posterior identificación se le conoce como definir y trazar las aberturas. Para ello se necesitan imágenes que tengan espectros continuos, sin saltos y con buena relación

<sup>2</sup>Durante la descripción del proceso de reducción se utiliza *abertura* como sinónimo de espectro asociado a una fibra.

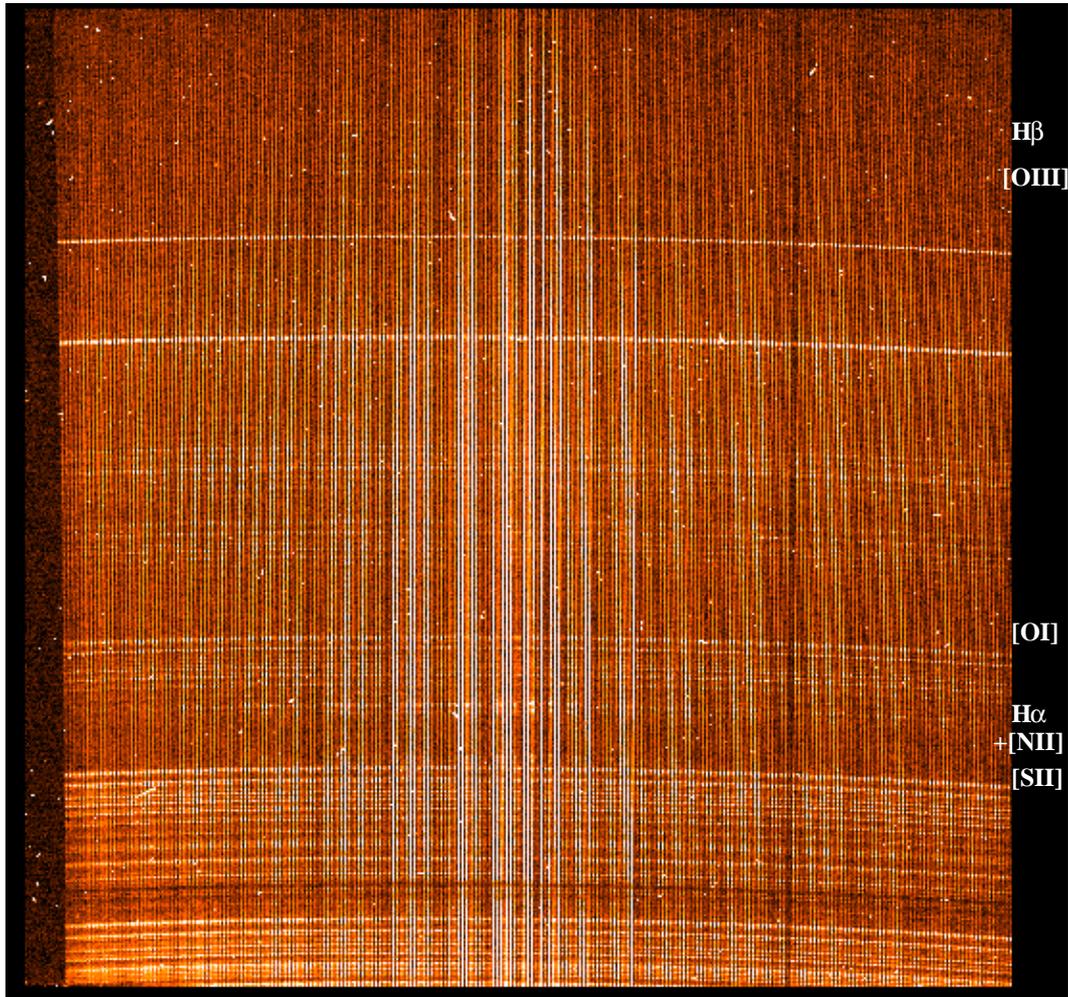


Figura 4.1: Imagen de IRAS 12112+0305 con el haz SB2 sin reducir. El espectro correspondiente a cada fibra es una línea prácticamente vertical. En esta imagen se ven bien los rayos cósmicos y las líneas de cielo que hay que eliminar. En el margen derecho de la figura está indicadas las zonas en las que aparecen las líneas de interés.

señal/ruido en todo el rango espectral, de forma que permitan ajustar un polinomio a cada espectro recogido en la CCD.

Este paso de la reducción debe ser realizado dos veces, como paso previo a la eliminación de la luz difusa, y a la extracción de fibras (véase los dos siguientes pasos del proceso de reducción).

En la presente tesis, se trazaron las aberturas con la tarea `apall` en las imágenes de *flat*, ajustando en la mayoría de los casos un polinomio de orden 9 y consiguiendo una  $\text{RMS} \sim 0.002 - 0.02$  píx, siendo mayor en los espectros más exteriores, más curvados que los centrales. Debido a la gran estabilidad del sistema INTEGRAL+WYFFOS, es posible utilizar los polinomios obtenidos para las imágenes de *flat* para el resto de las imágenes obtenidas durante la misma noche (ver del Burgo 2000).

**Corrección de luz difusa y *cross-talk*:** Llamamos luz difusa a un nivel de fondo que queda en la CCD debido a varias causas, como pueden ser la dispersión producida por el polvo en el aire, la DRF, exclusiva de sistemas con fibras, o aberraciones ópticas. *Cross-talk* es la cantidad de luz de otras aberturas que contamina el espectro de una abertura dada. La contaminación debida a estos dos efectos fue eliminada utilizando la tarea `apscatter`.

Previamente a este paso, se definieron y trazaron las aberturas utilizando una anchura de 1.0 píxeles centrada en el pico de emisión del espectro.

**Extracción de los espectros:** En este paso se suma toda la luz correspondiente a una fibra y longitud de onda dada de forma que el espectro ocupe una fila de un píxel de ancho. El resultado es una imagen de  $N \times M$  píxeles donde  $N$  es el número de píxeles en el eje de dispersión y  $M$ , el número de espectros.

Previamente a este paso, se definieron y trazaron las aberturas utilizando una anchura de 4.0 píxeles centrada en el pico de emisión del espectro.

La tarea utilizada para la extracción fue `apall`. En la figura 4.2 se muestra la misma imagen de la figura 4.1 pero con las fibras ya extraídas.

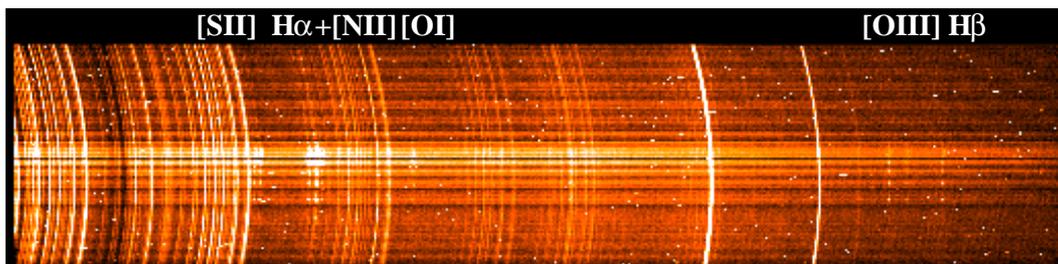


Figura 4.2: Imagen de IRAS 12112+0305 con el haz SB2 con las fibras ya extraídas. En la parte superior de la figura aparecen indicadas las zonas de la imagen donde se encuentran las líneas de interés.

**Calibración en longitud de onda:** En este paso se traducen las unidades del eje de dispersión de píxeles a Amstrongs. Para ello, se utilizan imágenes de arco, que son imágenes con espectros de lámparas y presentan unas líneas, generalmente de emisión, muy estrechas y cuyas longitudes de onda se conocen muy bien. Nosostros disponíamos de imágenes de lámparas de CuAr y de CuNe, que presentan unas líneas muy fuertes en el rojo (saturan para tiempos de exposición largos) y unas líneas mucho más débiles en el azul. Por esta razón se tomaron dos tipos de arco. Unos con tiempo de exposición corto, para las líneas más fuertes y otros con tiempo de exposición largo, para las líneas débiles en el azul. Para cada día de exposición, se pretendía utilizar un único arco promedio para todas las imágenes, por lo que procedimos del siguiente modo. En primer lugar, se comprobó que el sistema permaneció estable durante toda la noche. Para ello, en cada imagen de arco se escogieron varias fibras y varias líneas repartidas por todo el espectro, se ajustaron a gaussianas con la tarea `splot` y nos aseguramos de que los centros de las líneas no se habían desplazado de una imagen a otra. Después combinamos las imágenes de la siguiente manera:

- Se obtiene una imagen promedio para cada conjunto de imágenes de arco tomadas con el mismo tiempo de exposición.
- Se construye una única imagen formada por dos subimágenes. Una, la más azul se obtiene de la imagen con tiempo de exposición largo y la otra (más roja), de la que fue tomada con tiempo de exposición corto.

De esta manera, obtenemos un espectro con suficiente señal/ruido (S/R) en todo el rango espectral y sin líneas saturadas.

Después utilizamos las tareas `identify` y `reidentify` para ajustar la relación longitud de onda-píxel a un polinomio. Con la primera de las tareas, identificamos interactivamente las líneas de arco que queremos que se utilicen para realizar el ajuste en una fibra en concreto, en nuestro caso, la central (#110). Esta elección debe hacerse con cuidado, ya que para obtener un buen ajuste, las líneas deben cubrir todo el rango espectral y estar claramente definidas. Seguidamente, se ajusta a un polinomio que representa el comportamiento observado, en nuestro caso, un polinomio de Legendre de orden 4. Con la segunda tarea, se calcula el polinomio para el resto de las fibras, por comparación con las fibras previamente calibradas. La RMS típica obtenida en nuestros ajustes fue de  $\sim 0.2 \text{ \AA}$ .

Seguidamente asignamos este arco como referencia para las imágenes de un determinado día con las tareas `refspectra` o `hedit`, este último en el paquete `cl.images.imutil`. Finalmente, con la tarea `dispcor` aplicamos el polinomio a todas las imágenes, quedando así calibradas. La figura 4.3 muestra la misma imagen de figuras anteriores pero ya calibrada en longitud de onda.

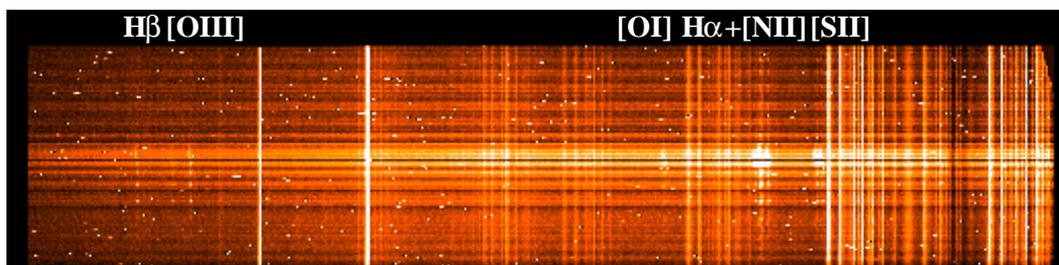


Figura 4.3: Imagen de IRAS 12112+0305 con el haz SB2 ya calibrada en longitud de onda. Los espectros de las diferentes fibras ahora aparecen alineados.

**Corrección de respuesta:** En este paso se homogeneiza la respuesta espectral de las fibras con la tarea `msresp1d`. Esta tarea promedia un *flat* de lámpara en el eje perpendicular a la dispersión, creando un espectro de muy buena señal/ruido. Después ajusta ese espectro promedio a un polinomio y los compara con los espectros individuales. Las diferencias se interpretan como variaciones de sensibilidad de píxel a píxel<sup>3</sup>. Seguidamente, se corrige de las diferencias de transmisión que pueda haber de fibra a fibra, utilizando una imagen de *flat* de cielo. El resultado es una imagen con

<sup>3</sup>Hay que tener en cuenta que en este paso las fibras ya han sido extraídas por lo que estos *píxeles* no son los píxeles físicos del detector.

la función respuesta, por la que hubo que dividir las imágenes de los objetos y de las estrellas de calibración.

**Substración de cielo:** Los espectros a analizar presentaban un fondo de cielo que fue eliminado utilizando las fibras del anillo externo. Primero se combinaron para crear un único espectro promedio, rechazando las fibras más próximas a la fibra central ya que pueden estar contaminadas con luz del objeto. Después se substrajo éste a los espectros de las imágenes originales. El resultado es una imagen en la que las líneas de cielo han quedado prácticamente eliminadas. Este paso fue realizado con la tarea `skysub`. En la figura 4.4 se muestra el resultado de eliminar el cielo en una imagen de objeto.

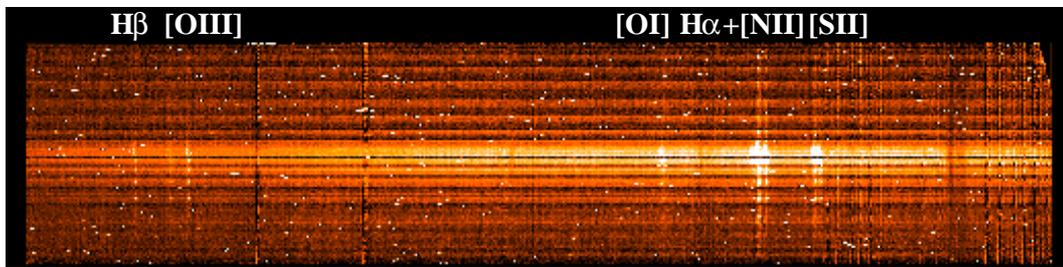


Figura 4.4: Imagen de IRAS 12112+0305 con el haz SB2 con el cielo substraido. Destaca, con respecto a la figura 4.3, la ausencia de líneas de cielo.

**Calibración relativa en flujo:** En este momento, se corrige de sensibilidad del sistema, traduciendo las unidades en que medimos la señal recibida en la CCD de *cuentas* a unidades de flujo ( $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ ). Para esto se utilizaron imágenes de estrellas de calibración y las tareas `standard`, `sensfunc` y `calibrate`. La primera de estas tareas compara el flujo medido con el flujo que tienen realmente estas estrellas y crea un fichero de calibración intermedio. La segunda utiliza este fichero para determinar la función de sensibilidad teniendo en cuenta la extinción atmosférica. Para ello se utilizó la información sobre la extinción disponible en la página web del ING <sup>4</sup>. La última tarea, `calibrate`, sirve para calibrar las imágenes de objeto utilizando la función de sensibilidad creada con `sensfunc`.

Para corregir por la luz *perdida* en la zona entre fibras se procedió de la siguiente manera. En cada imagen de estrella de calibración se seleccionó una fibra, la que más cuentas presentaba, y se realizó todo el proceso de calibración como si toda la luz de la estrella fuera la que ha recogido esa fibra. Posteriormente, se determinó el porcentaje de flujo que en realidad se ha recogido por esa fibra. Hay que tener en cuenta que además, en el caso de que la imagen de la estrella de calibración estuviera afectada de refracción atmosférica diferencial, este porcentaje variará con la longitud de onda por lo que si no se tiene en cuenta, `calibrate` no realiza ni siquiera una calibración relativa en flujo adecuada. Por eso es muy importante estimar e incluir dicho porcentaje. Sólo entonces tendremos las imágenes calibradas absolutamente en

<sup>4</sup><http://www.ing.iac.es/>

flujo de forma correcta. Como se ha dicho anteriormente, esto se hizo *a posteriori*, fuera del proceso estándar de reducción y se describirá en detalle en el apartado siguiente.

**Combinación de imágenes individuales y eliminación de rayos cósmicos:** Para cada una de nuestras galaxias, el tiempo total de integración fue dividido en 4 o 5 exposiciones de 1500 o 1800 s, para eliminar los rayos cósmicos presentes en las imágenes individuales combinándolas. La tarea IRAF utilizada para ello fue `imcombine` del paquete `cl.images.immatch`. Hay que remarcar que, como las imágenes fueron tomadas a una masa de aire parecida y no muy grande, no fue necesario corregir los imágenes individuales de refracción atmosférica diferencial.

En la figura 4.5 aparecen los datos de IRAS 12112+0305 tomados en abril del 98 ya completamente reducidos y listos para su análisis.

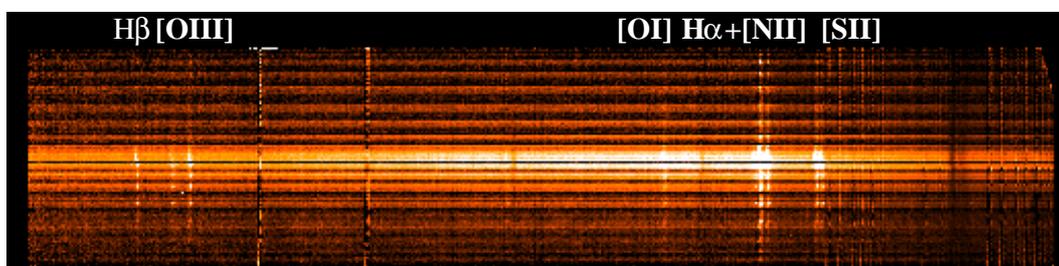


Figura 4.5: Imagen de IRAS 12112+0305 ya reducida. En ella, han desaparecido los rayos cósmicos.

Viendo esta figura, es difícil hacerse una idea de qué es lo que se ha obtenido en el proceso de reducción, por lo que para ver más claramente los datos reducidos, el apéndice A recoge, de forma gráfica, los rangos de interés de los espectros reducidos y su posición con respecto al haz de fibras, para cada uno de los objetos.

#### 4.1.3. Calibración absoluta en flujo

Hasta ahora, los datos recogidos con sistemas de ECI se analizaban sin ser calibrados absolutamente en flujo o con calibraciones rudimentarias. Sin embargo, llevar a cabo este paso, puede resultar interesante en algunos casos. De hecho, es esta técnica, la más adecuada para, en caso de necesitarlo, realizar una calibración absoluta en flujo de objetos, que como las ULIRGs, son extensos y tienen un cierto desplazamiento al rojo. Otras opciones conllevan mayores dificultades. Así, las observaciones con rendija larga presentan problemas de centrado cuando se quiere seleccionar una zona, agravados cuando existe refracción atmosférica diferencial. Por otra parte, la utilización de filtros estrechos resulta complicada debido a diversos factores como el desplazamiento al rojo del objeto a observar, y sus propios movimientos internos así como el solapamiento que sufren algunas de las líneas, lo que dificulta tanto la selección del filtro apropiado como la calibración posterior.

En este apartado se describe por primera vez un método para calibrar en flujo datos de ECI, los principales problemas que se pueden presentar, como solucionarlos y algunos tests llevados a cabo para comprobar la validez del método.

Como se explica en el apartado anterior, en el proceso de reducción se realiza la calibración relativa utilizando la fibra con mayor flujo (S/R) de la imagen de la estrella de calibración. Esto es, usando esa fibra, creamos una función de sensibilidad que se utiliza para calibrar *todos* los espectros de las imágenes. El hecho de utilizar una función de sensibilidad específica para calibrar cada espectro no es un problema, ya que el proceso de reducción incluye una corrección debido a la respuesta espectral de las fibras. Sin embargo, el hecho de haber calibrado suponiendo que toda la luz de la estrella es recogida por una única fibra, introduce un factor que hay que estimar y corregir. Para un haz determinado, este factor depende de la longitud de onda por medio de tres efectos:

**Refracción atmosférica diferencial:** Provoca que la posición de la imagen de la estrella de calibración en el plano focal cambie con la longitud de onda. Este efecto es el más importante y es mayor para estrellas observadas a mayor masa de aire.

Para realizar la calibración absoluta en flujo como se describe a continuación, los datos de la estrella de calibración pueden haber sido corregidos de refracción atmosférica diferencial, tal y como se explica en Arribas et al. (1999), aunque no es estrictamente necesario, ya que el método utilizado realiza simultáneamente la calibración absoluta en flujo y la corrección por refracción atmosférica diferencial.

**Seeing:** El *seeing* varía relativamente poco con la longitud de onda ( $R_{\text{seeing}} \propto \lambda^{-1/5}$ ), siendo más pequeño a mayores longitudes de onda. Este efecto podría ser importante en aquellos casos en los que se observa un rango de longitudes de onda muy amplio.

**Guiado:** Dado que al guiar se está utilizando una estrella observada en un determinado filtro, en condiciones de refracción atmosférica diferencial elevada, de forma colateral, también el guiado puede influir en el factor de proporcionalidad.

Teniendo en cuenta estas posibles dependencias con la longitud de onda, procedemos del siguiente modo. En primer lugar, dividimos el espectro de calibración en varias secciones de unos pocos Amstrongs. Seguidamente, para cada intervalo, usando el flujo medido en cada fibra, y la posición de la fibra, creamos un mapa de la estrella de calibración para cada sección<sup>5</sup>. Finalmente, se mide en dicho mapa, el flujo recogido por la fibra de calibración y el total de la estrella, lo que permite determinar el porcentaje de flujo que contiene la fibra utilizada para la calibración absoluta en pasos previos.

En el caso concreto de esta tesis, para cada día de observación se disponía de dos o tres estrellas de calibración. Estimamos el factor en todas ellas dividiendo los espectros observados en diez secciones de 300 Å y midiendo el factor en una mapa de alto muestreo (0.04 arcsec pix<sup>-1</sup>) para cada sección.

Como ejemplo ilustrativo, hemos escogido las estrellas observadas en las noches del 2 de abril de 1998 y del 14 de abril del 2001, noches en las que se observó IRAS 12112+0305. En la tabla 4.2 aparecen las estrellas observadas esos días.

Antes de calcular el factor de proporcionalidad, ajustamos las imágenes de las estrellas a una gaussiana bidimensional. De este modo, para cada rango espectral, derivamos la posición de la imagen de la estrella en el plano focal así como una estimación del *seeing*.

Tabla 4.2: Estrellas de calibración observadas. La tercera y cuarta columna muestran las coordenadas de apuntado del haz, la quinta columna contiene la masa de aire a la que la estrella fue observada, la sexta, el tiempo de exposición y la última, la fibra utilizada para crear la función de sensibilidad.

Noche	Estrella	A.R. (J2000) hh:mm:ss	Dec.(J2000) gr:mm:ss	Masa de aire	$t_{\text{exp}}$ (s)	Fib. cal.
02/04/98	BD+75 3525	08:10:49.2	+74:57:57	1.444	60	106
	BD+33 2642	15:51:59.9	+32:56:53	1.102	300	107
14/04/01	Feige 34	10:39:36.7	+43:06:10	1.135	120	110
	GD 153	12:57:02.3	+22:01:60	1.007	180	103
	BD+28 4211	21:51:11.1	+28:51:53	1.424	150	102

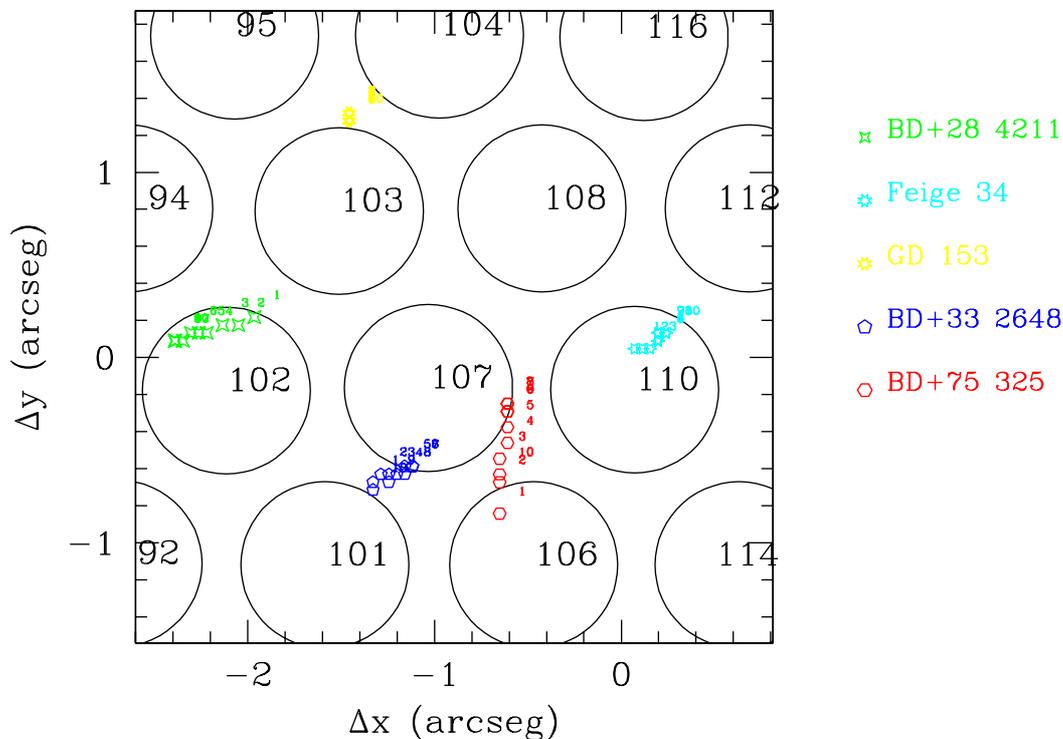


Figura 4.6: Posiciones de las imágenes de las estrellas de calibración para las diferentes secciones del espectro. Las estrellas verdes de 4 puntas están asociadas a BD+28 2411, las azul turquesa de seis puntas, a Feige 34, las amarillas de 8 puntas a GD+153, los pentágonos azules a BD+33 2648 y los hexágonos rojos a BD+75 325. Los números que aparecen al lado de cada símbolo indican la sección del espectro para la que se ha calculado ese punto.

En la figura 4.6 presentamos la región central del haz SB2 con las posiciones de los centros de las estrellas. Se observa que, como estos datos no están corregidos de refracción atmosférica diferencial, los desplazamientos varían en función de la masa de aire a la que la estrella fue observada siendo mayores para BD+75 3525 y BD+28 4211 y prácticamente

<sup>5</sup>Ver apartado de creación de mapas.

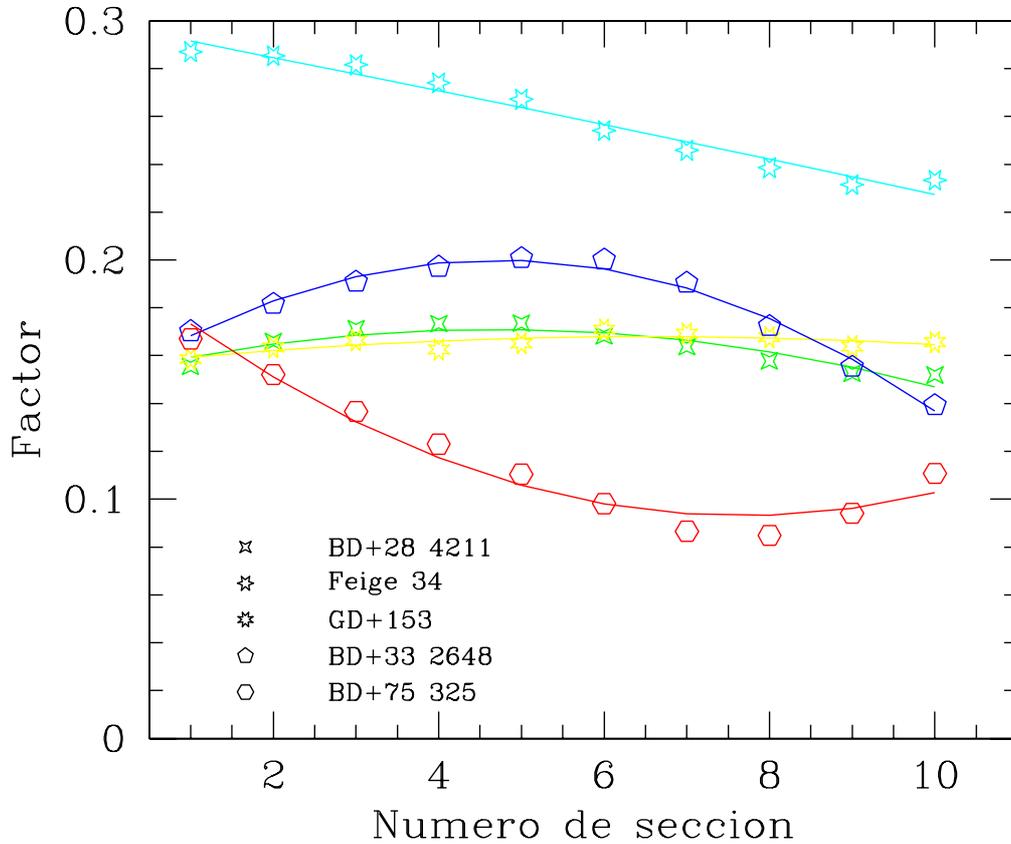


Figura 4.7: Factores de proporcionalidad obtenidos para cada sección del espectro (longitud de onda) de cada estrella de calibración. Los símbolos indican lo mismo que en la figura 4.6.

nulos para GD+153 (observada a masa de aire  $\sim 1.0$ ).

Seguidamente calculamos el factor de proporcionalidad ( $f_{\text{fib}}/f_{\text{tot}}$ ) para estas estrellas en cada sección del espectro. Los valores obtenidos se muestran en la figura 4.7. Si, por ejemplo, estamos interesados en el flujo en  $H\alpha$  para IRAS 12112+0305 ( $\lambda_{H\alpha} = 7042 \text{ \AA}$ ) y hemos calibrado con BD+33 2642 (que cubre el rango 4900–7900  $\text{\AA}$ ), la figura 4.7 indica que la fibra utilizada en la calibración contribuye el 16% del flujo total a esa longitud de onda y que por lo tanto, el factor por el que hay que multiplicar es 0.16. Otro ejemplo. Si quisiéramos saber el flujo en  $H\beta$  ( $\lambda_{H\beta} = 5215 \text{ \AA}$ ) y hubiéramos calibrado con Feige 34 (rango cubierto: 5100–8100  $\text{\AA}$ ), entonces multiplicaríamos por el factor asociado a la sección 1: 0.28.

Lógicamente, los mayores factores se corresponden con la estrella mejor centrada (Feige 34). Además, las figuras 4.6 y 4.7 muestran cómo las variaciones en el factor de proporcionalidad con la longitud de onda, están relacionadas con las variaciones en la posición relativa entre la imagen de la estrella en el plano focal y la fibra de calibración. Por ejemplo, GD+153 presenta la misma posición en todo el rango espectral y su factor de proporcionalidad

alidad asociado es prácticamente constante. Por el contrario, la posición de BD+75 325 con respecto a su fibra de calibración varía mucho con la longitud de onda, al igual que lo hace su factor de proporcionalidad.

En esta tesis, para realizar la calibración en flujo absoluta, se han multiplicado los mapas de flujo de interés por los factores obtenidos y representados en la figura 4.7 para la sección correspondiente. Otra posibilidad habría sido corregir los espectros de la imagen reducida final, multiplicándolos por el ajuste de los factores a un polinomio. En la figura 4.7 se muestran los ajustes a un polinomio de segundo grado (RMS típica  $\sim 0.003$ ). Dado que el factor típico es  $\sim 0.2$ , el error relativo es del 1 – 2 %.

Tabla 4.3: Flujo medido en H $\alpha$  en diferentes regiones dentro de una abertura de  $0''.45$  de radio en unidades de  $10^{-16}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$ .

Estrella	Nn	Ns	R1	R2
BD+75 3525	9.44	4.54	10.83	9.72
BD+33 2642	8.23	3.95	9.46	8.45
Media	8.83	4.24	10.14	9.08
(02/04/98)	$\pm 0.85$	$\pm 0.42$	$\pm 0.97$	$\pm 0.90$
Feige 34	10.46	4.60	11.18	10.07
GD153	10.57	4.65	11.29	12.92
BD+28 4211	12.08	5.32	12.92	11.63
Media	11.04	4.86	11.80	11.54
(14/04/01)	$\pm 0.90$	$\pm 0.40$	$\pm 0.97$	$\pm 1.43$
Media	10.16	4.61	11.14	10.01
(Total)	$\pm 1.43$	$\pm 0.47$	$\pm 1.24$	$\pm 1.14$

Tabla 4.4: Flujo medido en H $\beta$  en diferentes regiones dentro de una abertura de  $0''.45$  de radio en unidades de  $10^{-16}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$ .

Estrella	Nn	Ns	R1	R2
BD+75 3525	1.08	...	2.81	1.05
BD+33 2642	0.90	...	2.34	0.88
Media	0.93	...	2.57	0.96
(02/04/98)	$\pm 0.13$	...	$\pm 0.33$	$\pm 0.12$
Feige 34	1.07	...	2.17	0.98
GD153	1.29	...	2.60	1.18
BD+28 4211	1.50	...	3.02	1.37
Media	1.29	...	2.60	1.18
(14/04/01)	$\pm 0.21$	...	$\pm 0.42$	$\pm 0.19$
Media	1.17	...	2.59	1.09
(Total)	$\pm 0.23$	...	$\pm 0.34$	$\pm 0.19$

Para estimar la bondad de la calibración en flujo con este método, se utilizaron los datos obtenidos para IRAS 12112+0305, que había sido observado en dos noches distintas, con la

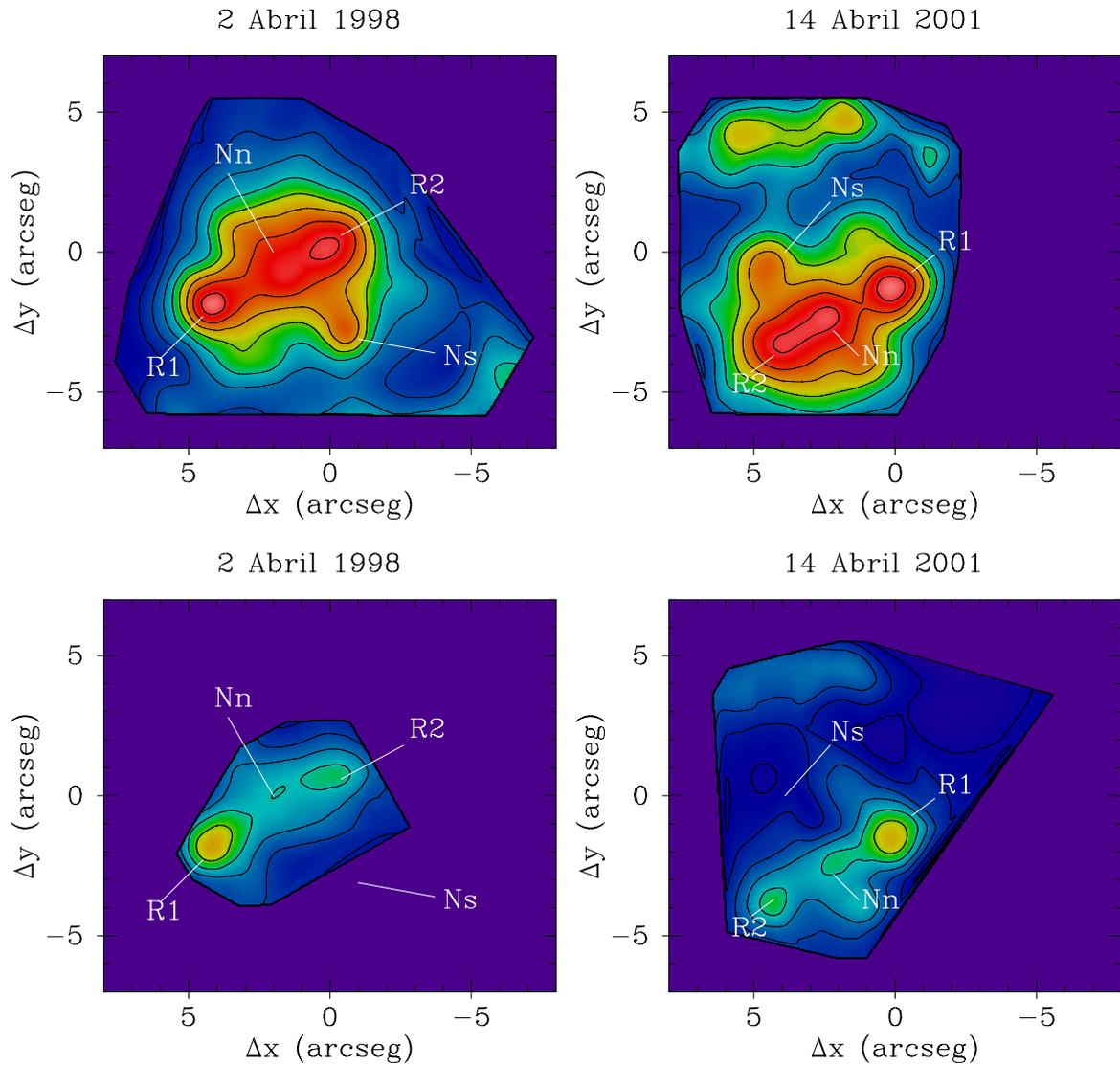


Figura 4.8: Imágenes reconstruidas de las líneas de  $H\alpha$  (arriba) y  $H\beta$  (abajo) en emisión para la galaxia IRAS 12112+0305. Los ejes están centrados en el haz de fibras, para ver mejor la posición de la galaxia con respecto al haz. En las imágenes del 2 de abril de 1998 el norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda, mientras que en las del 14 de abril del 2001, el norte está hacia abajo y el este a la derecha.

misma configuración de haz y red, pero con diferente orientación y centrado del haz, con lo que una misma zona de la galaxia es observada por diferentes fibras cada noche. A modo de ejemplo, se midieron los flujos en ciertas regiones características en un mapa obtenido con ajustes a una gaussiana de una línea en la parte más roja de los espectros,  $H\alpha$ , y de otra línea en la parte más azul,  $H\beta$ .

En la figura 4.8 se muestran los mapas reconstruidos de las líneas de emisión en  $H\alpha$  y  $H\beta$  para esta galaxia en ambas noches. Los ejes están centrados en el centro del haz y miden, en segundos de arco, el campo cubierto por éste. Esta figura muestra las posiciones

relativas de las diferentes regiones de interés de la galaxia entre sí, y con respecto al haz de fibras.

Se midieron los flujos en las líneas de emisión en  $H\alpha$  y  $H\beta$  para las cuatro regiones indicadas en la figura 4.8, usando las cinco imágenes calibradas (tres para el 14 de abril de 2001, dos para el 2 de abril de 1998). En las tablas 4.3 y 4.4 aparecen los valores medidos, así como los promedios para una noche determinada y para el conjunto completo de estrellas de calibración. Las medidas de los datos correspondientes a una noche pero calibrados con diferentes estrellas, concuerdan con unos errores  $\sim 10\%$ . Lógicamente, esta comparación está también afectada por la limitada S/R. El hecho de que para  $H\beta$  (con menor S/R) las discrepancias sean mayores, sugiere que esta comparación no sólo tiene en cuenta los errores intrínsecos a la calibración absoluta, sino también los derivados de la limitación en S/R. Cuando se comparan los datos de las dos noches, las diferencias son algo mayores aunque, en cualquier caso, aceptables. Debido al rango de longitud de onda objeto de estudio (el detector es menos sensible hacia el azul que hacia el rojo), y a la calidad del espectro (la S/R para  $H\alpha$  es mayor que para  $H\beta$ ), la calibración en flujo de  $H\alpha$  ofrece mejores resultados que la de  $H\beta$ . Mientras que para ésta se consigue calibrar con unas incertidumbres del orden del 20 %, para aquélla, éstos se reducen al  $\sim 10\%$ .

Tabla 4.5: Flujo monocromático esperado y medido para cada sección y estrella de calibración del día 2 de abril de 1998. La primera columna muestra el número de sección. La segunda columna contiene el valor esperado a partir del espectro de calibración. El resto de las columnas contienen los valores obtenidos utilizando bien la fibra más iluminada, bien ésta junto con las seis que le rodean para las diferentes estrellas de calibración. Entre parentesis aparece el cociente entre el flujo esperado y el flujo medido.

Sección	$f_\lambda$ (esperado)	$f_\lambda$ (106 BD+33 2642)	$f_\lambda$ (107 BD+75 3525 )	$f_\lambda$ (7 fibs BD+33 2642)	$f_\lambda$ (7 fibs BD+75 3525 )
$BD+33\ 2642\ (10^{-13}\ \text{erg s}^{-1}\ \text{cm}^{-2}\ \text{\AA}^{-1})$					
1	2.21	1.69(0.76)	1.80(0.81)	2.26(0.99)	2.19(1.02)
2	1.84	1.43(0.78)	1.56(0.85)	1.93(1.01)	1.85(1.05)
3	1.53	1.15(0.75)	1.30(0.85)	1.59(0.98)	1.50(1.04)
4	1.28	0.99(0.77)	1.15(0.90)	1.38(1.01)	1.29(1.08)
5	1.09	0.84(0.77)	1.00(0.92)	1.19(1.01)	1.10(1.09)
6	0.93	0.69(0.75)	0.83(0.90)	0.99(0.98)	0.91(1.07)
7	0.85	0.64(0.75)	0.72(0.84)	0.88(0.97)	0.82(1.03)
8	0.70	0.53(0.77)	0.56(0.80)	0.68(0.97)	0.68(0.98)
9	0.61	0.49(0.81)	0.48(0.80)	0.61(1.03)	0.62(1.00)
10	0.52	0.40(0.76)	0.40(0.76)	0.51(0.97)	0.52(0.96)
$BD+75\ 3525\ (10^{-13}\ \text{erg s}^{-1}\ \text{cm}^{-2}\ \text{\AA}^{-1})$					
1	7.53	6.21(0.82)	6.60(0.87)	7.49(0.97)	7.30(0.99)
2	5.98	5.03(0.84)	5.51(0.92)	6.04(0.97)	5.81(1.01)
3	4.90	4.02(0.82)	4.52(0.92)	4.84(0.93)	4.70(0.99)
4	4.02	3.36(0.83)	3.91(0.97)	4.03(0.93)	3.75(1.00)
5	3.33	2.78(0.83)	3.33(1.00)	3.35(0.97)	3.08(1.00)
6	2.72	2.25(0.83)	2.70(0.99)	2.68(0.90)	2.45(0.98)
7	2.37	2.12(0.89)	2.40(1.01)	2.40(0.95)	2.45(1.01)
8	2.00	1.85(0.92)	1.94(0.97)	1.96(0.97)	1.95(0.98)
9	1.73	1.69(0.97)	1.67(0.96)	1.77(1.05)	1.82(1.02)
10	1.49	1.32(0.88)	1.32(0.88)	1.46(0.99)	1.48(0.98)

Por último, se compararon las medidas obtenidas a partir de los datos de INTEGRAL

Tabla 4.6: Flujo monocromático esperado y medido para cada sección y estrella de calibración del día 14 de abril de 2001. La primera columna muestra el número de sección. La segunda columna contiene el valor esperado a partir del espectro de calibración. El resto de las columnas contienen los valores obtenidos utilizando bien la fibra más iluminada, bien ésta junto con las seis que le rodean para las diferentes estrellas de calibración. Entre parentesis aparece el cociente entre el flujo esperado y el flujo medido.

Sección	$f_\lambda$ (esperado)	$f_\lambda$ (110 Feige 34)	$f_\lambda$ (103 GD153)	$f_\lambda$ (102 BD+28 4211)	$f_\lambda$ (7 fibs Feige 34)	$f_\lambda$ (7 fibs GD153)	$f_\lambda$ (7 fibs BD+28 4211)
$\text{Feige 34 } (10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1})$							
1	1.43	1.15(0.80)	1.37(0.96)	1.60(1.12)	1.41(0.99)	1.58(1.10)	2.01(1.41)
2	1.15	0.97(0.85)	1.14(0.99)	1.28(1.11)	1.17(1.02)	1.29(1.13)	1.62(1.41)
3	0.95	0.79(0.83)	0.90(0.95)	0.99(1.04)	0.94(0.99)	1.02(1.08)	1.27(1.34)
4	0.79	0.65(0.82)	0.66(0.84)	0.78(0.99)	0.76(0.97)	0.81(1.03)	1.01(1.28)
5	0.64	0.59(0.91)	0.57(0.88)	0.69(1.07)	0.68(1.05)	0.71(1.10)	0.89(1.38)
6	0.55	0.47(0.85)	0.50(0.89)	0.55(0.98)	0.54(0.97)	0.56(1.01)	0.72(1.30)
7	0.47	0.41(0.86)	0.41(0.86)	0.47(0.99)	0.46(0.98)	0.48(1.01)	0.63(1.35)
8	0.41	0.38(0.93)	0.38(0.92)	0.45(1.10)	0.43(1.05)	0.44(1.06)	0.59(1.43)
9	0.36	0.30(0.85)	0.28(0.78)	0.36(1.01)	0.34(0.96)	0.34(0.96)	0.46(1.30)
10	0.31	0.28(0.89)	0.26(0.82)	0.32(1.04)	0.31(1.01)	0.32(1.01)	0.43(1.37)
$\text{GD153 } (10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1})$							
1	1.96	1.61(0.82)	1.91(0.97)	2.23(1.14)	1.74(0.88)	1.94(0.99)	2.47(1.26)
2	1.59	1.37(0.86)	1.60(1.01)	1.79(1.12)	1.47(0.92)	1.62(1.02)	2.02(1.27)
3	1.08	1.12(0.86)	1.27(0.98)	1.40(1.08)	1.19(0.91)	1.29(0.99)	1.61(1.24)
4	1.08	1.01(0.93)	1.03(0.95)	1.22(1.13)	0.99(0.91)	1.05(0.97)	1.31(1.21)
5	0.87	0.92(1.06)	0.89(1.02)	1.07(1.23)	0.87(1.00)	0.91(1.05)	1.15(1.32)
6	0.75	0.67(0.89)	0.70(0.94)	0.77(1.03)	0.70(0.94)	0.73(0.97)	0.93(1.25)
7	0.64	0.60(0.94)	0.60(0.95)	0.69(1.09)	0.60(0.95)	0.62(0.98)	0.82(1.29)
8	0.54	0.56(1.04)	0.56(1.03)	0.67(1.23)	0.56(1.04)	0.57(1.05)	0.76(1.41)
9	0.46	0.47(1.01)	0.43(0.93)	0.56(1.21)	0.45(0.97)	0.45(0.96)	0.61(1.31)
10	0.40	0.42(1.04)	0.39(0.96)	0.49(1.21)	0.40(1.01)	0.41(1.01)	0.55(1.36)
$\text{BD+28 4211 } (10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1})$							
1	2.67	1.82(0.68)	2.16(0.81)	2.53(0.95)	1.85(0.69)	2.07(0.77)	2.64(0.99)
2	2.13	1.55(0.73)	1.80(0.84)	2.03(0.95)	1.57(0.74)	1.73(0.81)	2.16(1.01)
3	1.75	1.26(0.72)	1.43(0.82)	1.58(0.90)	1.28(0.73)	1.39(0.79)	1.73(0.99)
4	1.44	1.04(0.72)	1.06(0.74)	1.26(0.87)	1.05(0.73)	1.12(0.78)	1.40(0.97)
5	1.19	0.95(0.80)	0.92(0.77)	1.12(0.94)	0.95(0.79)	0.99(0.83)	1.24(1.04)
6	1.02	0.76(0.74)	0.80(0.78)	0.88(0.86)	0.75(0.73)	0.77(0.76)	0.99(0.97)
7	0.87	0.64(0.74)	0.65(0.74)	0.74(0.86)	0.63(0.72)	0.65(0.75)	0.85(0.98)
8	0.75	0.59(0.80)	0.59(0.79)	0.70(0.94)	0.58(0.78)	0.58(0.78)	0.78(1.05)
9	0.64	0.47(0.73)	0.43(0.67)	0.56(0.87)	0.46(0.72)	0.45(0.71)	0.62(0.96)
10	0.55	0.43(0.77)	0.39(0.71)	0.49(0.89)	0.41(0.75)	0.41(0.75)	0.56(1.01)

con las conseguidas utilizando rendija larga. Kim et al. (1998) midieron para esta galaxia un  $F(\text{H}\alpha) = 8 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  con un error  $\sim 5\text{-}10\%$ . Simulando una rendija del mismo tamaño y en la misma posición que la utilizada por Kim et al., medimos el flujo en la región equivalente en las imágenes de INTEGRAL obteniendo un  $F(\text{H}\alpha) = (7.0 \pm 0.6) \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ , coincidente con lo medido por Kim et al., dentro de los errores.

Pero tal y como se ha apuntado en la introducción de este apartado, también las medidas de rendija larga sufren de una serie de incertidumbres en este tipo de objetos por lo que se decidió utilizar las propias estrellas de calibración para realizar un último test con el que comprobar la validez del método. Así pues, se estimó a partir del espectro de referencia y utilizando la tarea `calcphot` del paquete `stsdas.hst_calib.synphot` de IRAF, el flujo

monocromático que se esperaría medir en un mapa para cada sección de  $300 \text{ \AA}$  y estrella de calibración y lo comparamos con las medidas obtenidas una vez calibradas las propias estrellas con todas las estrellas de calibración de su mismo día. Las tablas 4.5 y 4.6 contienen los resultados para los días 2 de abril de 1998 y 14 de abril del 2001. En general, las diferencias entre el flujo medido y el flujo esperado son similares o ligeramente mayores que las incertidumbres obtenidas en los tests anteriores tanto internos (comparación de mapas de  $H\alpha$  y  $H\beta$ ) como externos (comparación con medidas de rendija larga).

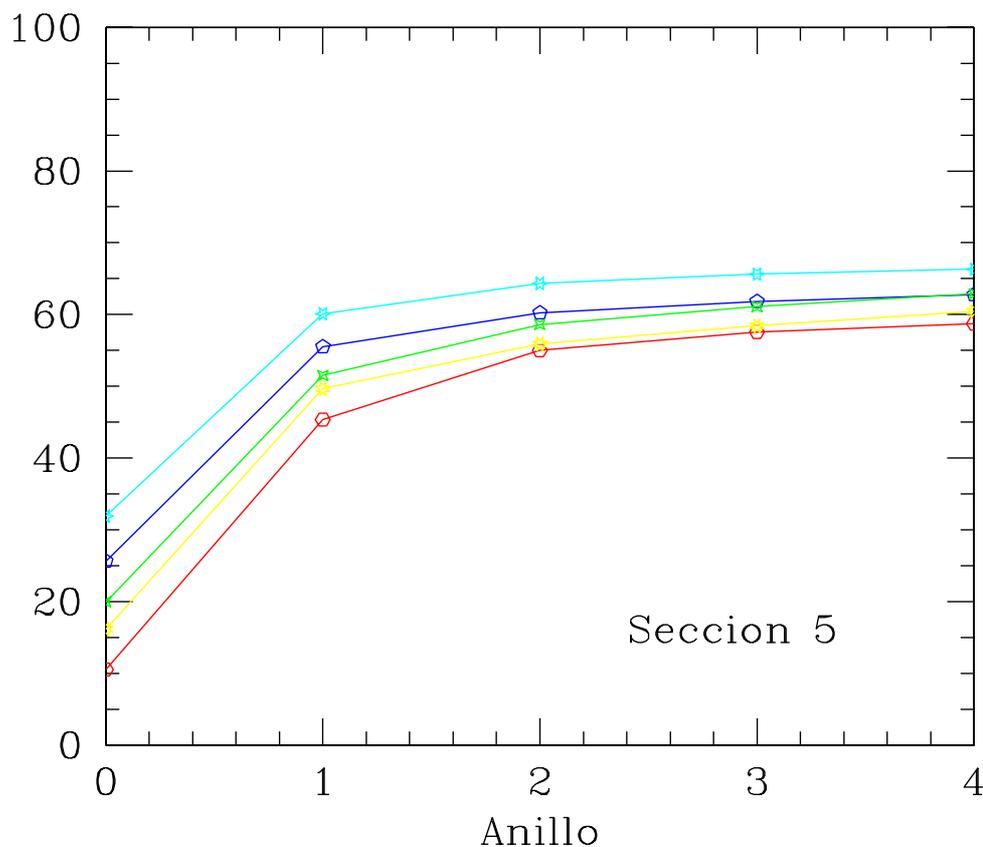


Figura 4.9: Porcentaje de flujo recogido por el conjunto de las fibras contenidas en círculos concéntricos centrados en la fibra con más flujo para la sección 5 de cada estrella. Los símbolos son los mismos que los utilizados en la figura 4.7.

Hay que resaltar que este método de calibración se basa en un espectro que recoge  $\sim 15$ - $35\%$  del flujo total de la estrella de calibración por lo que podría plantearse la cuestión de si no se podrían reducir las incertidumbres utilizando en la *calibración relativa en flujo*, no el espectro de una única fibra, sino el flujo integrado de varias fibras o incluso de todo el haz. En la figura 4.9 se muestra el porcentaje de flujo recogido por las fibras contenidas en círculos concéntricos centrados en la fibra más iluminada. En ella vemos, por una parte, que las pérdidas de luz en las zonas muertas entre fibras son importantes ( $\sim 40\%$ ) y, por otra, que prácticamente son las siete fibras centrales las que recogen la mayor parte del flujo

que puede recoger el haz. Así pues no parece adecuado realizar una *calibración relativa en flujo* utilizando la suma de todas las fibras del haz, ya que la mayor parte de ellas no aportarían señal al espectro de calibración y sin embargo introducirían ruido. Por el contrario, podría ser que el utilizar el espectro suma de las siete fibras más iluminadas supusiera una mejora en el método descrito en este apartado. En las últimas columnas de las tablas 4.5 y 4.6 aparecen los resultados obtenidos para el test del flujo monocromático de las estrellas de calibración en este caso. El único caso en que se produce una mejora sustancial es el caso poco probable en la realidad de estrella de calibración calibrada con ella misma. En el resto, las incertidumbres son similares ya que aunque con una fibra se está calibrando con únicamente  $\sim 20\%$  del flujo, este espectro tiene suficiente S/R para que las incertidumbres están dominadas por efectos sistemáticos asociados al centrado, *seeing*, método de interpolación, etc.

Así pues, estos tests indican que, en las condiciones típicas de observación de esta tesis, es posible llevar a cabo una calibración absoluta en flujo, con unos errores  $\sim 10\text{-}20\%$ . Como se ha indicado anteriormente, los errores asociados a la calibración absoluta en observaciones de rendija larga pueden ser muy superiores debido a problemas de centrado (agravados en caso de refracción atmosférica diferencial). Análogamente, es extremadamente difícil obtener los flujos absolutos asociados a líneas de emisión por medio de imagen directa (filtros estrechos) debido al desplazamiento al rojo de los objetos, a su campo de velocidades interno y al solapamiento de ciertas líneas de emisión.

#### 4.1.4. Creación de mapas

Finalizada la reducción básica de los espectros individuales, el siguiente paso es la *creación de mapas* de las diferentes características espectrales.

Una vez derivada la característica espectral o magnitud física de interés para cada espectro individual, con dicha magnitud y la posición de las fibras dentro del haz, se construye una red rectangular espaciada de forma regular (el *mapa*) por interpolación bidimensional utilizando el método de Renka & Cline (rutinas E01SAF y E01SBF del NAG Fortran Library Routine Document).

Todos los mapas utilizados en la presente tesis tienen  $81 \times 81$  píxeles con una escala de  $0''.21 \text{ pix}^{-1}$ , excepto los utilizados para medir el flujo en  $\text{H}\alpha$  y en el cálculo del factor de proporcionalidad en la calibración en flujo que son de  $401 \times 401$  píxeles, con una escala de  $0''.04 \text{ pix}^{-1}$ .

## 4.2. Datos del *Hubble Space Telescope*

El estudio de estas galaxias se ha completado con imágenes de archivo del HST, cuyas características más relevantes aparecen en la tabla 4.7. En esta sección describiremos el proceso de reducción y calibración de dichas imágenes.

Tabla 4.7: Imágenes de archivo del HST utilizadas. WF3 y NIC2 indican que la imagen fue tomada con la cámara 3 de WFPC2 y con la cámara 2 de NICMOS, respectivamente.

Galaxia	Cámara	Filtro	Fecha obs.	$t_{\text{exp}}$ (s)
IRAS 12112+0305	WF3	F814W	17/03/97	400×2
	NIC2	F110W	15/11/97	48×4
	NIC2	F160W	15/11/97	48×4
	NIC2	F222M	15/11/97	56×4
IRAS 14348–1447	WF3	F814W	08/03/96	400×2
	NIC2	F110W	31/12/97	96×5
	NIC2	F160W	31/12/97	96×5
	NIC2	F222M	31/12/97	120×5
IRAS 15250+3609	WF3	F814W	09/05/97	400×2
	NIC2	F110W	19/11/97	56×4
	NIC2	F160W	20/11/97	56×4
	NIC2	F222M	20/11/97	80×4

#### 4.2.1. Datos con WFPC2

Para las tres galaxias objeto de estudio en esta tesis, existían imágenes con una de las cámaras de campo amplio de la WFPC2 en el filtro F814W (similar al filtro  $I$  del sistema de Johnson-Cousin) con  $\lambda_c = 8269 \text{ \AA}$  y  $\Delta\lambda = 1758 \text{ \AA}$ . Estas imágenes fueron tomadas en modo *snapshot* y con el parámetro opcional CR-SPLIT activado. De este modo, el tiempo total de integración se reparte en dos imágenes que apuntan a la misma posición, facilitando la eliminación de los rayos cósmicos.

Antes de ser colocados en el *Hubble Data Archive*, los datos son procesados usando la tarea `calwp2` del paquete `stsdas.hst_calib.wfpc` de IRAF. Esta tarea realiza los siguientes pasos:

- Señalización de los píxeles y columnas malos.
- Corrección del cambio de analógico a digital.
- Cálculo y substracción del *bias* utilizando la zona de *overscan*.
- Substracción de la corriente de oscuridad usando un fichero de referencia generado a partir de diez o más imágenes de *darks* individuales.
- Corrección de la eficiencia cuántica individual de cada píxel, multiplicando por un *flatfield*.
- Calibración fotométrica añadiendo en la cabecera los parámetros necesarios.

En algunos casos, si están disponibles mejores ficheros y tablas de referencia, puede ser necesario realizar una recalibración de los datos. En nuestro caso no hizo falta recalibrar y para cada galaxia se combinaron las dos imágenes reducidas hasta este punto con la

tarea `gcombine` del paquete `stsdas.toolbox.imgtools` de IRAF, eliminando así los rayos cósmicos.

Para calibrar estos datos en flujo, las cuentas integradas en una abertura dada fueron convertidas a magnitudes en el sistema Vega usando la expresión:

$$m_{F814W} = -2.5 \times \log \left( \frac{\text{DN}}{\text{EXPTIME}} \right) + \text{ZEROPOINT}, \quad (4.1)$$

donde DN representa las cuentas integradas para una abertura dada, EXPTIME, el tiempo de integración y ZEROPOINT=21.659. Puede obtenerse más información sobre la reducción, calibración y análisis de datos de WFPC2 en Baggett (2002) o en la página web del *Space Telescope Science Institute*<sup>6</sup> (STScI).

#### 4.2.2. Datos con NICMOS

Además de las imágenes de WFPC2, existían imágenes de archivo con la cámara 2 de NICMOS en los filtros F110W, F160W y F222M (similares a los filtros *J*, *H* y *K*), centrados en 1.10, 1.60 y 2.22  $\mu\text{m}$  y con un  $\Delta\lambda_{FWHM} \sim 0.6, 0.4$  y  $0.14 \mu\text{m}$  respectivamente.

Existe un proceso de calibración de los datos de NICMOS estándar, que utiliza las tareas `calnica` y `calnicb` del paquete `stsdas.hst_calib.nicmos` de IRAF.

La primera de ellas actúa sobre las imágenes tal y como fueron tomadas por NICMOS y elimina todos los rasgos en las mismas debidos al instrumento, realizando las siguientes correcciones:

- Substracción de la lectura cero en todas las lecturas.
- Señalización de los píxeles malos mediante la utilización de una máscara.
- Corrección del *bias*.
- Estimación de errores asociados a los datos iniciales usando un modelo de ruido para el detector.
- Eliminación de la corriente de oscuridad.
- Corrección de la respuesta no lineal del detector.
- Corrección de las diferencias de ganancia utilizando un *flat*.
- Conversión de cuentas a ritmo de cuentas dividiendo por el tiempo de exposición.
- Calibración fotométrica, añadiendo en la cabecera de las imágenes los parámetros necesarios para ello.
- Identificación de los píxeles susceptibles de haber sufrido el impacto de un rayo cósmico.

---

<sup>6</sup><http://www.stsci.edu/resources/>

Para cada galaxia y filtro, se dispone de conjuntos de cuatro o cinco imágenes desplazadas ligeramente unas de otras. Esta forma de observar se conoce como *dither* y permite identificar y corregir defectos producidos en algunos píxeles del detector. Cada uno de estos conjuntos constituye una *asociación*. `calnicb` actúa sobre ellos combinando las imágenes individuales. Éste es el último paso en la reducción estándar y lleva a cabo, además, la substracción del fondo y la identificación de las fuentes individuales.

Las imágenes de archivo ya habían sufrido este proceso. No obstante, se prefirió volver a reducir los datos, pues en el momento de trabajar con estas imágenes se disponía de mejores ficheros de referencia y de nuevas tareas que corregían mejor alguno de los defectos de las imágenes de NICMOS.

Procedimos de la siguiente manera. Una vez indicados los nuevos ficheros de referencia, aplicamos `calnica` a nuestros datos, como en el proceso estándar de reducción. Después, corregimos del efecto de *pedestal* de corriente de oscuridad. Este efecto es una señal aditiva que aparece en las imágenes de NICMOS siempre que los amplificadores se encienden. Su valor depende del cuadrante de la cámara y está alrededor de las 40–50 DN. Su efecto más notable es la presencia de residuos de *flatfield* en las imágenes calibradas. La corrección de este efecto no está incluida en el proceso estándar de calibración de las imágenes de NICMOS, por lo que, en este momento, se utilizó la tarea `pedsub` del paquete `stdas.hst_calib.nicmos`, que mide y elimina el efecto del pedestal de corriente de oscuridad. Dicha tarea funciona bien en casi cualquier tipo de imágenes de NICMOS, independientemente de si contiene pocas fuentes o un campo muy poblado, por lo que se prefirió frente a otras como `pedsky`, que, aunque también corregía de este efecto, sólo era apropiada para imágenes prácticamente vacías, libres de objetos brillantes y extensos.

En este punto, las imágenes individuales están completamente reducidas, sin embargo, las fila y columna que separan los cuadrantes quedan bastante marcadas, por lo que, antes de continuar, utilizamos la tarea `fixpix` del paquete `cl.proto` de IRAF, que sustituye estas fila y columna por lo obtenido de interpolar las filas y columnas adyacentes.

Por último, se obtuvieron las imágenes reducidas finales a partir de cada asociación con `calnicb`.

Para calibrar los datos de NICMOS, el ritmo de cuentas integrado en una abertura dada se convirtió a magnitudes en el sistema Vega usando la ecuación:

$$m_{\lambda} = -2.5 \times \log \left[ \text{PHOTFNU} \times \text{DN} \times \text{ZP}(\text{Vega})^{-1} \right] \quad (4.2)$$

donde DN es el ritmo de cuentas en una abertura dada,  $\lambda = \text{F110W, F160W, F222M}$ ,  $\text{PHOTFNU} = 1.861\text{E-6, } 2.066\text{E-6, } 5.214\text{E-6 Jy sec DN}^{-1}$  y  $\text{ZP}(\text{Vega}) = 1775, 1040, 610 \text{ Jy}$ .

Se puede obtener más información sobre la reducción, calibración y análisis de datos de NICMOS en Dickinson (2002) o en la página web del STScI.

Finalmente, como todas las imágenes iban a ser comparadas entre sí y con los datos de INTEGRAL, para mayor comodidad, tanto las imágenes de WFPC2 como de NICMOS se rotaron de tal modo que siempre quedara el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda. Se utilizó la tarea `north` del paquete `stdas.hst_calib.ctools` para saber el ángulo que había que rotar nuestras imágenes y `rotate` del paquete `cl.images.imgeom` para rotarlas.

### 4.2.3. Transformación del sistema de filtros del HST al sistema Johnson

Los diagramas color-color que se van a utilizar en la tesis contienen los colores en el sistema Johnson-Cousin. Dado que los datos del HST se tomaron en unas bandas similares pero no iguales al conjunto  $I$ ,  $J$ ,  $H$  y  $K$  era necesario convertir los valores observados a este sistema.

Tabla 4.8: Colores en el sistema Johnson y en el sistema del HST para los modelos utilizados para obtener una transformación entre el color F814W–F110W y  $I - J$ .

Modelo	$I - J$	F814W–F110W	$J - H$	F110W–F160W	$H - K$	F160W–F222M
Cuásar	0.85	0.57	0.91	1.11	0.96	1.07
Rad. I-I	0.95	0.69	0.69	0.88	0.67	0.76
b.i. 5 Ma	0.05	0.01	0.13	0.17	0.13	0.16
b.i. 100 Ma	0.54	0.38	0.50	0.60	0.10	0.19
b.i. 5 Ma ( $E(B - V) = 1$ )	1.13	0.82	0.53	0.77	0.36	0.43
b.i. 100 Ma ( $E(B - V) = 1$ )	1.62	1.21	0.89	1.17	0.32	0.45

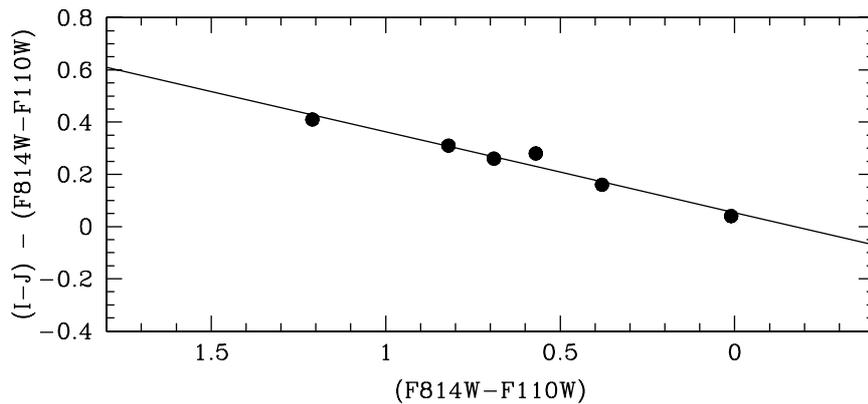


Figura 4.10: Transformación para  $I - J$  y diferencia entre el color F814W–F110W y  $I - J$  para los modelos de prueba que aparecen en la tabla 4.8.

En vista de que no conocemos *a priori* la SED de las regiones objeto de estudio, no es posible eliminar de forma exacta las incertidumbres en los colores y magnitudes debidos a la utilización de un conjunto de filtros diferente del estándar pero podemos estimar de forma adecuada la diferencia de colores utilizando transformaciones entre estos dos sistemas. Para los colores  $J - H$  y  $H - K$  utilizamos las propuestas por Origlia & Leitherer (2000). En el caso del color  $I - J$ , no se disponía de una transformación equivalente, por lo que evaluamos los colores  $I - J$  y F814W–F110W para varios de los modelos presentados en la sección 5.3.2 y ajustamos las diferencias entre ellos a una recta. De este modo, podíamos evaluar el color  $I - J$  como:

$$I - J = 1.054 \times (F814W - F110W) + 0.309 \quad (4.3)$$

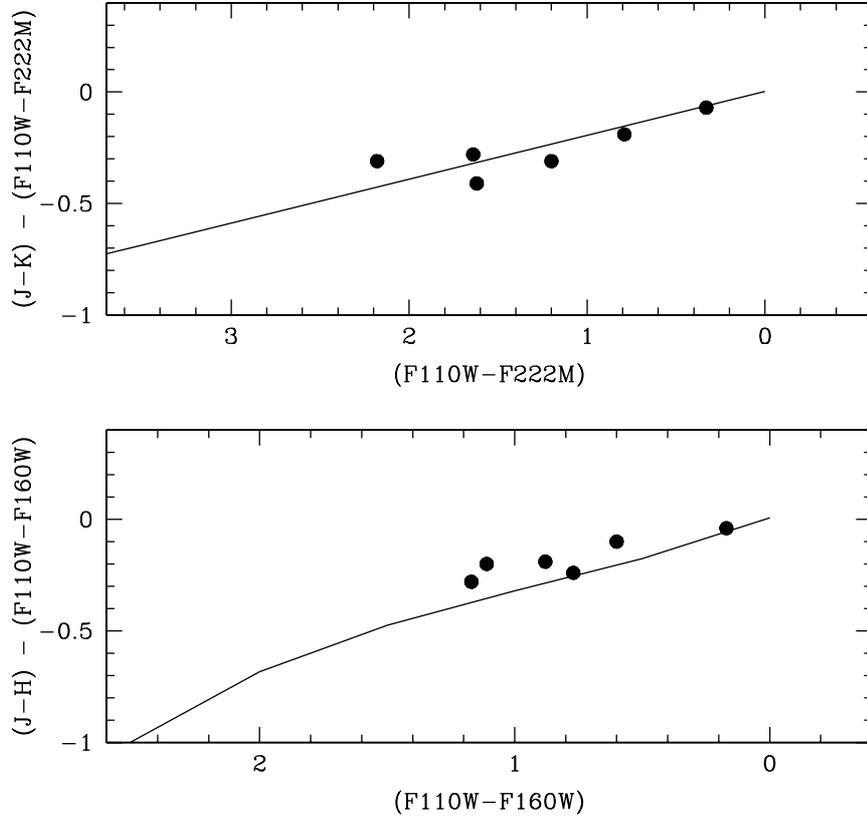


Figura 4.11: Transformaciones propuestas por Origlia et al. (2000) y diferencia entre los colores del HST y del sistema Johnson para los modelos de prueba que aparecen en la tabla 4.8.

En la tabla 4.8 aparecen los colores en uno y otro sistema para los modelos utilizados: un cuásar, radiación libre-libre, un brote instantáneo de formación estelar muy joven (5 Ma), otro de edad intermedia (100 Ma) y esos mismos brotes sometidos a una extinción de  $E(B - V) = 1$ . La figura 4.10 muestra la diferencia entre los colores en el sistema Johnson-Cousin y en el sistema del HST en función del color observado. Aparecen los modelos de prueba de la tabla 4.8 y el ajuste a los mismos. Además de  $I - J$  y  $F814W - F110W$ , evaluamos el resto de los colores para ver cómo de buenas resultaban las transformaciones de Origlia & Leitherer (2000) en nuestro caso. Dicha comparación se muestra en la figura 4.11.

### 4.3. Astrometría relativa de INTEGRAL y HST

Al final del proceso de reducción se dispone de una serie de imágenes o mapas tomados con diferentes instrumentos y presentando distinta resolución y escala. Estas imágenes se alinearon y pusieron en un mismo sistema de referencia utilizando las imágenes del conti-

---

nuo en  $H\alpha$ , por parte de INTEGRAL y la imagen en la banda F814W de WFPC2/HST. Estas dos imágenes deben ser similares, ya que observan un rango del continuo parecido (aunque, lógicamente, con mayor resolución espacial en el caso de la imagen del HST), lo que permite identificar de forma sencilla las estructuras morfológicas equivalentes en cada una de ellas. Esto permite establecer la posición absoluta de los mapas de INTEGRAL con una incertidumbre de  $\lesssim 0''.3$  con respecto al sistema de referencia del HST. Por otra parte, las imágenes de la WFPC2 y NICMOS se pusieron en el mismo sistema de referencia utilizando las estructuras puntuales presentes en ambas imágenes.

# 5

---

## Análisis general de datos

En este capítulo, se describe el esquema general que se ha seguido para analizar estas tres galaxias incluyendo una descripción de los métodos utilizados para derivar las diferentes características espectrales y magnitudes físicas de interés. A veces, las peculiaridades propias de una galaxia o región obligaron a apartarse del esquema general aquí descrito. Los casos en que eso ocurre se describen en el apartado correspondiente dentro del capítulo dedicado a cada galaxia. Dividiremos el análisis de estas galaxias en cuatro partes:

1. Descripción morfológica de la componente estelar y del gas ionizado.
2. Estimación de la masa de los sistemas.
3. Estudio de las fuentes de ionización del gas.
4. Análisis cinemático.

### 5.1. Descripción morfológica

En primer lugar se ha realizado un estudio morfológico, tanto de la componente estelar como de las regiones de ionización en las diferentes líneas de emisión, con el que se pretende identificar las diferentes características morfológicas de interés, como pueden ser los núcleos, colas de marea, cúmulos extranucleares o candidatas a galaxias enanas de marea (TDG). Para ello se han utilizado los mapas de flujo (continuo y líneas), y las imágenes del HST.

En el caso de los datos de INTEGRAL, existen varias técnicas para obtener las características espectrales de interés para cada espectro individual:

**Selección de filtros:** Este método permite medir flujos tanto en las líneas como en el continuo. Consiste en seleccionar un rango de longitud de onda del espectro observado, simulando la acción de un filtro. En principio, dicho rango va a ser el mismo para todas las fibras, por lo que esta selección debe hacerse con mucho cuidado, sobre todo en las líneas. El filtro debe ser lo más estrecho posible (disminuye el ruido debido al

detector y, en el caso de las líneas, el ruido poissoniano debido al continuo), pero lo suficientemente ancho como para que no se pierda contribución al flujo de la línea de interés en ninguna de las fibras. Las velocidades relativas del gas en las diferentes zonas de una galaxia provocan que la longitud de onda central y anchura a media altura de una determinada línea cambie de una fibra a otra. En aquéllas que se encuentran aisladas, esto no suele representar un problema, ya que basta con escoger un rango de longitud de onda suficientemente amplio para que quede asegurado que todo el flujo de la línea está siendo tenido en cuenta. Cuando varias líneas no están resueltas (o separadas) el problema es más complejo. Por ejemplo, en  $H\alpha$  (6563 Å), según cómo se escoja el filtro, puede que se esté incluyendo contribución de las líneas de  $[NII]\lambda\lambda 6548,6584$  y, dado que el cociente  $[NII]\lambda 6584 / H\alpha$  en los LINERs es relativamente elevado ( $\gtrsim 0.6$ ), este efecto puede ser importante, por lo que en estos casos este método no es muy aconsejable.

Éste es el método más sencillo para obtener flujos. Con él se obtuvieron los mapas de continuos estelares cercanos a  $H\alpha$  y  $H\beta$ , promediando los flujos medidos en dos filtros, uno al azul y otro al rojo de la línea de interés. También se utilizó para realizar un análisis morfológico preliminar en las líneas de emisión. La tarea utilizada para ello fue `blkavg` del paquete `images.imgeom` de IRAF.

Para realizar este tipo de mapas, se rechazaron aquellas fibras con un espectro cuya relación S/R en el rango de interés era menor que 3.

**Ajustes de las líneas:** Esta técnica permite medir el flujo, la longitud de onda central y la anchura de una determinada línea, así como la detección y caracterización de varias componentes en una misma línea de emisión. Se ha empleado para realizar el estudio morfológico definitivo en las diferentes líneas y para el análisis de los campos de velocidad. En una primera aproximación ajustamos nuestros perfiles a una única gaussiana imponiendo las siguientes restricciones:

- El doblete  $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$  se ajustó fijando la diferencia de longitud de onda entre las líneas e imponiendo una razón de flujos igual a 3 y la misma anchura para las dos líneas.
- El doblete  $[SII]\lambda\lambda 6716,6731$  se ajustó fijando la diferencia de longitud de onda entre las líneas, imponiendo la misma anchura para ambas y dejando libre la razón de flujos, ya que dicha razón es un indicador de la densidad electrónica presente en el medio.
- El complejo  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548,6584$  se ajustó fijando la separación en longitud de onda entre las líneas, imponiendo la misma anchura para todas ellas y una razón de flujo para las líneas de nitrógeno igual a 3.
- Las líneas de  $H\beta$  y  $[OI]\lambda 6300$  se ajustaron independientemente y sin ninguna restricción.
- En general, los espectros no mostraban indicios claros que apuntaran hacia la existencia de líneas de absorción estelares en  $H\alpha$  y  $H\beta$  aunque estas podrían estar presentes en el caso de que en una determinada región de ionización hubiera una población estelar vieja añadida. Para intentar eliminar esta contribución, se

podría utilizar espectros del propio sistema sin líneas de emisión. Sin embargo, para estas galaxias no existen espectros de este tipo de suficiente calidad, por lo que se ha optado por estimar la influencia de una posible componente de este tipo en las medidas sin realizar ninguna corrección, ya que *a priori* no sabemos si ésta está presente y en que proporción. Para los valores de anchuras equivalentes típicos en estas galaxias, una componente estelar de  $EW_{\text{abs}}(\text{H}\alpha) = EW_{\text{abs}}(\text{H}\beta) \sim 2 \text{ \AA}$ , afectaría sobre todo a la línea de emisión de  $\text{H}\beta$  ( $EW(\text{H}\beta) \sim 2 - 20 \text{ \AA}$ ) y, por consiguiente, al cociente  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ , que se vería disminuido hasta  $\sim 0.3$  dex. El efecto en  $\text{H}\alpha$  ( $EW(\text{H}\alpha) \sim 30 - 250 \text{ \AA}$ ) y en los cocientes en los que esta línea interviene es despreciable. De existir unas líneas de absorción estelar importantes, probablemente el efecto más grave se produciría en la determinación de la extinción que podría ser sobreestimada hasta por  $\Delta E(B - V) \sim 0.6$  si la línea de emisión  $\text{H}\beta$  es muy débil frente a la de absorción.

Para realizar los ajustes, se utilizó el paquete `dipso` del paquete `figaro` dentro del entorno STARLINK<sup>1</sup>.

**Correlación cruzada:** Esta técnica compara el espectro de las diferentes fibras con una que se ha tomado como referencia. Permite obtener el campo de velocidades. Aparece aquí por completitud ya que no se ha utilizado en la presente tesis.

Una vez obtenido el flujo en cada fibra individual, creamos mapas como se explica en la sección 4.1.2. Así para cada galaxia se disponía de dos continuos estelares con los datos de INTEGRAL, en  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$ , cuatro continuos más al rojo con las imágenes de WFPC2/F814W y NICMOS/F110W, F160W, F222M, para analizar la componente estelar, y mapas en las líneas (del azul al rojo) de  $\text{H}\beta$ ,  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ ,  $[\text{OI}]\lambda 6300$ ,  $\text{H}\alpha$ ,  $[\text{NII}]\lambda 6584$  y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716, 6731$  para el análisis del gas ionizado.

## 5.2. Estimación de la masa de las galaxias en proceso de fusión

Para caracterizar adecuadamente los procesos de fusión que tienen lugar en las ULIRGs y saber que papel juegan dentro de los modelos jerárquicos de formación y evolución de galaxias es necesario estimar la masa de las galaxias que intervienen en dichos procesos, así como la del sistema resultante. A continuación se describen las dos maneras a partir de las cuales se estimó la masa de las galaxias objeto de estudio en esta tesis.

### 5.2.1. Estimación de la masa a partir de la luminosidad en $H$

Es posible estimar la luminosidad y masa *estelar* a partir de medidas en la banda  $H$ . De todos los disponibles, este filtro es el más adecuado ya que no está tan afectado de extinción como las bandas más hacia el azul ( $I$ ,  $J$ ), y tampoco se espera que la contribución del polvo caliente al flujo medido en esta banda sea importante, como puede suceder en filtros más rojos ( $K$ ). Sin embargo, puede ocurrir que la extinción sea tan alta que aún  $H$  no permita una buena estimación de la masa.

<sup>1</sup><http://star-www.rl.ac.uk/>

En los casos en que las dos galaxias implicadas en el proceso de fusión eran claramente distinguibles (IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447), se estimó también la masa y luminosidad de cada una de ellas. Esta estimación debe realizarse con cuidado, ya que a grandes distancias de los núcleos y/o en la zona entre las galaxias, ambas pueden contribuir al flujo observado, por lo que se ha procedido de la siguiente manera. Primero, se midieron las magnitudes en aberturas de  $r = 1''.5$  centradas en los núcleos. Estas aberturas son lo suficientemente grandes como para recoger la mayor parte del flujo de cada galaxia (generalmente  $r_{\text{eff}} \sim 1''$  para las ULIRGs e.g. Colina et al. 2001; Genzel et al. 2001), pero lo suficientemente pequeñas como para que en ninguno de los dos casos se solapen.

Segundo, para tener en cuenta lo que ha quedado fuera de estas aberturas, se ha medido el flujo total del sistema en una apertura de  $r = 6''.0$  y se ha considerado que las galaxias individuales contribuyen a dicho flujo en la proporción que indica el cociente obtenido a partir de las medidas en las aberturas de  $r = 1''.5$ . Esto nos da una cota inferior para la magnitud y luminosidad de las galaxias constituyentes y sistema.

Por último, se tuvieron en cuenta los efectos de la extinción, corrigiendo las medidas anteriores con los valores promedios de  $E(B - V)$  medidos para las aberturas de  $r = 1''.5$  y para las partes más externas de la galaxia.

En el caso de IRAS 15250+3609 se realizó una medida en una apertura de  $r = 2''.0$  que se corrigió posteriormente con la extinción que se había medido para el núcleo y otra medida en una apertura que cubriera toda la galaxia que, una vez sustraída la contribución de la medida anterior, se corrigió con el valor de la extinción medido en las partes más externas.

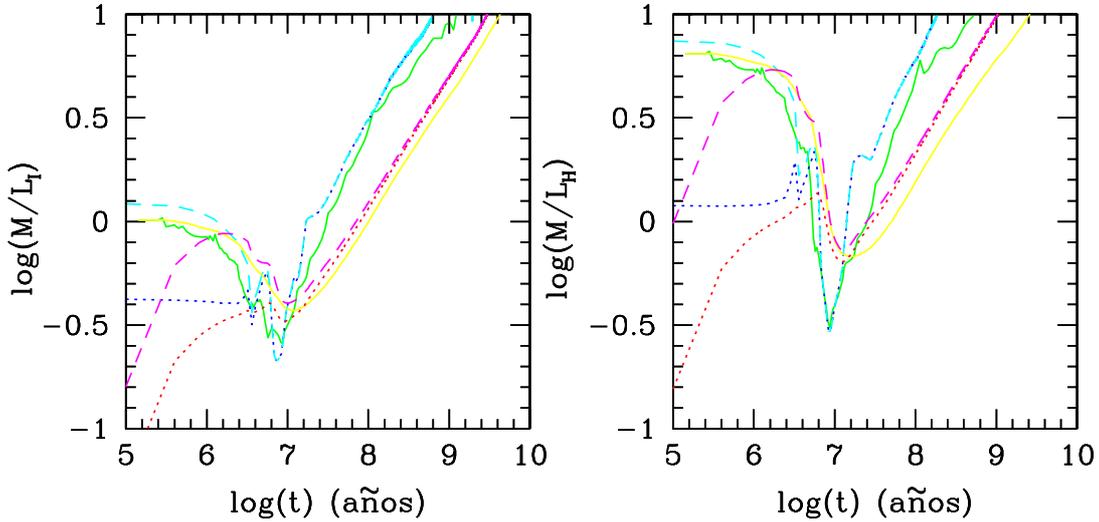


Figura 5.1: Relaciones  $M/L$  en  $I$  (a la izquierda) y en  $H$  (a la derecha) para los modelos presentados en las figuras 5.4 y 5.5.

Para la conversión de luminosidad a masa, se supuso una relación  $M/L_H = 1.0$  similar a la encontrada para galaxias espirales (de Jong 1996; McGaugh et al. 2000; Bell & de Jong 2001). Normalmente, las conversiones de  $M/L$  se basan en modelos de síntesis de poblaciones estelares. En la figura 5.1 se muestran las relaciones  $M/L$  en las bandas  $I$  y  $H$

en función de la edad de la población estelar para los diferentes modelos que se han empleado en esta tesis (véase subsección 5.3.2). Una relación  $M/L_H \sim 1.0$  parece adecuada para el tipo de población estelar que se espera que aporte la mayor parte del flujo en la banda  $H$  (brote de  $\sim 10^7 - 10^8$  años), pero hay que tener presente que la posible contribución de una población muy joven podría elevar esta razón en un factor  $\sim 3$  mientras que una población estelar con una FIM con  $M_{inf} = 1.0 M_\odot$  en lugar de  $M_{inf} = 0.1 M_\odot$  disminuiría esta razón en un factor  $\sim 0.39$ .

Para derivar y comparar con la literatura, se supuso una  $M_H = -24.2$  para una galaxia  $L^*$  y  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , de acuerdo con Colina et al. (2001) y que  $m_* = 1.4 \times 10^{11} M_\odot$  (Tacconi et al. 2002).

### 5.2.2. Estimación de la masa dinámica de la galaxia

En según que condiciones, es posible utilizar la información cinemática para estimar la masa dinámica de una galaxia (Combes et al. 2002).

Para un disco en equilibrio dinámico, y en el que las fuerzas debidas a la presión y la dispersión de velocidades son despreciables, se puede estimar la masa dentro de un radio  $R$  como:

$$M_{\text{tot}} = cte \frac{V_{\text{rot}}^2 R}{G}, \quad (5.1)$$

donde  $V_{\text{rot}}$  es la velocidad de rotación en  $R$ ,  $G$  es la constante gravitatoria universal y  $cte$  está entre 0.6 y 1 y depende de la distribución de masa que se asuma (Lequeux 1983). Suponiendo  $cte = 1$ ,  $V_{\text{rot}}$  en  $\text{km s}^{-1}$ ,  $R$  en  $\text{kpc}$  y  $M_{\text{tot}}$  en  $M_\odot$ , esta fórmula quedaría:

$$M_{\text{tot}} = 2.32 \times 10^5 V_{\text{rot}}^2 R, \quad (5.2)$$

En el caso de que el sistema cuya masa se está estimando no presente rotación pura, el valor determinado de esta manera habrá que considerarlo una cota inferior. En la práctica, no se ha utilizado este método ya que no se han encontrado signos claros de rotación en ninguna de las galaxias analizadas en esta tesis.

Por otra parte, para sistemas esferoidales, en los que no se encuentra rotación o ésta es muy pequeña, es posible estimar la masa a partir del Teorema del Virial:

$$\frac{1}{2} \frac{d^2 I}{dt^2} = 2T + W, \quad (5.3)$$

donde  $I$  es el momento de inercia del sistema,  $T$ , la energía cinética y  $W$ , la energía potencial gravitatoria.

En un sistema aislado y en equilibrio, el primer miembro de la ecuación es nulo y por lo que:

$$M \langle V^2 \rangle = 2T = -W \approx cte \frac{GM^2}{R} \quad (5.4)$$

Para determinar el valor de la constante se requiere una determinada distribución de masas. La hipótesis más común y que será la que se utilice en esta tesis es suponer un perfil de

de Vaucouleurs  $r^{1/4}$  para la luminosidad y que ésta traza la masa. En estas condiciones  $cte = 1/3$  (Combes et al. 2002). Para otras distribuciones, como polítopos de índice  $n = 2 - 5$ , la constante varía de 0.44 a 0.38 (Spitzer 1987). Por otra parte, la dispersión de velocidades en tres dimensiones está relacionada con la dispersión de velocidades observada por  $\langle V^2 \rangle = 3\sigma^2$  (McCradly, Gilbert, & Graham 2003). Así pues, conociendo el radio efectivo (radio que contiene la mitad del flujo del sistema) y la dispersión de velocidades podemos determinar la masa de nuestros sistemas a partir de la ecuación 5.4 como:

$$M = \frac{9R_{\text{eff}}\sigma^2}{G} \quad (5.5)$$

siendo  $R_{\text{eff}}$  el radio efectivo del sistema, definido como aquel que contiene la mitad del flujo total de la galaxia en la banda  $H$ ,  $\sigma$ , la dispersión de velocidades a lo largo de la línea de visión y  $G$ , la constante gravitatoria universal que en las mismas unidades que la ecuación 5.2 quedaría como:

$$M = 2.09 \times 10^6 R_{\text{eff}}\sigma^2 \quad (5.6)$$

donde la constante de proporcionalidad puede variar entre  $2.2 \times 10^6$  (Terlevich & Melnick 1981) y  $1.4 \times 10^6$  (Bender, Burstein, & Faber 1992), dependiendo de si se ha determinado empíricamente o de forma teórica; y en este caso, de la distribución de masas que se suponga.

Este método, al igual que sucedía en la determinación de las masas a partir de la luminosidad en la banda  $H$  presenta algunas incertidumbres. Por una parte, el radio efectivo del sistema se ha determinado sin tener en cuenta los efectos de la extinción (presumiblemente mayor hacia el centro), por lo que probablemente, éste está siendo sobreestimado. Por otra parte, es de esperar que la dispersión de velocidades en un sistema virializado sea mayor hacia el centro lo que implica que al calcularla como el promedio dentro del radio efectivo medido (que es mayor que el real), probablemente ésta se está subestimando. Otra fuente de incertidumbre radica en el hecho de que se están utilizando líneas de emisión del gas para determinar la dispersión de velocidades y se está suponiendo que ésta va a ser similar a la que sufren las estrellas. En cualquier caso, en primera aproximación, podemos dar como válida la ecuación 5.6 para determinar la masa dinámica total de la galaxia.

Así pues, a pesar de que las incertidumbres que conllevan son relativamente importantes, éstos son dos métodos que permiten estimar la masa de los sistemas de dos formas completamente independientes.

### 5.3. Estudio de las fuentes de ionización del gas

#### 5.3.1. Obtención de las magnitudes de interés

Una vez identificadas las regiones de gas ionizado de interés pasamos a un análisis específico de cada una de ellas. En este proceso fue necesario derivar diversas magnitudes a partir de los datos de INTEGRAL. Salvo que se diga explícitamente, esto se realizó fibra a fibra y, con lo obtenido, se creó un mapa de la magnitud deseada<sup>2</sup>, en el que se medía la

<sup>2</sup>Ver apartado de creación de mapas.

cantidad de interés. Éstas fueron:

**Anchuras equivalentes:** Se calculan como:

$$EW(\lambda) = \frac{F_{\text{línea}}}{F_{\text{continuo}}} \times W \times \frac{1}{(z+1)} \quad (5.7)$$

donde  $F_{\text{línea}}$  es el flujo en la línea obtenido del ajuste a una gaussiana,  $F_{\text{continuo}}$  es el flujo integrado en un continuo formado por dos regiones del espectro, una hacia el azul y otra hacia el rojo de la línea, ambos en  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ ,  $W$  es la anchura del continuo en  $\text{\AA}$  y  $1/(z+1)$  es el factor que corrige del desplazamiento al rojo.

**Extinción:** Como se verá en la sección 9.1, existen varias formas de estimar la extinción, dependiendo de la geometría relativa entre el polvo y la fuente emisora que se asuma y los observables de que se disponga, cada una con sus ventajas e inconvenientes. En esta tesis, hemos utilizado las líneas de emisión del hidrógeno y hemos supuesto un modelo de pantalla, en el que el polvo se encuentra formando una lámina entre la fuente emisora y el observador. El efecto de la extinción en el cociente  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  se puede escribir así:

$$\left( \frac{F(\text{H}\alpha)}{F(\text{H}\beta)} \right)_{\text{obs}} = \left( \frac{F(\text{H}\alpha)}{F(\text{H}\beta)} \right)_{\text{teo}} \times 10^{-c[f(\text{H}\alpha)-f(\text{H}\beta)]} \quad (5.8)$$

donde  $(F(\text{H}\alpha)/F(\text{H}\beta))_{\text{obs}}$  es el cociente entre los flujos de  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$  observado,  $(F(\text{H}\alpha)/F(\text{H}\beta))_{\text{teo}}$  es el cociente teórico en ausencia de extinción,  $f(\lambda)$  representa la curva de extinción y vale 0.68 y 1.00 para  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$  respectivamente y  $c$  es una medida de la cantidad de enrojecimiento ( $E(B-V) = 0.69 c$ ). Suponiendo  $(F(\text{H}\alpha)/F(\text{H}\beta))_{\text{teo}} = 2.86$  (decremento de recombinación Balmer para  $T = 10^4 \text{ K}$  y  $N_e = 10^4 \text{ cm}^{-3}$ ), y utilizando la curva de enrojecimiento de Whitford parametrizada tal y como se explica en Miller & Mathews (1972), pero con  $R=3.1$  (Rieke & Lebofsky 1985) calculamos el exceso de color  $E(B-V)$  como:

$$E(B-V) = 2.14 \times \log \left( \frac{(F(\text{H}\alpha)/F(\text{H}\beta))_{\text{obs}}}{2.86} \right) \quad (5.9)$$

Aunque éste ha sido el método utilizado en el análisis individual de cada galaxia, en la sección 9.1 se discutirán los efectos de haber supuesto otra geometría para la distribución de polvo y fuente emisora o de haber utilizado otros observables para estimar la extinción.

**Diagramas de diagnóstico/Cocientes de líneas:** Cada una de las regiones de interés se clasificó espectroscópicamente en el óptico, utilizando los diagramas de diagnóstico descritos en Veilleux & Osterbrock (1987), para lo que se calcularon los cocientes de  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ ,  $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ ,  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ , y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  (corregidos de extinción con los valores obtenidos en el punto anterior). De este modo, podemos clasificar nuestras regiones ionizadas como HII, Seyfert 2 o LINER. Si bien estos

diagramas son los más utilizados para realizar una clasificación espectral, hay ocasiones en que un mismo objeto se clasifica en un grupo diferente dependiendo del diagrama utilizado. Además, los límites de las regiones asociadas a una u otra clase de objeto se obtuvieron de una forma empírica, por lo que los cocientes también se compararon con las fronteras teóricas propuestas en Kewley et al. (2001a) para modelos de brotes de formación estelar en estos mismos diagramas de diagnóstico. Estos límites parece que clasifican los diferentes objetos extragalácticos de una forma menos ambigua (Kewley et al. 2001b). En la figura 5.2 se muestran los diagramas de diagnóstico utilizados. En ellos se han señalado las regiones que ocupan los diferentes tipos de ionización.

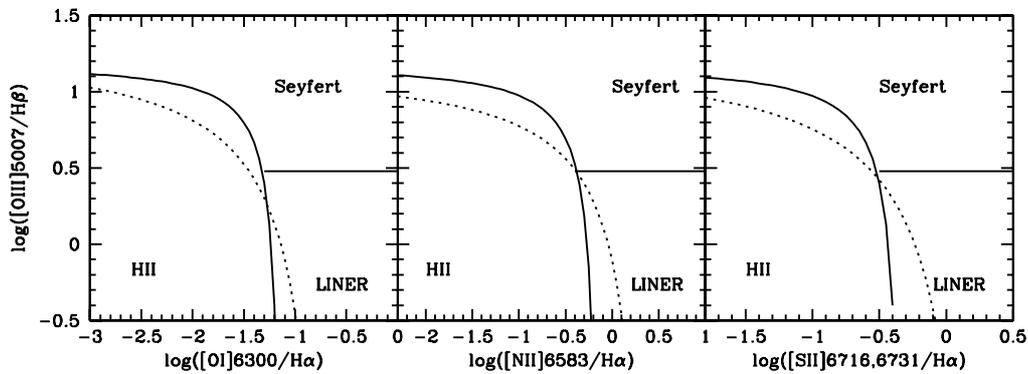


Figura 5.2: Diagramas de diagnóstico utilizados. Se muestran las fronteras empíricas propuestas por Veilleux & Osterbrock (1987) en línea continua y las teóricas propuestas por Kewley et al. (2001a) en línea discontinua.

Estos diagramas se basan en la utilización de dos índices por lo que, para analizar la estructura de ionización, resulta complicado representar de una forma clara y conjunta la información que de ellos se obtiene junto con la información espacial asociada a la posición de un espectro dentro del haz. Sin embargo, ya que para un rango amplio del cociente  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ , el resto de los cocientes permiten distinguir entre un estado de ionización de tipo LINER o de tipo región HII, se han utilizado los mapas de los cocientes de líneas más brillantes ( $[NII]\lambda 6583/H\alpha$  y  $[SII]\lambda\lambda 6717,6731/H\alpha$ ) para analizar la estructura de ionización. El primero de ellos implica a las dos líneas más fuertes de las que se dispone, por lo que en principio, tienen asociados unos errores menores y se detectan en una porción mayor del campo de INTEGRAL. Además,  $H\alpha$  y  $[NII]\lambda 6584$  son dos líneas muy próximas en longitud de onda, por lo que este cociente se puede analizar sin corregir de extinción, es decir, no es necesario restringirse a aquellas partes del campo donde ha sido posible calcular  $E(B - V)$ . En cuanto al cociente  $[SII]\lambda\lambda 6717,6731/H\alpha$ , resulta algo menos fiable, ya que en el caso de las líneas de azufre, puede haber problemas en la determinación del continuo debido a restos de líneas atmosféricas que pudieran quedar tras la substracción del cielo. Además el efecto de la extinción es algo mayor. Aún así, para no estar limitados en campo a las zonas donde ha sido posible estimarla, hemos utilizado este cociente también sin corregir de extinción, teniendo en cuenta que si ésta es moderada, el valor del cociente

apenas varía, mientras que en las zonas donde es más elevada ( $E(B - V) \gtrsim 1.0$ ), la no corrección por extinción produce que se observe un cociente propio de una región con una excitación ligeramente menor que la real ( $\lesssim 0.1$  dex).

Para tener una estimación del error en el cálculo de los cocientes correspondientes a cada región, se ha utilizado el determinado a partir de los ajustes a gaussianas para la fibra más cercana a dicha región.

**Flujo en  $H\alpha$  ( $F(H\alpha)_{\text{obs}}$ ):** Buscando un compromiso entre la necesidad de medir todo el flujo en  $H\alpha$  correspondiente a una región de interés y evitar la contaminación debida a otras regiones o elementos cercanos, todos los flujos y luminosidades en  $H\alpha$  que aparecen en esta tesis se midieron en aberturas de  $1''.0$  de radio.

**Luminosidad en  $H\alpha$ :** La luminosidad en  $H\alpha$  es posible obtenerla a partir de:

$$L(H\alpha) = 4\pi D_L^2 \times F(H\alpha)_{\text{obs}} \times 10^{ef(H\alpha)} \quad (5.10)$$

donde  $D_L = cz/H_0$  es la distancia lumínica, y el resto de variables ya se han definido anteriormente.

En cuanto a las magnitudes derivadas a partir de las imágenes del HST:

**Magnitudes observadas:** Las magnitudes de los núcleos de nuestras galaxias en las diferentes bandas se midieron utilizando una abertura circular de 2.5 kpc de diámetro, para poder comparar con otras observaciones (Surace & Sanders 1999; Surace, Sanders, & Evans 2000; Colina et al. 2001).

En el caso de las regiones de formación estelar extranucleares, se explicará en cada galaxia particular la forma y tamaño de la abertura escogida.

En cuanto a la substracción del cielo se refiere, en el caso de las imágenes de WFPC2, se obtuvo como el valor promedio del cielo medido en una región lo suficientemente alejada de la galaxia. En el caso de las imágenes de NICMOS, la señal debida al cielo era tan baja que no fue necesario substraeirla. Los errores estimados en la medida de las magnitudes en las imágenes del *HST* fueron  $\lesssim 0.1$  mag.

**Magnitudes absolutas:** Las magnitudes observadas fueron corregidas de los efectos de la extinción a lo largo de la línea de visión, utilizando los valores de  $E(B - V)$  obtenidos a partir del decremento de Balmer:

$$M_\lambda = m_\lambda - 5 \log(D_L(\text{pc})) + 5 - A_\lambda \quad (5.11)$$

con  $\lambda = \text{F814W, F110W, F160W, F222M}$ .  $A_\lambda$  se obtuvo a partir de la extinción en el óptico y una curva de enrojecimiento obtenida por interpolación lineal a partir de las relaciones que aparecen en Rieke & Lebofsky (1985). Se ha tenido en cuenta la corrección debida al *redshift*, para cada galaxia y cada filtro evaluando el cociente  $A_\lambda/A_V$  en la longitud de onda en el sistema en reposo correspondiente a la longitud de onda promedio del filtro. En la tabla 5.1 aparecen los valores de  $A_\lambda/A_V$  utilizados en esta tesis.

Tabla 5.1: Valores de  $A_\lambda/A_V$  utilizados en las diferentes bandas y galaxias. La segunda columna muestra el valor de dicho cociente dado por Rieke & Lebofsky (1985) para la banda más próxima a cada uno de los filtros del HST. La tercera columna presenta el valor correspondiente para cada uno de los filtros disponibles a  $z=0$ , obtenidos por interpolación. Las otras tres columnas muestran dicho valor para cada galaxia, una vez tenido en cuenta el *redshift*.

Filtro	Johnson	HST	IRAS 12112+0305	IRAS 14348–1447	IRAS 15250+3609
F814W	0.482	0.476	0.564	0.577	0.539
F110W	0.282	0.325	0.360	0.364	0.352
F160W	0.175	0.184	0.213	0.216	0.207
F222M	0.112	0.111	0.128	0.130	0.124

Se ha tratado todo el problema de la extinción sin separar entre la extinción debida a la Vía Láctea y la propia de la galaxia objeto de estudio. Sin embargo, según la base de datos NED, la extinción galáctica que sufren estos sistemas es muy pequeña ( $E(B - V)_{VL} = 0.021, 0.122, 0.019$  para IRAS 12112+0305, IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+0306, respectivamente). A modo de prueba, comparamos la magnitud en  $I$  corregida de extinción que se derivaría para IRAS 14348–1447 en el caso de que midieramos  $E(B - V)_{obs} \sim 1$  bien suponiendo que toda la extinción se debe a la galaxia, bien separando en una componente debida a la Vía Láctea y otra debida al sistema y obtuvimos una diferencia de  $< 0.02$  mag. Esta diferencia es mínima, y mayor de lo que se esperaba encontrar en nuestras galaxias, ya que escogimos como ejemplo la galaxia con mayor  $E(B - V)_{VL}$  y supusimos un valor de  $E(B - V)_{obs}$  algo menor de lo que esperábamos encontrar, factores que actúan a favor de una mayor influencia de la extinción galáctica.

### 5.3.2. Modelización de la distribución espectral de energía

Con el objeto de caracterizar adecuadamente las diferentes regiones ionizantes, todos estos observables se compararon con los valores obtenidos para diferentes modelos.

Para modelar los brotes de formación estelar se utilizaron modelos de síntesis de poblaciones que estiman la cantidad de estrellas para cada masa y estado evolutivo en función del tiempo y después calculan el espectro integrado de la población estelar sumando los correspondientes a las estrellas individuales. En esta tesis se han utilizado STARBURST99 (Leitherer et al. 1999), SB99<sup>3</sup>, y una versión mejorada de GISSEL (Bruzual A. & Charlot 1993), BC95<sup>4</sup>. Cada conjunto de modelos de síntesis de poblaciones presenta sus ventajas e inconvenientes. Así, los modelos de BC95 representan sólo conjuntos de estrellas mientras que SB99 incluye también la emisión del continuo nebuloso, que tiene efectos importantes a longitudes de onda menores que 4000 Å y mayores que 1.5 μm. Además, al tener en cuenta la emisión nebulosa, con SB99 es posible utilizar las luminosidades y anchuras equivalentes en las líneas de emisión para estimar masas y edades de determinadas regiones de interés. Esto no es posible con BC95. Sin embargo, este conjunto de modelos alcanza mayores edades

<sup>3</sup><http://www.stsci.edu/science/starburst99/>

<sup>4</sup>[http://www.stsci.edu/instruments/observatory/cdbs/cdbs\\_bc95.html](http://www.stsci.edu/instruments/observatory/cdbs/cdbs_bc95.html)

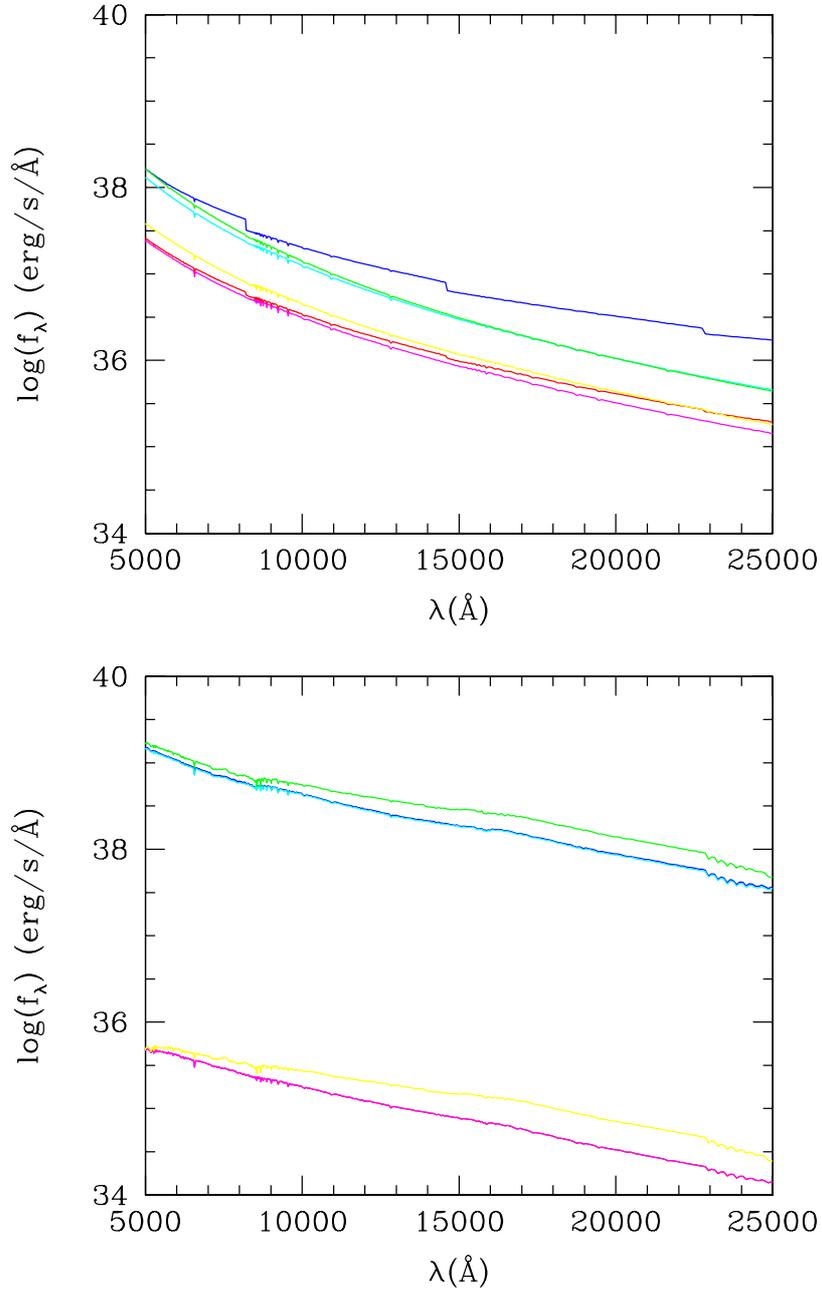


Figura 5.3: SED en el rango de longitud de onda de interés para los modelos de síntesis de poblaciones utilizados. El recuadro superior muestra los modelos jóvenes (5 Ma), mientras que el recuadro inferior contiene modelos de edad intermedia (1 Ga). En cada gráfica se muestran tres brotes instantáneos de  $M_{\text{tot}} = 10^6 M_\odot$  y tres continuos con  $\text{RFE} = 1 M_\odot \text{ año}^{-1}$ : de BC95, en verde y amarillo respectivamente, de SB99 sin incluir la contribución del continuo nebuloso, en turquesa y fucsia y de SB99 con dicha contribución incluida, en azul y rojo.

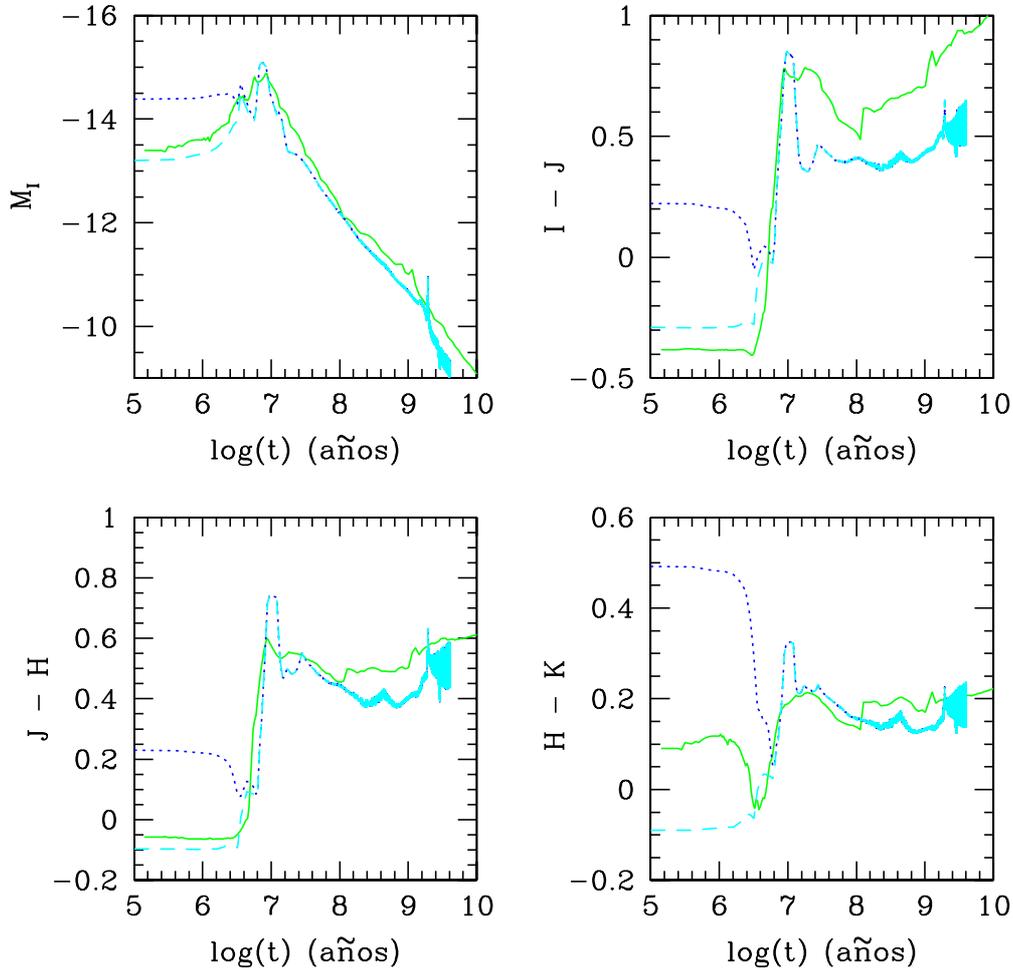


Figura 5.4: Comparación de diferentes modelos de brotes instantáneos de poblaciones estelares. Se muestran un modelo de BC95 (continuo verde), un modelo de SB99 en el que se ha tenido en cuenta la contribución del continuo nebuloso (trazo corto azul) y un modelo de SB99 en el que dicha contribución no se ha tenido en cuenta (trazo largo turquesa). Todos tienen  $Z = Z_{\odot}$ , FIM de Salpeter y una masa total de  $10^6 M_{\odot}$ .

que SB99, por lo que es más adecuado para analizar una posible población vieja, y ofrece la posibilidad de crear modelos con diversos ritmos de formación estelar (RFE), aunque no permite cambiar los límites superior e inferior de la función inicial de masas (FIM) o la metalicidad de la población estelar (supone  $Z = Z_{\odot}$ ). Aunque SB99 sólo resulta útil para poblaciones menores que 1 Ga, y limita las opciones de formación estelar a un brote instantáneo de masa dada o uno continuo de ritmo constante, permite variar los límites superior e inferior de la FIM así como la metalicidad. Ambos permiten elegir entre varias FIMs.

En la figura 5.3 aparece la SED de los modelos que se han escogido para comparar con

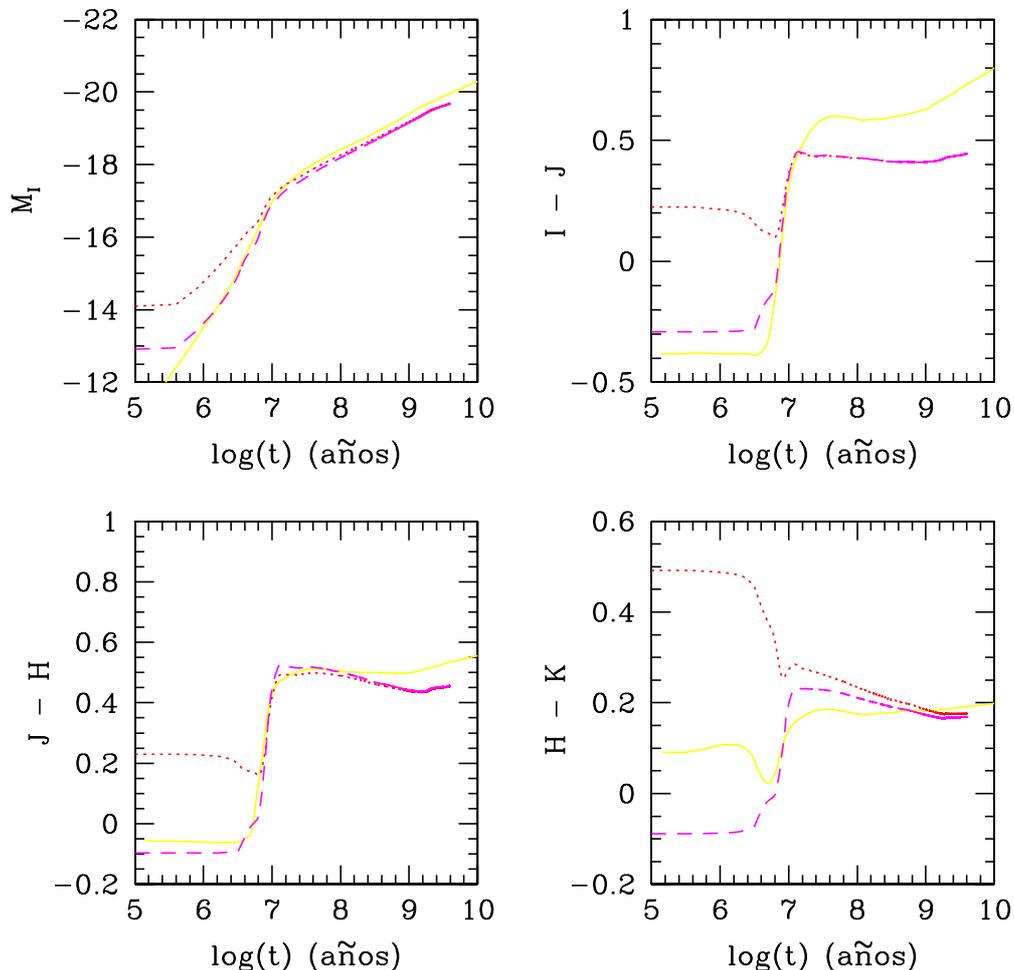


Figura 5.5: Comparación de diferentes modelos de brotes continuos de poblaciones estelares. Se muestran un modelo de BC95 (continuo amarillo), un modelo de SB99 en el que se ha tenido en cuenta la contribución del continuo nebuloso (trazo corto rojo) y un modelo de SB99 en el que dicha contribución no se ha tenido en cuenta (trazo largo fucsia). Todos tienen  $Z = Z_{\odot}$ , FIM de Salpeter y un RFE de  $1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ .

nuestros observables, un brote instantáneo y otro con RFE constante, ambos con una FIM de Salpeter con límite inferior de masa de  $0.1 M_{\odot}$  y superior de  $120 M_{\odot}$ , para SB99 (el máximo permitido) y de  $125 M_{\odot}$  para BC95 (fijado por el código). En todos los casos se supuso  $Z = Z_{\odot}$ . La edad derivada para un brote dado apenas depende de la FIM escogida. Un cambio en el límite superior de masa o en la pendiente de la FIM no afecta al color  $I - J$  y sólo ligeramente ( $\lesssim 0.2$ ), a los colores  $J - H$  y  $H - K$  y únicamente durante el tiempo en que están vivas las estrellas más masivas (unos pocos millones de años). Un cambio en el límite inferior no supone un cambio en los colores, simplemente se reajusta la luminosidad producida por unidad de masa. No existe un conocimiento *a priori* de cual debe ser dicho

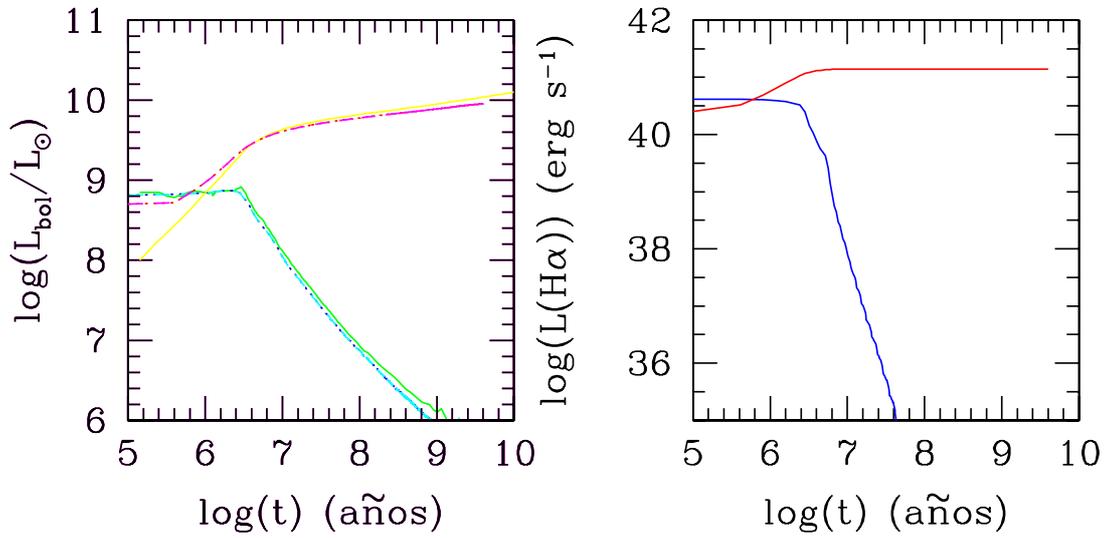


Figura 5.6: Izquierda: Luminosidad bolométrica en función de la edad para para los modelos presentados en las figuras 5.4 y 5.5. Derecha: Luminosidad en H $\alpha$  para los modelos de SB99 que tienen incluidos el gas ionizado.

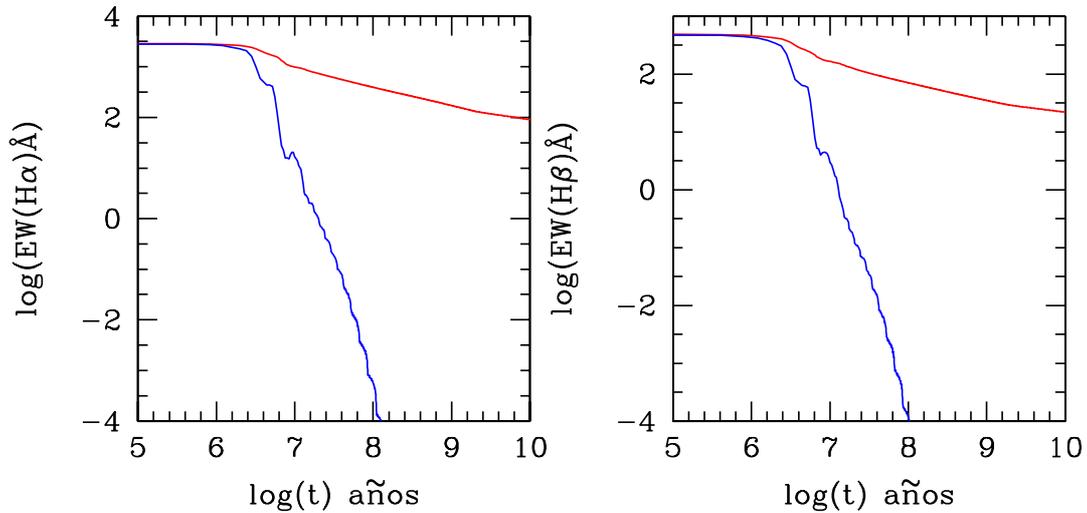


Figura 5.7: Anchuras equivalentes para los modelos de STARBURST99. Se muestra un brote continuo en rojo y un brote instantáneo en azul, ambos con una FIM de Salpeter y  $Z = Z_{\odot}$ .

límite, por lo que hay que tener en cuenta a lo largo de la tesis y a la hora de comparar con otros autores que la elección de un  $M_{\text{inf}} = 1 M_{\odot}$ , por ejemplo, en lugar del  $M_{\text{inf}} = 0.1 M_{\odot}$  utilizado aquí, disminuye la masa derivada para una determinada región en un factor de 0.39.

Las figuras 5.4 y 5.5 muestran cómo se comportan los observables compartidos por todos los modelos en función de la edad del brote. Los colores y magnitudes que se van a

utilizar se ven bastante afectados por el continuo nebuloso en el caso de poblaciones jóvenes ( $\lesssim 10^7$  años), debido a la presencia de estrellas masivas, por lo que en estos casos resulta más adecuado utilizar SB99. En caso de encontrarnos una población vieja ( $\geq 1$  Ga), habrá que inclinarse por BC95.

La figura 5.7 muestra el comportamiento de  $EW(H\alpha)$  y  $EW(H\beta)$  (observables que sólo se pueden comparar con los modelos de STARBURST99) en función de la edad del sistema. Destaca la diferencia de comportamiento entre los dos tipos de brotes. Mientras que para el instantáneo, las anchuras equivalentes disminuyen rápidamente con la edad del sistema, la generación continua de estrellas masivas consigue mantener las anchuras equivalentes del brote continuo en un valor bastante elevado a edades muy avanzadas.

Además de determinadas poblaciones estelares, existen otros elementos que también pueden contribuir a los colores en el infrarrojo cercano y que se modelaron como se explica a continuación.

Los colores utilizados para representar un cuásar típico se obtuvieron construyendo una SED para el óptico e infrarrojo tal y como se explica en Surace & Sanders (1999). La emisión en el continuo se describe con la siguiente función (obtenida a partir del *Bright Quasar Survey* (BQS) de Neugebauer et al. 1987):

$$F_\lambda \propto \lambda^{-(2+\alpha)} \text{ con } \begin{cases} \alpha = -1.4 & \text{si } \lambda > 1\mu\text{m} \\ \alpha = -0.2 & \text{si } \lambda < 1\mu\text{m} \end{cases}$$

Para modelar la contribución de las líneas de emisión se utilizaron las intensidades de líneas relativas propuestas por Davidson & Netzer (1979) y las anchuras equivalentes promedio determinadas por Wills et al. (1993).

La emisión libre-libre se modeló según Osterbrock (1989), pag. 88, suponiendo un factor de Gaunt constante y una temperatura de 15000 K, quedando el espectro de la forma:

$$F_\lambda \propto \lambda^{-2} e^{-hc/\lambda kT} \quad (5.12)$$

donde  $h$  es la constante de Planck,  $c$  es la velocidad de la luz y  $k$ , la constante de Boltzmann.

Por último, el espectro debido al polvo caliente se representó con la función:

$$F_\lambda \propto \lambda^{-2} B_\lambda \propto \lambda^{-7} (e^{-hc/\lambda kT} - 1)^{-1} \quad (5.13)$$

tal y como se explica en Aaronson (1977). Los espectros del cuásar, radiación libre-libre y polvo a diferentes temperaturas modelados en el rango de longitud de onda de interés se muestran en la figura 5.8.

Para ver la influencia del polvo caliente en los colores infrarrojos, se ha escogido un modelo de población estelar representativo, concretamente, un brote instantáneo de formación estelar de SB99 de  $5 \times 10^7$  años, y se han derivado los colores para diferentes proporciones de estrellas y polvo a temperaturas de 600, 800 y 1000 K.

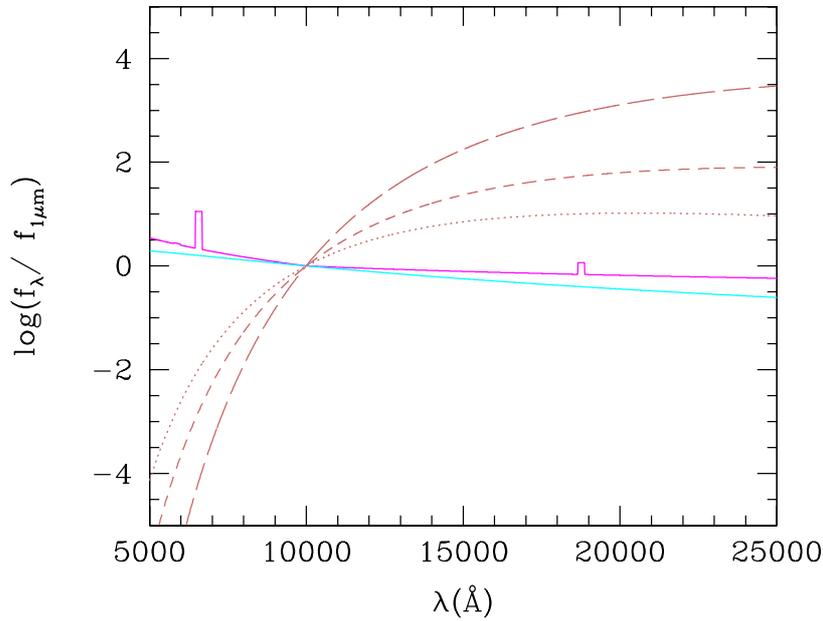


Figura 5.8: SED modelada y normalizada a  $1\mu\text{m}$  de un cuásar (fucsia), radiación libre-libre (turquesa) y polvo (marrón) a  $T = 1000\text{ K}$  (línea de puntos),  $T = 800\text{ K}$  (rayas cortas) y  $T = 600\text{ K}$  (rayas largas) en el rango de longitud de onda de interés.

### 5.3.3. Comparación de los observables obtenidos con los modelos

Para caracterizar las diferentes regiones de ionización, en primer lugar, utilizando su posición en los diagramas de diagnóstico y la información presente en la literatura, determinamos cuál era el mecanismo más probable capaz de ionizar las diferentes regiones.

Seguidamente, y como en la práctica en todas las regiones analizadas éste parecía ser un brote de formación estelar, comparamos nuestros observables con los derivados para una serie de poblaciones estelares discretas compuestas bien de un brote instantáneo de  $4.8 \times 10^6$ ,  $5.6 \times 10^6$ ,  $6.0 \times 10^6$ ,  $6.4 \times 10^6$  o  $6.8 \times 10^6$  años, bien de un brote continuo de  $30 \times 10^6$  años, o bien de un brote de los anteriores mezclado con un brote instantáneo de  $1 \times 10^9$  años representativo de la población estelar anterior al proceso de fusión. Utilizamos la luminosidad en  $\text{H}\alpha$  como principal indicador de la población estelar más reciente y la magnitud en  $H$  (o en  $I$ , en su defecto) con la contribución a la supuesta población joven sustraída como principal indicador de la población vieja. Escogimos como modelo que mejor representaba la población estelar subyacente aquél que predecía unas anchuras equivalentes y magnitudes en  $I$  y  $J$  similares a las observadas. Normalmente, si para esa región se había medido la magnitud en  $K$ , ésta excedía a la predicha por los modelos, atribuyéndose este exceso a la presencia de polvo caliente. En los casos en que los distintos observables eran representativos tanto de un brote instantáneo como de un brote continuo mezclados ambos con una población vieja (núcleos de las galaxias) se prefirió la opción que incluía al brote continuo, en principio más acorde con lo predicho por los modelos para la formación estelar en un *merger* (Mihos & Hernquist 1996).

Hay que tener presente que los colores derivados de los diferentes modelos no se han corregido de desplazamiento al rojo. Sin embargo, estas galaxias son relativamente cercanas ( $z \lesssim 0.08$ ) por lo que no se esperan variaciones importantes en el color debido al *redshift*. A modo de ejemplo, para un brote de formación estelar instantáneo joven ( $5 \times 10^6$  años), los colores podían ser hasta  $(0.01, -0.01, -0.03)^5$  más rojos, mientras que para un modelo moderadamente viejo ( $1 \times 10^8$  años), la variación en los colores podía ser de hasta  $(-0.02, -0.04, -0.03)$ .

#### 5.4. Estudio cinemático

Debido a la complejidad cinemática de estos sistemas, resulta difícil presentar un esquema general de análisis. Sin embargo, hay una serie de aspectos generales que se analizaron en todas las galaxias. Esto es lo que se presenta aquí, dejando las peculiaridades propias de cada objeto para más adelante.

En primer lugar, a partir de los ajustes a una gaussiana en las diferentes líneas de emisión, representamos el campo de velocidades y de dispersión de velocidades para las diferentes líneas y galaxias. La velocidad del gas en cada fibra se obtuvo a partir de la siguiente expresión:

$$v_{\text{helio}} = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_{\text{lab}}}{\lambda_{\text{lab}}} \times c + v_t \quad (5.14)$$

donde  $\lambda_{\text{obs}}$  es la longitud de onda central observada,  $\lambda_{\text{lab}}$  es la longitud de onda de laboratorio de la línea de interés,  $c$  es la velocidad de la luz en  $\text{km s}^{-1}$  y  $v_t$  es una corrección a la velocidad que incluye la rotación de la Tierra, el movimiento de la Tierra con respecto al baricentro Tierra-Luna y la órbita de dicho baricentro con respecto al Sol. Se obtuvo utilizando la tarea `rvcorrect` del paquete `noao.asutil` de IRAF.

Para la dispersión de velocidades se utilizó:

$$\sigma_{\text{gas}} = \Delta v_{\text{gas}} / 2\sqrt{2 \ln 2} \quad (5.15)$$

con

$$\Delta v_{\text{gas}} = \frac{c}{\lambda_{\text{lab}}(1+z)} \times \sqrt{\Delta \lambda_{\text{obs}}^2 - \Delta \lambda_{\text{ins}}^2} \quad (5.16)$$

donde  $\Delta \lambda_{\text{obs}}$  es la anchura a media altura obtenida del ajuste a una gaussiana para las líneas observadas y  $\Delta \lambda_{\text{ins}}$  es la anchura a media altura instrumental. En el caso de INTEGRAL, dicha anchura varía de fibra a fibra, por lo que se procedió de la siguiente manera. Para cada fibra, en una imagen de arco, se escogieron cinco o seis líneas repartidas por todo el espectro y se le ajustó una gaussiana con la tarea `splot` de IRAF. El promedio de las anchuras del ajuste para cada fibra es el valor de anchura instrumental utilizado. Las anchuras instrumentales típicas se encuentran en el rango de 4-7 Å, siendo la mayoría  $\sim 5$  Å.

En segundo lugar, se tomó como *redshift* de la galaxia, el promedio del obtenido en el núcleo dominante en la banda *I* a partir de las líneas más brillantes ( $\text{H}\alpha + [\text{NII}] \lambda\lambda 6548, 6584$  y  $[\text{SII}] \lambda\lambda 6716, 6730$ ).

---

<sup>5</sup>Vector  $(I - J, J - H, H - K)$ .

A continuación, dado que no se detectaron diferencias remarcables para los campos de velocidades obtenidos para una galaxia dada a partir de las diferentes líneas se procedió a realizar un primer análisis utilizando los ajustes del complejo  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548,6584$ , con una mayor relación S/R que el resto de las líneas.

Seguidamente, se llevó a cabo una descomposición de los perfiles de línea en aquellos casos donde se encontraron indicios de varias componentes, como asimetrías en el perfil de la línea o dobles picos. Para eso se fijaron, de forma independiente, los parámetros correspondientes a cada componente, siguiendo los mismos criterios que en el ajuste a una gaussiana (distancias entre líneas fijas, misma anchura para las líneas de una misma componente y razón de flujos fija, cuando sea necesario).

Para este tipo de galaxias, dichos campos pueden ser muy complicados, ya que los movimientos que se observan en las diferentes fases del proceso de fusión son muy variados, incluyendo rotación independiente para cada una de las galaxias implicadas en el proceso de fusión, movimientos desordenados, flujos de gas, bien hacia afuera, bien hacia adentro, etc., por lo que antes de realizar el análisis cinemático de estos sistemas conviene tener claro qué cinemática presentan unos cuantos caso simples, y así facilitar la interpretación de los mapas.

**Rotación pura de un disco:** Éste es, probablemente, el caso más simple que podemos esperar y es típico de galaxias espirales.

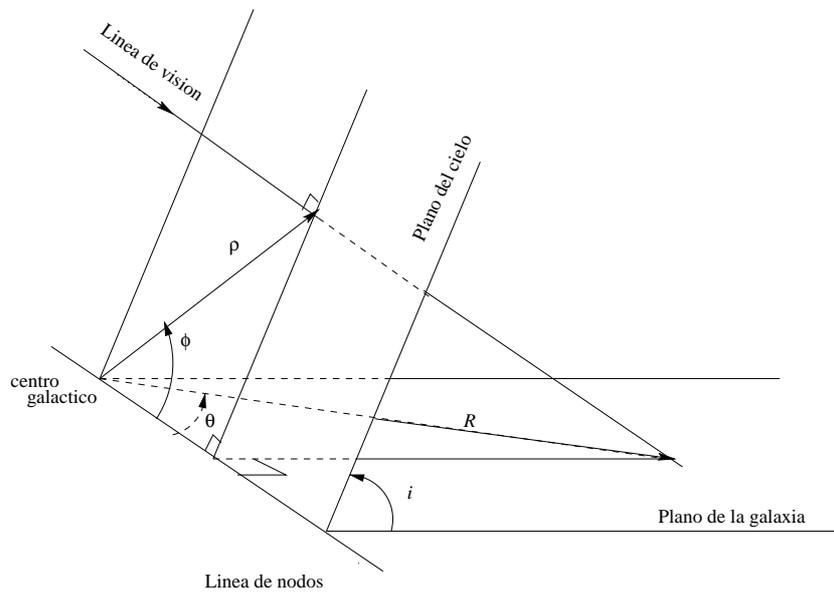


Figura 5.9: Figura de Mihalas & Binney (1981) adaptada al castellano en la que se muestra la relación geométrica entre las coordenadas sobre el plano de la galaxia ( $R, \theta$ ) y las coordenadas en el plano del cielo ( $\rho, \phi$ ). Los ángulos  $\theta$  y  $\phi$  se miden desde la línea de nodos y las distancias radiales  $R$  y  $\rho$ , desde el plano de la galaxia.

Supongamos que tenemos un disco inclinado un ángulo  $i$  con respecto a la línea de visión y que rota alrededor de un eje perpendicular al plano del sistema. Utilizando coordenadas polares ( $R, \theta$ ) para el plano de la galaxia y ( $\rho, \phi$ ) para el plano del cielo,

tomando el origen de coordenadas en el punto de corte del eje de rotación con el plano de cielo y midiendo los ángulos desde la línea de nodos tal y como se muestra en la figura 5.9, la velocidad radial en coordenadas del cielo es:

$$v_R(\rho, \phi) = V_0 + \Pi(R, \theta) \sin \theta \sin i + \Theta(R, \theta) \cos \theta \sin i + Z(R, \theta) \cos i \quad (5.17)$$

En esta ecuación  $V_0$  representa la velocidad sistémica,  $\Pi(R, \theta)$  es la componente asociada a movimientos en el plano en dirección radial,  $\Theta(R, \theta)$  representa los movimientos en el plano en dirección tangencial y  $Z(R, \theta)$  representa los movimientos en dirección perpendicular al plano. En el caso de rotación pura,  $\Pi(R, \theta) = Z(R, \theta) = 0$ . Si además es razonable suponer que existe simetría axial,  $\Theta = \Theta(R)$ . Esta función suele ser de la forma  $\Theta(R) \propto R$  (movimiento de sólido rígido) en el centro de las galaxias y  $\Theta(R) = cte$  o ligeramente disminuyendo, en las partes más externas. Una función de este tipo se traduce en un mapa de velocidad en el que las líneas de igual velocidad son rectas y paralelas cerca del centro y se vuelven curvas y cerradas cuando comienza la zona en que  $\Theta(R)$  disminuye. Un ejemplo del tipo de campo de velocidades que debería observarse en el caso de rotación pura de un disco aparece en la figura 5.10.

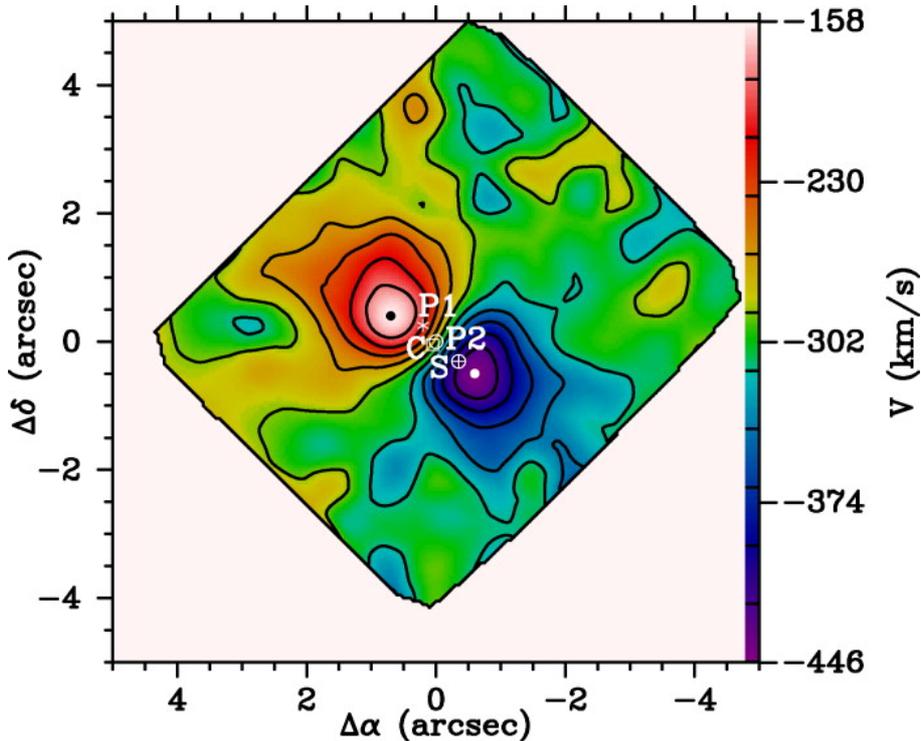


Figura 5.10: Campo de velocidad estelar de la región central de M31 (del Burgo, Mediavilla, & Arribas 2000). Se corresponde a un disco rotando alrededor de P2. Los puntos P1, C y S son irrelevantes para la explicación que aparece en el texto.

Un mapa de este tipo nos permite definir un eje menor cinemático, como la dirección en la cual todos los puntos tienen la misma velocidad que el sistema y un eje mayor

cinemático como las líneas que parten del centro cinemático y cortan perpendicularmente los contornos de velocidad constante. En una galaxia con movimiento de rotación pura en un disco, estos ejes coinciden con los ejes mayor y menor morfológicos. Se pueden encontrar más detalles sobre la rotación de un sistema en forma de disco en Mihalas & Binney (1981).

**Desviaciones de la rotación circular:** El modelo explicado en el punto anterior, es demasiado simple para explicar los campos de velocidad observados en muchas galaxias espirales. Las desviaciones que se encuentran más habitualmente son las siguientes:

**Brazos espirales:** Al cruzar un brazo espiral, se producen perturbaciones de velocidad sistemáticas, debido a un frenado del gas entre los brazos. Esto se traduce en ondulaciones en los isocontornos de velocidad.

Por otra parte, desde el punto de vista morfológico, y bajo la hipótesis de que los brazos espirales se retrasan, su presencia permite ligar la geometría del sistema.

**Barras:** En presencia de una barra, el gas obedece al potencial por ella creado y las órbitas no son circulares sino alargadas. Observacionalmente, esto se traduce en que, salvo en el caso de que la barra esté en el eje mayor o menor, las isovelocidades muestran una forma de S, de tal modo que el isocontorno de  $V_0$  no es paralelo al eje menor y los ejes mayor y menor cinemáticos ya no son perpendiculares. Este tipo de distorsiones se dan en las regiones centrales de las galaxias espirales.

**Alabeado del plano del disco:** Cuando el disco está deformado, es posible modelar el campo de velocidades suponiendo que dicho disco está formado por una serie de anillos concéntricos cada uno a una inclinación diferente y rotando en órbitas circulares. La parte izquierda de la figura 5.11 muestra un esquema de un modelo de este tipo. Observacionalmente, en el campo de velocidades de un disco alabeado, el eje mayor va cambiando progresivamente su orientación con el radio, como es el caso de M83, cuyo campo de velocidades se muestra en la parte derecha de la figura 5.11.

Este tipo de distorsión se distingue de la anterior en que se da en las partes externas del disco y en que los ejes mayor y menor cinemáticos son siempre perpendiculares.

Además de estas distorsiones, todas ellas simétricas, es posible encontrar distorsiones asimétricas, la mayor parte de ellas explicables por interacciones de marea. En Mihalas & Binney (1981) y Combes et al. (2002) aparecen ejemplos de los diferentes tipos de distorsiones presentadas aquí.

**Supervientos galácticos:** Heckman, Armus, & Miley propusieron en 1990 el llamado modelo de supervientos, en el que la energía cinética debida a las supernovas y a los vientos de estrellas masivas en un brote de formación estelar central produce un flujo hacia afuera que puede calentar (por choques) y acelerar el medio interestelar y/o gas circungaláctico. Este modelo es capaz de explicar las nebulosas ópticas y en Rayos X, así como los cocientes de líneas observados en algunas Galaxias Infrarrojas Luminosas (LIRGs). Una manera simple de modelar un superviento es como un flujo bicónico

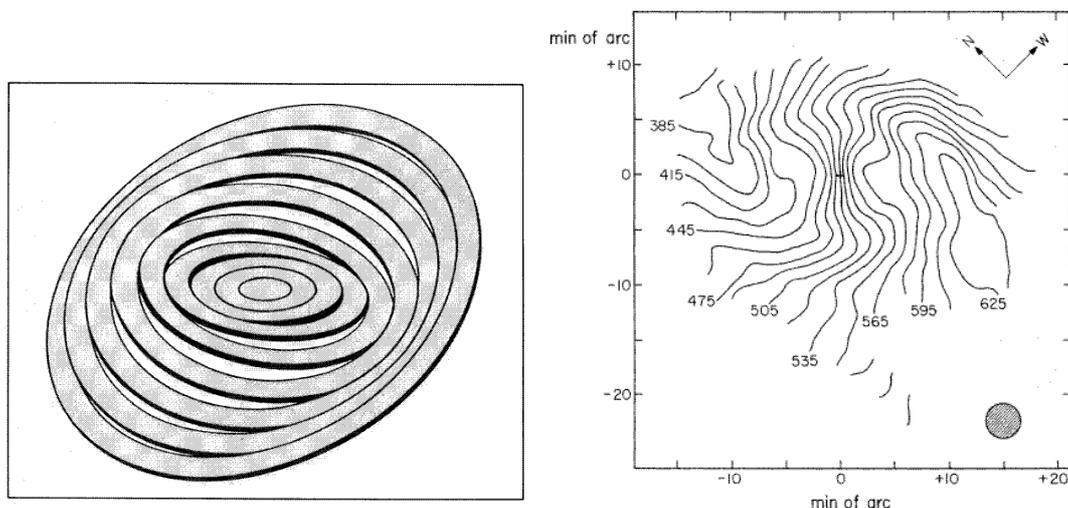


Figura 5.11: A la izquierda aparece el esquema de un modelo de disco alabeado y a la derecha el campo de velocidades de M83, una galaxia que presenta este tipo de distorsión (Rogstad, Lockart, & Wright 1974).

hacia afuera centrado en el núcleo y cuyo eje de simetría es perpendicular al disco de la galaxia (en proyección aparece a lo largo del eje menor).

En la figura 5.12 aparece el esquema que utilizaron Heckman, Armus, & Miley para explicar este modelo. Representa un flujo bicónico en una galaxia cuyo disco está siendo visto casi de canto. Dependiendo de la zona observada, la línea de visión puede atravesar el cono que se acerca al observador por dos puntos y seguidamente el disco de la galaxia o bien atravesar éste para seguidamente cortar en dos puntos el cono que se aleja del observador. En una configuración de este tipo, los indicios observacionales que llevarían a pensar en la existencia de un superviento son los siguientes:

- El gas debe ser más brillante en el lado de la galaxia más cercano al observador, especialmente si el disco contiene mucho polvo.
- Debe existir una región de desdoblamiento de líneas a lo largo del eje menor. En el caso particular de las galaxias observadas por Heckman, Armus, & Miley, esta región tiene un tamaño  $\sim 1$  kpc de distancia radial y  $\sim 300$ -1000 pc de ancho en el caso de las LIRGs, y un orden de magnitud mayor para las ULIRGs.
- La zona de desdoblamiento de líneas en la parte cercana al observador está compuesta por una componente cercana a la velocidad sistémica ( $v_{NB}$  en la figura 5.12) y una componente desplazada al azul ( $v_{NF}$ ).
- La zona de desdoblamiento de líneas en la parte lejana al observador (que puede no ser visible en caso de que hubiera mucho polvo en el disco), debería estar compuesta por una componente cercana a la velocidad sistémica ( $v_{FF}$ ) y otra componente desplazada hacia el rojo ( $v_{NB}$ ).
- Debe tratarse de una zona con líneas de emisión en el óptico fuertes.
- Por último, si el brillo superficial del gas cae rápidamente en función de las

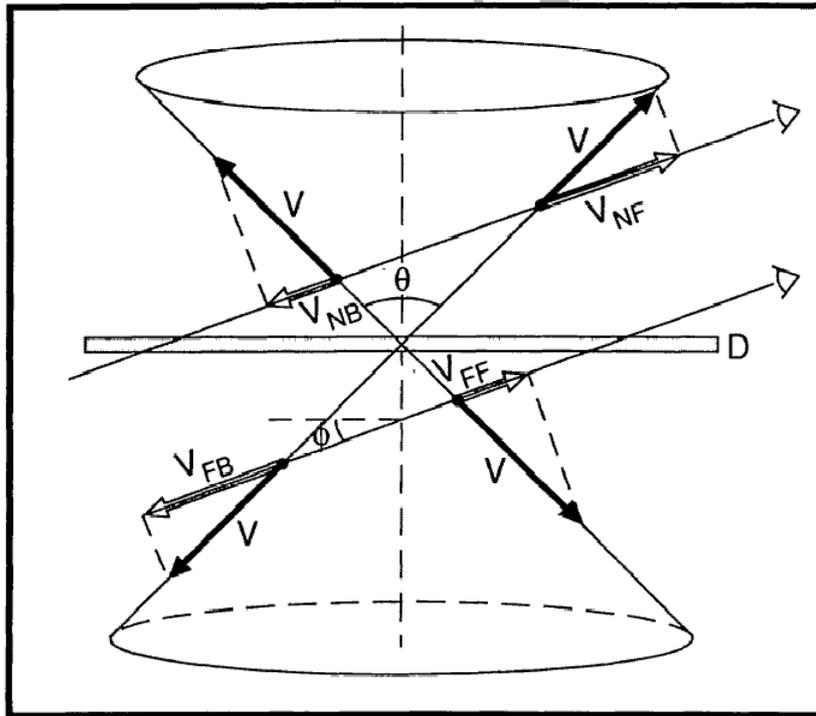


Figura 5.12: Esquema del modelo de superviento como flujo bicónico hacia afuera de Heckman et al. El disco de la galaxia aparece señalado con la letra "D" y la línea de visión forma un ángulo  $\phi$  con respecto al plano de la galaxia. El ángulo de apertura de cada cono es  $\theta$  y el gas fluye por la superficie del cono a una velocidad constante  $v$ .

distancia al núcleo, la componente con velocidad cercana a la sistémica debe ser más brillante que la componente desplazada, bien al rojo, bien al azul.

En el caso de una galaxia vista casi de frente, la línea de visión atraviesa primero el cono que se mueve hacia el observador, luego el disco de la galaxia y por último el cono que se aleja del observador. Esto hace que las componentes que se observen sean algo diferentes. En cada punto debería observarse una componente desplazada hacia el azul correspondiente al cono que se mueve hacia el observador, y otra desplazada hacia el rojo correspondiente al cono que se aleja. Esta última componente debería ser más débil o incluso podría no detectarse, dependiendo del polvo presente en el disco de la galaxia.

# 6

---

## IRAS 12112+0305

En este capítulo se presentan los resultados individuales para IRAS 12112+0305, un sistema en el que sus dos galaxias constituyentes parecen haber sufrido ya un primer encuentro. Entre ellos resaltaremos la detección y caracterización de varias regiones de formación estelar no asociadas a los núcleos de las galaxias en proceso de fusión. Destaca la más brillante de ellas que, aunque desde el punto de vista morfológico parece estar ligada a uno de los núcleos, el análisis cinemático indica más bien que se encuentra desacoplada de su entorno con unas velocidades  $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$  respecto a la velocidad del sistema. Este resultado difícilmente podría haberse obtenido sin recurrir a la ECI. Este tipo de regiones, que también aparecen en los otros dos sistemas analizados tienen importancia en el contexto de la formación de TDGs y SCCs y se van a tratar en detalle en la sección 9.3.

### 6.1. Introducción

IRAS 12112+0305 tiene una  $L_{\text{bol}} \approx L_{\text{IR}} = 10^{12.30} L_{\odot}^1$  y se ha clasificado como fría por sus colores en el infrarrojo lejano ( $f_{25}/f_{60} = 0.06$ ).

En el óptico, este sistema presenta dos núcleos (Surace, Sanders, & Evans 2000), una cola de marea hacia el norte y un arco hacia el sur, en el que se ha detectado un candidato a supernova (Trentham 1997). En el infrarrojo se observa esta misma estructura (Carico et al. 1990; Scoville et al. 2000), con un núcleo norte que tiene forma de arco mientras que el núcleo sur es cada vez más compacto a mayores longitudes de onda. Las imágenes del continuo en radio a 1.49 GHz también muestran la existencia de dos núcleos compactos y brillantes (Condon et al. 1991).

En la banda  $U'$ , el núcleo norte está formado por un *knot* compacto que domina la emisión junto con otro localizado en un pequeño arco hacia el oeste. Sin embargo, el núcleo sur no se detecta (Surace & Sanders 2000). La estructura de marea observada en el óptico también se observa en  $U'$ , destacando una serie de condensaciones en la cola de marea sur. En la banda F220W obtenida con el instrumento FOC del HST, la emisión de esta

---

<sup>1</sup>Calculada para  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  con la fórmula para  $L_{\text{IR}}$  que aparece en Sanders & Mirabel (1996) y los valores para  $f_{\lambda}$  del FSC de Moshir et al. (1993).

galaxia proviene de dos concentraciones, ninguna de ellas asociada a los núcleos (Trentham, Kormendy, & Sanders 1999).

En lo que se refiere al posible mecanismo responsable de la luminosidad en el infrarrojo lejano, esta galaxia se ha clasificado en el óptico como LINER (Kim, Veilleux, & Sanders 1998) y no muestra evidencias de líneas anchas escondidas en el infrarrojo cercano (Veilleux, Kim, & Sanders 1999a; Goldader et al. 1995). Por otra parte, los diagramas de diagnóstico en el infrarrojo medio la clasifican como dominada por brotes de formación estelar (Genzel et al. 1998). En rayos X, presenta una emisión débil ( $L_{0.5-10 \text{ keV}} = 7.0 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ ) compatible con un origen de tipo estelar (Franceschini et al. 2003). Por último, no es necesario la existencia de un AGN para explicar la SED en el óptico e infrarrojo cercano de este sistema (Farrah et al. 2003).

Interferometría de alta resolución de la línea de CO(J=1→0) muestra que esta galaxia es rica en gas molecular ( $M_{H_2} \sim 1.2 \times 10^{10} M_{\odot}$ ), con  $\sim 75\%$  de dicho gas concentrado en la región asociada al núcleo norte mientras que  $\sim 25\%$  está asociado al núcleo sur (Evans et al. 2002).

IRAS 12112+0305 se encuentra a  $z = 0.073$  (Kim & Sanders 1998), lo que implica una escala de  $1.51 \text{ kpc arcsec}^{-1}$  para  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

## 6.2. Descripción morfológica

En la figura 6.1 se muestra la sección de la imagen en el filtro F814W de WFPC2/HST cubierta por INTEGRAL ya sea en la campaña del 1998, ya sea en la campaña del 2001. En ella, se han señalado las diferentes regiones a las que se va a hacer referencia a lo largo del análisis de esta galaxia.

Los mapas de flujo en el continuo y en diferentes líneas de emisión para esta galaxia aparecen en la figura 6.2. Muestran el campo completo cubierto por INTEGRAL en las dos campañas en que fue observada esta galaxia. Se han generado utilizando los datos de abril de 1998 (con mayor S/R) a los que se les ha añadido la información de abril del 2001 correspondiente a las fibras que habían observado una región nueva en esta campaña. Las imágenes de los continuos en  $H\alpha$  y  $H\beta$  muestran tres regiones dominantes. Dos de ellas, localizadas a lo largo de un A.P.  $\sim 45^\circ$  ya se han detectado en el infrarrojo (Carico et al. 1990; Scoville et al. 2000), radio (Condon et al. 1991) y visible (Surace, Sanders, & Evans 2000) y están asociadas a los núcleos de las dos galaxias implicadas en el proceso de fusión. En la figura 6.1 aparecen señaladas como Nn y Ns. La tercera región (R2) se encuentra localizada  $\sim 3''0$  al norte de Ns a un A.P.  $\sim 10^\circ$  y ha sido observada también en el ultravioleta (Surace & Sanders 2000), visible (Surace, Sanders, & Evans 2000) e infrarrojo cercano (Scoville et al. 2000). Además de estas tres regiones principales,  $\sim 5''0$  al sur de Ns se encuentra una zona de emisión extensa asociada a la cola de marea sur cuyo pico de emisión en el continuo está asociado a la más brillante de una serie de condensaciones en la banda  $I$ , señalada en la figura 6.1 como kc. También se detecta, aunque de forma más débil, emisión extensa asociada a la cola de marea norte. Ambas colas de marea presentan emisión extensa en el ultravioleta asociada a estas condensaciones (Surace & Sanders 2000), lo que parece indicar la presencia de población estelar extremadamente joven.

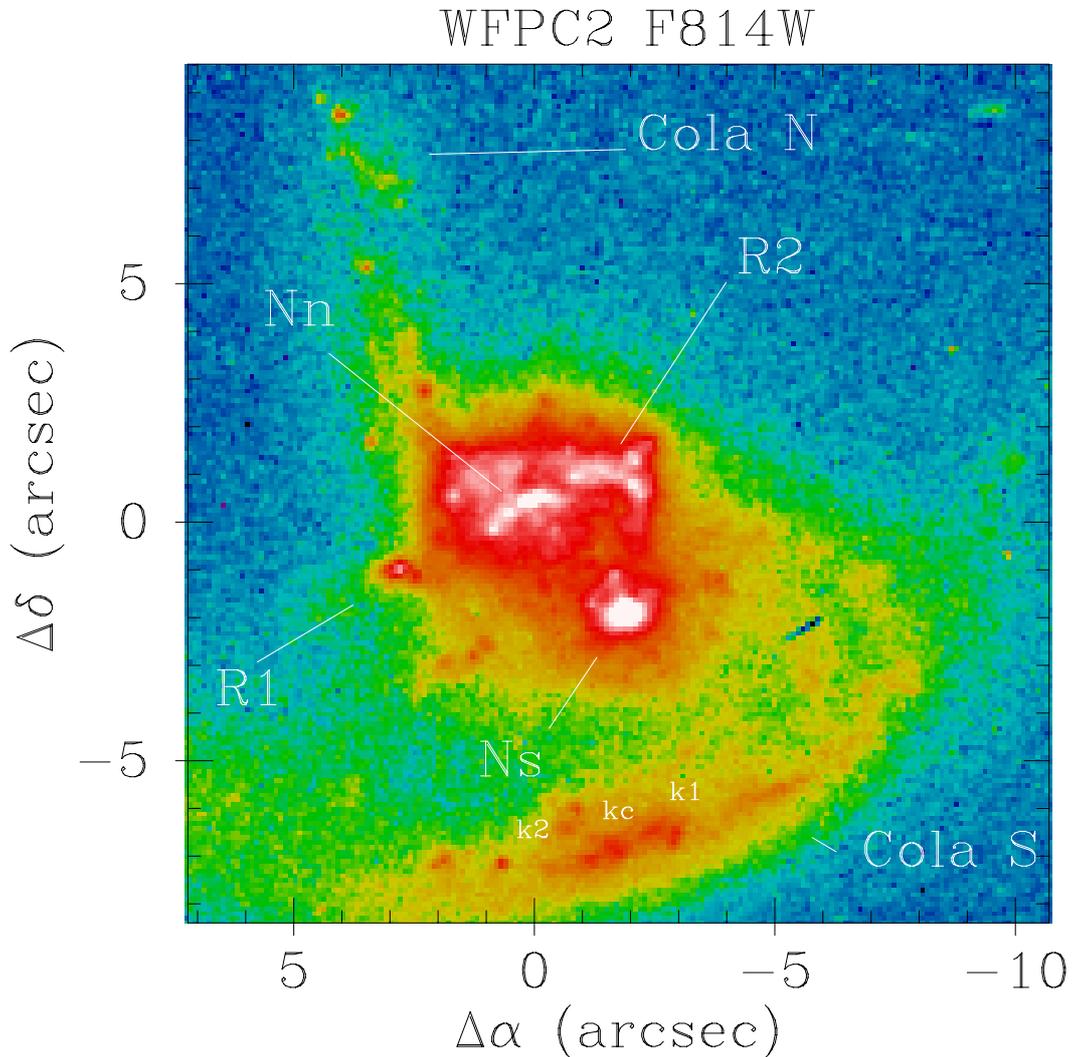


Figura 6.1: Sección de la imagen en el filtro F814W de WFPC2/HST de IRAS 12112+0305 observada con INTEGRAL. En ella se identifican las diferentes regiones citadas en el texto. Los ejes están centrados en el núcleo norte y la orientación es la habitual, con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda.

Al comparar los mapas de continuo, se observa el efecto de la extinción diferencial. Como se puede apreciar en la figura 6.4, ésta es mayor en el cuerpo principal de la galaxia, especialmente en Ns, que en el resto del sistema lo que provoca que, si bien en las bandas más hacia el azul (imágenes de INTEGRAL y banda  $U'$  de Surace et al. 2000), Nn parece ser el núcleo dominante, conforme vamos hacia el infrarrojo (imágenes de NICMOS), donde el efecto de la extinción es menor, Ns se revela como el núcleo dominante del sistema.

En la imagen en la banda  $I$ , Ns se detecta como una región compacta de alto brillo superficial mientras que Nn y R2 están compuestas de varias condensaciones más débiles, distribuidas a lo largo de una estructura en forma de arco de unos  $5''.4$  (i.e.  $\sim 8$  kpc), localizado como a  $3-5''$  al norte-noreste de Ns. La más brillante de estas condensaciones, localizada a  $\sim 3''$  al noreste de Ns, está probablemente asociada al núcleo norte detectado

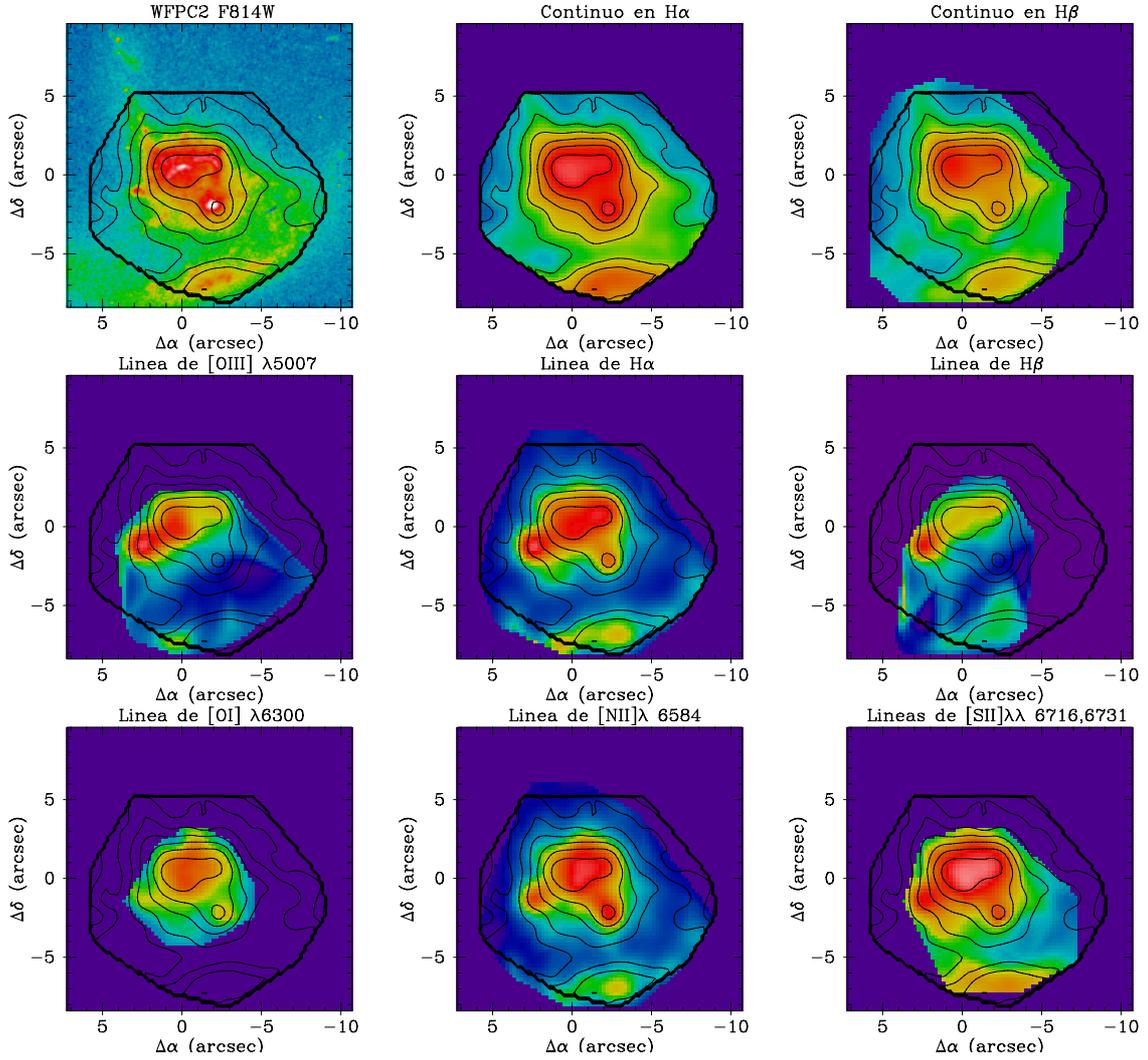


Figura 6.2: Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 12112+0305 trazado por diferentes líneas de emisión y por ventanas de continuo en H $\alpha$  (promedio en 6993–7005 Å y 7089–7098 Å) y H $\beta$  (promedio en 5185–5197 Å y 5233–5242 Å). Se muestra la imagen de archivo de alta resolución de WFC2/HST en el filtro F814W para comparación. Los ejes están centrados en el núcleo norte y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en H $\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

tanto en las imágenes de INTEGRAL como de NICMOS.

La estructura del gas ionizado es similar, en conjunto, a la distribución de luz estelar, pero las regiones emisoras de líneas dominantes no coinciden con los núcleos previamente identificados. La región emisora de líneas más brillante (R1), se encuentra como a 5''0 (i.e.  $\sim 7.5$  kpc) al este de Ns a un A.P.  $\sim 75^\circ$ . Esta región está asociada, en la banda *I*, a una fuente débil fuera del cuerpo principal del sistema que también resulta visible en las bandas *U'* y *B*. La estructura en forma de arco observada en la banda *I* del HST se corresponde con

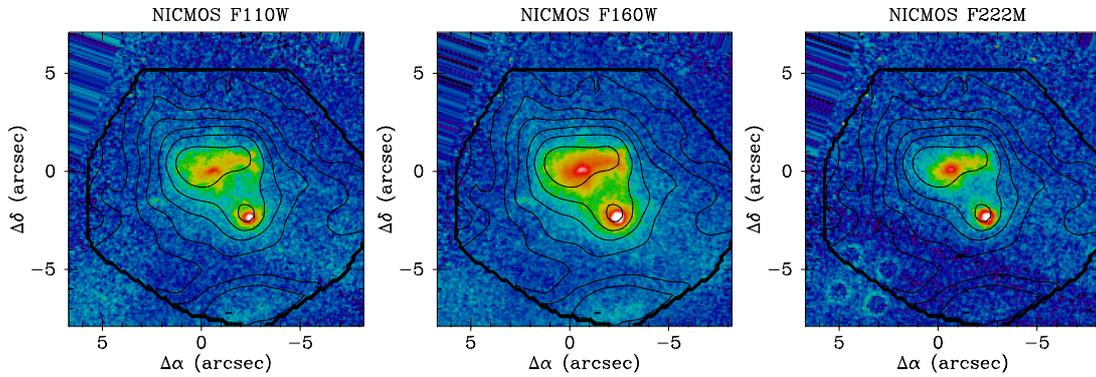


Figura 6.3: Imágenes en las diferentes bandas de NICMOS para IRAS 12112+0305. Los ejes están centrados en el núcleo norte y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

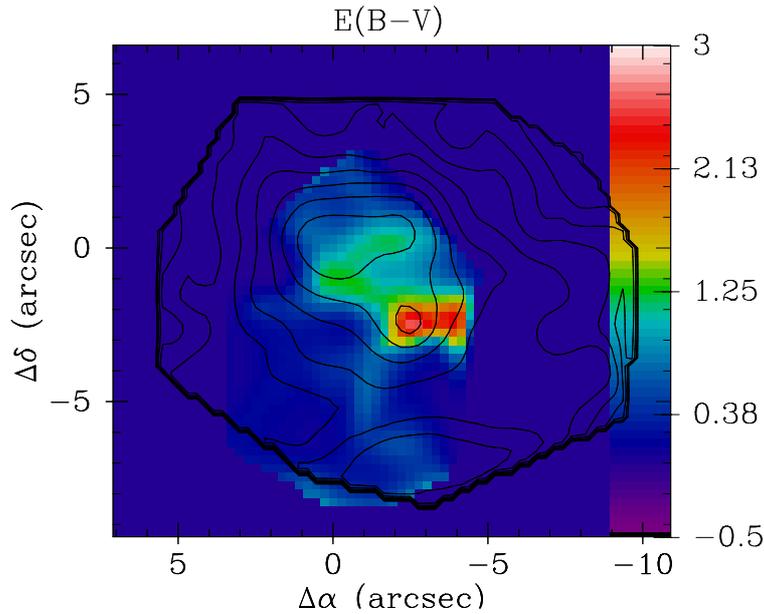


Figura 6.4: Mapa de extinción en IRAS 12112+0305. Se ha superpuesto, en contornos, la imagen del continuo en  $H\alpha$  como referencia. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Los errores estimados para  $E(B - V)$  en cada fibra individual se encuentran entre 0.1 y 0.9 con una media de 0.4.

una región alargada en las imágenes de las líneas con dos picos de emisión. El más brillante está asociado al núcleo norte y se encuentra desplazado con respecto al pico de emisión en las imágenes de los continuos de INTEGRAL  $\sim 1''2$  al suroeste, mientras que el otro, estaría asociado a R2. Ns, que era la región más brillante en la imagen de la banda  $I$ , es la fuente de emisión más débil en  $H\alpha$  y apenas se detecta en  $[OIII]\lambda 5007$ . Por último, la cola de marea sur se ha detectado en todas las líneas excepto en  $[OI]\lambda 6300$ , debido probablemente a la baja S/R en esta región. Existen dos picos de emisión, señalados como k1 y k2, que parecen corresponderse con condensaciones en la imagen en la banda  $I$ . Ninguno de estos

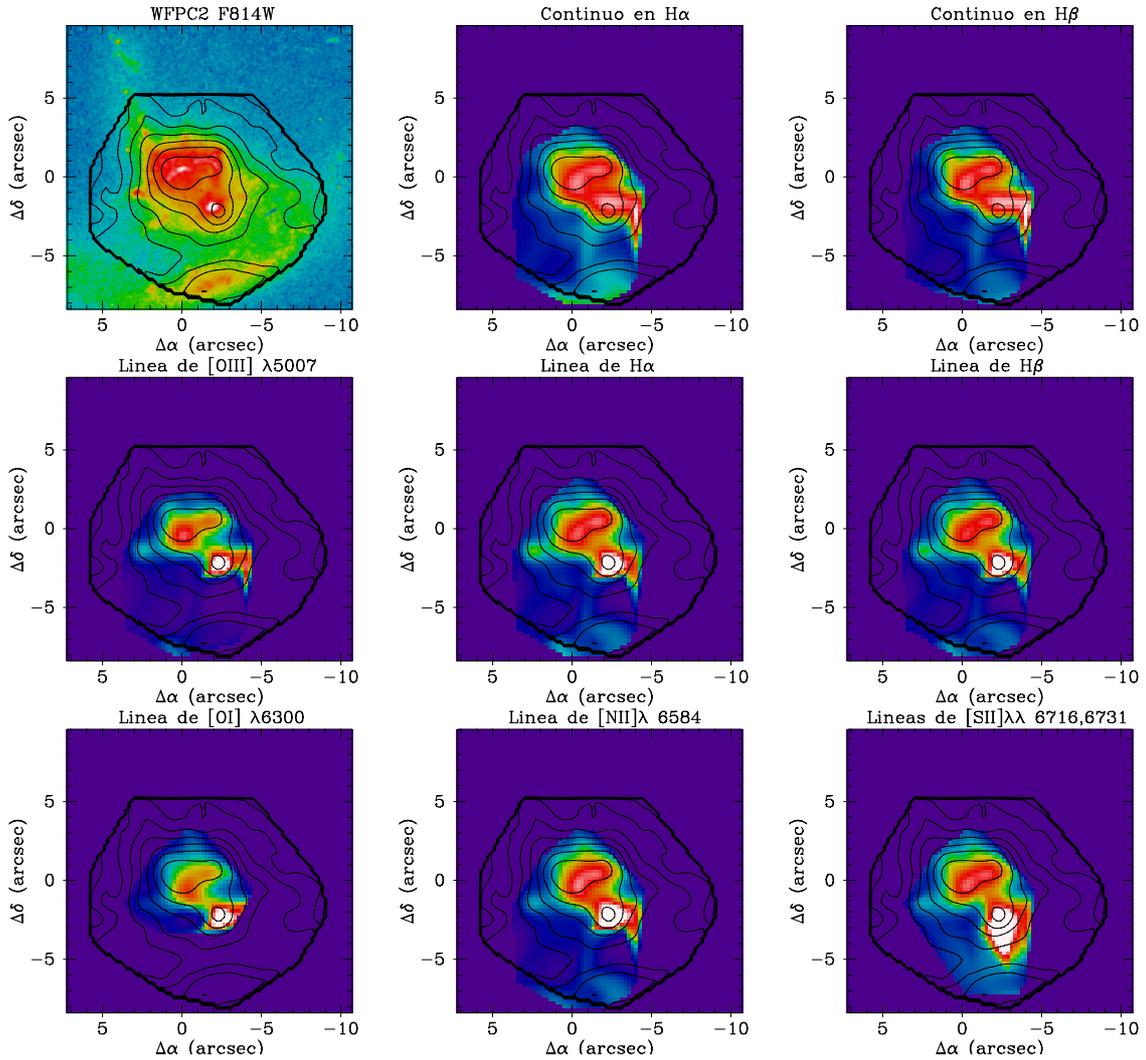


Figura 6.5: Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 12112+0305 trazado por diferentes líneas de emisión y por ventanas de continuo en  $H\alpha$  y  $H\beta$  una vez corregidos de extinción. Se muestra la imagen de archivo de alta resolución de WFC2/HST en el filtro F814W para comparación. Los ejes están centrados en el núcleo norte y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

picos coincide con el pico de emisión en las imágenes de los continuos de INTEGRAL. No se encuentra emisión significativa en las líneas asociada a la cola de marea norte.

La figura 6.5 muestra los diferentes mapas en las ventanas de continuo y en las líneas de emisión una vez corregidos de extinción. El cuerpo principal de la galaxia ( $N_n$ ,  $N_s$  y  $R_2$ ) se revela como la fuente dominante de emisión tanto en las imágenes del continuo como en las líneas. Así, la apariencia general de los mapas corregidos de extinción es más parecida a las imágenes de NICMOS que a la imagen en la banda  $I$ . Sin embargo, todavía se pueden apreciar algunas estructuras de bajo brillo superficial, como la cola de marea sur, en los

mapas del continuo y R1, en los mapas de las líneas.

### 6.3. Principales magnitudes derivadas

En la tabla 6.1 se muestran las magnitudes que se van a utilizar en la caracterización de las diferentes regiones de ionización. La metodología empleada para realizar las medidas de cada una de ellas (posiciones, cocientes de línea, anchuras equivalentes, extinción y magnitudes nucleares) aparece en el capítulo 5.

En la imagen de la línea de  $H\alpha$ , lo que hemos llamado Nn ocupa una región de  $r \sim 1''.5$  que abarca tanto el núcleo de la galaxia norte como una serie de condensaciones a su alrededor. Debido a que la resolución de las imágenes desde tierra no es suficiente como para asignar cuánto del flujo recibido en  $H\alpha$  se debe al núcleo y cuánto a las condensaciones de alrededor, hemos supuesto que el flujo asociado al núcleo es el medido en una abertura de  $r = 1''.0$ .

Por otra parte, los valores corregidos de extinción asociados al núcleo sur hay que tomarlos con precaución ya que la baja S/R de la línea de  $H\beta$  en esta región provoca que las incertidumbres en la extinción estimada sean elevadas ( $\sim 0.9$ ).

Finalmente, las magnitudes del HST asociadas a las regiones extranucleares y colas de marea se midieron utilizando una abertura de  $0''.5$  de radio y todas las magnitudes que aparecen en la tabla incluyen tanto la contribución de la región a analizar, ya sea núcleo o región extranuclear, como la de la galaxia subyacente.

### 6.4. Masa y luminosidad estelar y masa dinámica de las galaxias en proceso de fusión

Para este sistema, se ha medido una magnitud total en la banda  $H$  de  $-23.70$  que se corresponde con una luminosidad de  $L = 0.63L^*$  mientras que las magnitudes sin corregir de extinción en las aberturas de  $r = 1''.5$  son de  $-22.53$  y  $-22.61$  para las galaxias norte y sur, respectivamente.

Una vez que corregimos de extinción tal y como se explica en la sección 5.2.1, con unos  $E(B - V) = (0.86, 1.11, 0.40)$  para la abertura norte, la abertura sur y la parte externa del sistema, obtenemos unas luminosidades de  $0.43 L^*$  y  $0.62 L^*$ , para cada galaxia (que se corresponden con unas masas de  $6.0 \times 10^{10} M_{\odot}$  y  $8.7 \times 10^{10} M_{\odot}$  respectivamente).

En cuanto a la masa dinámica de las galaxias independientes, dado que las galaxias en proceso de fusión no presentan rotación regular, ésta se ha estimado a partir de medidas de las dispersiones de velocidad promedio en los radios efectivos, que son de  $116 \text{ km s}^{-1}$  y  $181 \text{ km s}^{-1}$ . Suponiendo que estas dispersiones de velocidad trazan la masa dentro de dichos radios ( $\sim 1.89 \text{ kpc}$  para Nn y  $\sim 0.75 \text{ kpc}$  para Ns), estimamos unas masas de  $\sim 5.3 \times 10^{10} M_{\odot}$  ( $0.38 m^{*2}$ ) y  $\sim 5.1 \times 10^{10} M_{\odot}$  ( $0.36 m^*$ ) siendo Nn ligeramente más masiva.

Así pues, la razón de masas es parecida a la obtenida a partir de las luminosidades en  $H$  y conjuntamente, indican que las galaxias implicadas en este proceso de fusión presentan

---

<sup>2</sup> $m^* \sim 1.4 \times 10^{11} M_{\odot}$  (Tacconi et al. 2002)

Tabla 6.1: Propiedades de las regiones de interés de IRAS 12112+0305. Las dos primeras filas muestran las posiciones relativas a Nn en segundos de arco. La siguiente fila, muestra la extinción derivada a partir del cociente de  $H\alpha/H\beta$ . Las filas 4-7 contienen los logaritmos de los cocientes de líneas, ya corregidos de extinción. Las dos siguientes muestran las anchuras equivalentes en  $H\alpha$  y  $H\beta$  en Amstrongs. A continuación, aparecen el flujo en  $H\alpha$  observado, en unidades de  $10^{-16}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  y la luminosidad en  $H\alpha$  en unidades de  $10^{40}$  erg s $^{-1}$ . Las restantes filas contienen las magnitudes y colores medidos en las imágenes del HST, las magnitudes absolutas y las magnitudes absolutas corregidas de extinción.

	Nn	Ns	R1	R2	kc	k1	k2
$\alpha('')$	0.0	-1.8	2.9	-1.3	-1.5	-2.5	0.8
$\delta('')$	0.0	-2.4	-1.6	0.5	-7.5	-7.1	-7.8
$E(B-V)$	1.0±0.2	2.3±0.6	0.3±0.1	1.1±0.2	0.7±0.3	0.5±0.3	0.5±0.2
$\log ([OIII]/H\beta)$	0.4±0.1	0.2±0.3	0.2±0.1	0.0±0.1	-0.1±0.3	-0.1±0.2	0.2±0.1
$\log ([OI]/H\alpha)$	-0.9±0.1	-0.8±0.2	-1.2±0.1	-1.0±0.1	...	...	...
$\log ([NII]/H\alpha)$	-0.4±0.1	-0.1±0.1	-0.7±0.1	-0.4±0.1	-0.5±0.1	-0.4±0.1	-0.6±0.1
$\log ([SII]/H\alpha)$	-0.4±0.1	-0.5±0.3	-0.6±0.1	-0.4±0.1	-0.4±0.2	-0.4±0.2	-1.0±0.2
$EW(H\alpha)$	64±3	34±3	257±39	79±4	34±9	46±11	71±6
$EW(H\beta)$	6±1	2±1	39±7	8±1	5±2	7±2	11±3
$F_{obs}(H\alpha)$	37.2±0.7	14.7±0.4	21.8±0.1	37.4±0.4	9.6±0.2	9.9±0.2	11.0±0.2
$L(H\alpha)$	42.1±19.9	322.0±375.0	5.6±0.8	48.4±25.7	5.0±4.0	3.4±1.5	3.6±1.8
$m_{F814W}$	18.05±0.02	18.05±0.05	20.35±0.02	19.17±0.04	20.28±0.06	20.35±0.03	20.96±0.22
$m_{F110W}$	17.18±0.07	16.77±0.04	...	18.51±0.07	...	...	...
$m_{F160W}$	15.72±0.04	15.17±0.02	...	17.23±0.06	...	...	...
$m_{F222M}$	14.79±0.05	14.23±0.03	...	16.47±0.08	...	...	...
F814W-F110W	0.86±0.09	1.28±0.09	...	0.65±0.11	...	...	...
F110W-F160W	1.46±0.11	1.59±0.06	...	1.28±0.13	...	...	...
F160W-F222M	0.93±0.09	0.95±0.05	...	0.76±0.14	...	...	...
$M_{F814W}$	-19.42	-19.41	-17.12	-18.30	-17.19	-17.12	-16.51
$M_{F110W}$	-20.28	-20.70	...	-18.96	...	...	...
$M_{F160W}$	-21.75	-22.29	...	-20.23	...	...	...
$M_{F222M}$	-22.68	-23.24	...	-21.00	...	...	...
$M_{F814W}^{corr}$	-21.18±0.37	-23.40±0.75	-17.52±0.19	-20.03±0.44	-18.34±0.58	-17.94±0.55	-17.31±0.57
$M_{F110W}^{corr}$	-21.41±0.29	-23.24±0.49	...	-20.06±0.33	...	...	...
$M_{F160W}^{corr}$	-22.41±0.17	-23.80±0.28	...	-20.89±0.21	...	...	...
$M_{F222M}^{corr}$	-23.08±0.13	-24.15±0.19	...	-21.39±0.17	...	...	...

una masa similar.

## 6.5. Caracterización de las fuentes de ionización

En la figura 6.6 se muestran las posiciones de las diferentes regiones ionizadas en los diagramas de diagnóstico de Veilleux & Osterbrock (1987).

La región más brillante en las líneas (R1) presenta un espectro típico de región HII en dos de los diagramas de diagnóstico, mientras que en el correspondiente a  $[OI]\lambda 6300/H\alpha$  ocupa una posición en la frontera entre las regiones HII y los LINER. Estos cocientes son perfectamente explicables con formación estelar reciente. Las anchuras equivalentes, luminosidad en  $H\alpha$ , y magnitud en la banda  $I$  corregida de extinción son compatibles con un brote estelar instantáneo de 5.6 Ma y  $2.3 \times 10^7 M_{\odot}$ , para una FIM de Salpeter con límites de masa de  $0.1 M_{\odot}$  y  $120 M_{\odot}$ . La masa del cúmulo ionizante representa únicamente una fracción pequeña ( $\lesssim 1\%$ ) de la masa dinámica de esta región (límite superior de  $4.3 \times 10^9 M_{\odot}$ ), calculada suponiendo virialización, utilizando la dispersión derivada a partir de la anchura de línea de  $H\alpha$  ( $\sim 60$  km s $^{-1}$ ) y un radio efectivo de 570 pcs.

Aunque la imagen de  $[OI]\lambda 6300$  no disponga de suficiente S/R en la zona correspondiente a la cola de marea sur como para calcular el cociente  $[OI]\lambda 6300/H\alpha$ , el resto de los cocientes de líneas asociados a los picos de emisión de la cola de marea sur también son compatibles

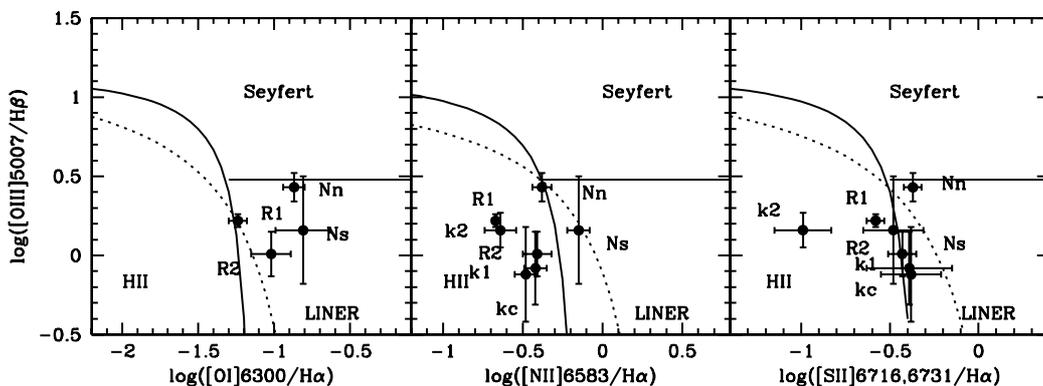


Figura 6.6: Diagramas de diagnóstico para IRAS 12112+0305. Se indican los valores de los cocientes obtenidos para las diferentes regiones de ionización principales con puntos negros. Las trazas continuas muestran las fronteras empíricas propuestas por Veilleux & Osterbrock (1987). Las líneas discontinuas muestran las fronteras teóricas propuestas por Kewley et al. (2001b). Como estimación del error cometido en el cálculo de los diferentes cocientes, en cada región de interés, se muestra el error asociado para la fibra más cercana derivado a partir de los errores en flujo obtenidos en el ajuste a gaussianas.

con formación estelar reciente. En general, las anchuras equivalentes en  $H\alpha$  y  $H\beta$  en esta zona son menores que en R1, indicando que el brote instantáneo de formación estelar, o bien fue anterior al que se produjo en R1, o bien existe una cierta contribución de una población estelar más antigua que hace que éstas sean menores que las esperadas para un brote de  $5.6 \times 10^6$  años. De todos los modelos empleados, los que mejor reproducen las magnitudes en la banda F814W y las luminosidades en  $H\alpha$  corregidas de extinción son unos brotes instantáneos de  $\sim 6.4 \times 10^6$  años de 4.6, 3.1 y  $2.7 \times 10^7 M_{\odot}$  para kc, k1 y k2 respectivamente.

La última región extranuclear es R2 que, con un espectro a caballo entre los LINER débiles en [OI] y las regiones HII, constituye una región extranuclear que rivaliza en luminosidad con el núcleo norte y cuyas anchuras equivalentes,  $L(H\alpha)$  y magnitudes infrarrojas corregidas de extinción son compatibles con un brote instantáneo de  $\sim 3.6 \times 10^8 M_{\odot}$  de  $6 \times 10^6$  años. La figura 6.7 muestra cómo, aunque Nn y R2 son en principio muy similares, los colores infrarrojos para R2 son ligeramente más azules y coincidentes, dentro de los errores, con los correspondientes a una población estelar joven. Aún así, aparece un ligero exceso de color con respecto a lo esperado para una población estelar en los colores  $H - K$  puede explicarse perfectamente con polvo caliente ( $T \gtrsim 600$  K) que contribuya  $\lesssim 10\%$  del flujo en la banda  $K$ . No queda claro la relación de esta región con el sistema. Aunque desde el punto de vista morfológico esta región parece una prolongación de Nn, el análisis cinemático (sección 6.6) muestra que, en realidad, está desacoplada del movimiento general del sistema.

La luminosidad bolométrica conjunta de R1, R2 y las regiones en la cola de marea sur es  $\sim 1.1 \times 10^{11} L_{\odot}$ , por lo que estos brotes de formación estelar podrían ser responsables de  $\sim 5\%$  de la energía emitida por esta galaxia.

Los cocientes de líneas de las fuentes de ionización asociadas a los núcleos de las galaxias, mezcla de un espectro de tipo LINER débil en [OI] y uno de tipo región HII, pueden estar

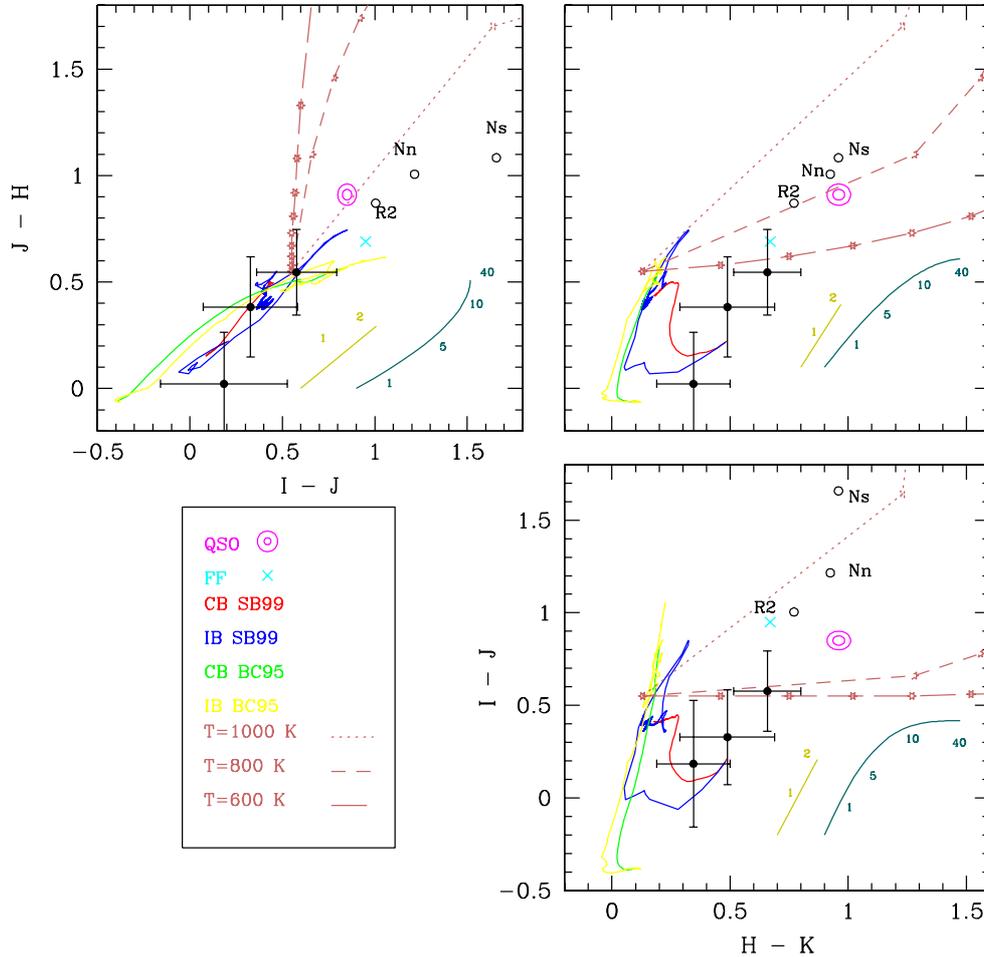


Figura 6.7: Diagramas color-color para los núcleos de IRAS 12112+0305 y la región R2 con flujos medidos en una apertura de 2.5 kpc de diámetro. Se muestra también las trazas correspondientes a los modelos de brote instantáneo y brote continuo de formación estelar de SB99 y BC95, así como los colores para un cuásar típico y la radiación libre-libre. Las trazas rosas muestran los colores para un brote instantáneo de  $5 \times 10^7$  años mezclado con polvo caliente. Las estrellas sobre ellas muestran incrementos en la cantidad de polvo del 10% en el flujo en la banda  $K$ . Las líneas mostaza y verde turquesa muestran los efectos del enrojecimiento por polvo en un modelo de pantalla y en uno de mezcla uniforme con fuente emisora, respectivamente. Los números que aparecen al lado de estas líneas indican la extinción,  $A_V$ . Los colores medidos para los núcleos y R2, una vez tenidas en cuenta las diferencias entre los filtros del HST y los  $IJK$  estándares aparecen con círculos blancos. También se muestran sus posiciones una vez corregidos de la extinción derivada a partir del cociente  $H\alpha/H\beta$  suponiendo un modelo de pantalla (círculos negros).

provocados por varios fenómenos (véanse las secciones 1.2 y 9.2). La coincidencia espacial de los dos núcleos ionizantes con los brotes de formación estelar nucleares detectados en radio (Condon et al. 1991) y el espectro en el infrarrojo medio, sin signos que indiquen un posible AGN (Genzel et al. 1998; Rigopoulou et al. 1999), apoyan la idea de que las fuentes

ionizantes en los núcleos estén asociadas a brotes de formación estelar envueltos en polvo.

Los colores en el infrarrojo cercano nos permiten obtener más información acerca de los mecanismos que están actuando en el núcleo. En la figura 6.7 se muestra el lugar que ocupan en los planos de coordenadas del espacio ( $I - J, J - H, H - K$ ), los diferentes fenómenos que pueden afectar a los colores en el infrarrojo, así como los valores observados para los núcleos y para R2.

Además de diferentes poblaciones estelares, un cuásar típico y radicación libre-libre, se muestra el efecto en los colores en el infrarrojo de la existencia de polvo a  $T = 600, 800$  y  $1000$  K mezclado, a modo de ejemplo, con un brote instantáneo de  $5 \times 10^7$  años. Se ha escogido ese modelo porque a partir de esta edad, los colores del brote permanecen relativamente constantes y son similares a los de un brote continuo, por lo que se puede considerar como representativo de un población estelar en general.

Todos los colores de los núcleos son demasiado rojos para ser explicados simplemente por una población estelar. La posibilidad de que estos colores se deban a un AGN queda descartada, ya que, como se ha dicho anteriormente, no existen indicios que hagan sospechar de su existencia. El efecto más importante en el exceso de color de los núcleos es, sin duda alguna, la extinción. La figura 6.7 también muestra los colores de los núcleos una vez se han corregido sus efectos. Ahora los colores son mucho más parecidos a los correspondientes a una población estelar, aunque todavía ligeramente más rojos. Estas diferencias son perfectamente explicables apelando a la existencia de polvo caliente en cantidades muy moderadas.

Las anchuras equivalentes relativamente grandes observadas en los núcleos, indican la presencia de cierta población estelar joven. Sin embargo, es de esperar que en estas regiones además haya estrellas anteriores al proceso de fusión. Los valores de los observables asociados a los núcleos se aproximan a lo que se esperaría encontrar para brotes continuos de  $3$  y  $21 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  para Nn y Ns respectivamente mezclados con cierta cantidad de población estelar vieja. La tabla 6.2 muestra un cuadro resumen de las poblaciones estelares más compatibles con los diferentes observables para cada región analizada.

Por último, para tener una idea de cómo varía el estado de ionización del sistema a lo largo del campo cubierto por INTEGRAL, se muestra, en la figura 6.8, el mapa correspondiente a los cocientes de  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$ . En los dos mapas aparecen regiones con un espectro de tipo LINER que no están necesariamente asociadas a la región nuclear, especialmente en el mapa de  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$ , donde prácticamente todo el campo cubierto por INTEGRAL, excepto R1 (clasificada como HII) y Nn, Ns y R2 (con valores en el límite) presenta un espectro de tipo LINER. El mapa de  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  también presenta una serie de zonas con un espectro de tipo LINER, como son el núcleo sur y la región donde confluyen la galaxia norte, R2 y el comienzo de la cola de marea norte. En este sentido, este mapa es muy similar al de dispersión de velocidades (véase sección 6.6). Esta semejanza se analizará en detalle en la sección 9.2.

Tabla 6.2: Poblaciones estelares asociadas a las diferentes regiones de interés de IRAS 12112+0305. Como referencia aparece una cota superior para la masa estelar (tercera fila) estimada a partir de las dispersiones de velocidades (primera fila) y el radio efectivo en la banda F814W para las regiones extranucleares y en la banda F160W para los núcleos (segunda fila). La cuarta fila muestra el tipo de población estelar que mejor se ajusta a los observables. Las filas quinta, sexta y séptima contienen las masas de la población estelar joven, vieja y total, respectivamente. Finalmente, la última fila muestra la aportación de cada una de las regiones a la luminosidad bolométrica del sistema.

	Nn	Ns	R1	R2	kc	k1	k2
$\sigma$ (km s <sup>-1</sup> )	106	182	60	56	...	...	...
$r_{\text{eff}}$ (kpc)	1.49	0.67	0.57	1.04	...	...	...
$M_{\text{din}}$ (10 <sup>9</sup> M <sub>⊙</sub> )	43.0	47.8	4.3	6.7	...	...	...
Modelo	b.c. 30 Ma + b.i. 1 Ga	b.c. 30 Ma + b.i. 1 Ga	b.i. 5.6 Ma	b.i. 6 Ma	b.i. 6.4 Ma	b.i. 6.4 Ma	b.i. 6.4 Ma
$M_{\text{p.j.}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	9.1	69.3	2.3	36.1	4.6	3.1	2.7
$M_{\text{p.v.}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	2875.0	10760.0	...	...	...	...	...
$M_{\text{tot}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	2884.0	10830.0	2.3	36.1	4.6	3.1	2.7
$L_{\text{bol}}$ (10 <sup>9</sup> L <sub>⊙</sub> )	26.2	102.0	6.0	85.5	10.1	6.9	6.1

## 6.6. Análisis cinemático

Como puede apreciarse en la figura 6.9, el campo de velocidades y de dispersión de velocidades de IRAS 12112+0305 obtenido a partir del ajuste de las líneas de H $\alpha$ + [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6584 a una componente, muestra una estructura compleja, difícil de explicar con los ejemplos cinemáticos más simples revisados en la sección 5.4.

La velocidad del sistema, definida como el promedio obtenido para Nn del ajuste a una gaussiana para las líneas más brillantes (H $\alpha$ , [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6584 y [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731) es de 21931 $\pm$ 25 km s<sup>-1</sup>. Esta velocidad coincide, dentro de los errores, con la medida para Nn por otros autores, bien a partir de líneas en el infrarrojo cercano (Murphy et al. 2001b) o en el visible (Kim & Sanders 1998). En Goldader et al. (1995) y Strauss et al. (1992) aparece una velocidad del sistema relativamente menor ( $v = 21703$  km s<sup>-1</sup>). Mirando la figura 6.9, es posible explicar esta discrepancia debido a efectos de abertura. Cerca de Nn se encuentra R2, con unas velocidades desplazadas  $\sim -200$  km s<sup>-1</sup> con respecto a Nn. La utilización de una rendija demasiado ancha provoca que lo que se esté midiendo sea una velocidad intermedia a las asociadas a Nn y R2. Ns, por su parte, presenta una velocidad ligeramente desplazada hacia el azul ( $-24\pm 61$  km s<sup>-1</sup>). Si bien no son los mayores valores dentro del sistema, las dispersiones de velocidades nucleares (medidas como el promedio en aberturas del tamaño de una fibra) resultan bastante elevadas (106 km s<sup>-1</sup> para la galaxia norte y 182 km s<sup>-1</sup> para la galaxia sur).

El campo de velocidades asociado a la galaxia norte no es posible explicarlo como rotación de un disco. De existir éste, el eje menor cinemático debería encontrarse a un A.P.  $\sim 0^\circ$  atravesando el arco formado por Nn y R2. Sin embargo, los isocontornos de velocidad no son simétricos respecto a dicho eje, ni tienen la forma esperada para una curva de rotación típica. En la figura 6.10 se muestra un corte del campo de velocidades en la dirección E-O. Mientras que la parte más roja presenta una velocidad más o menos

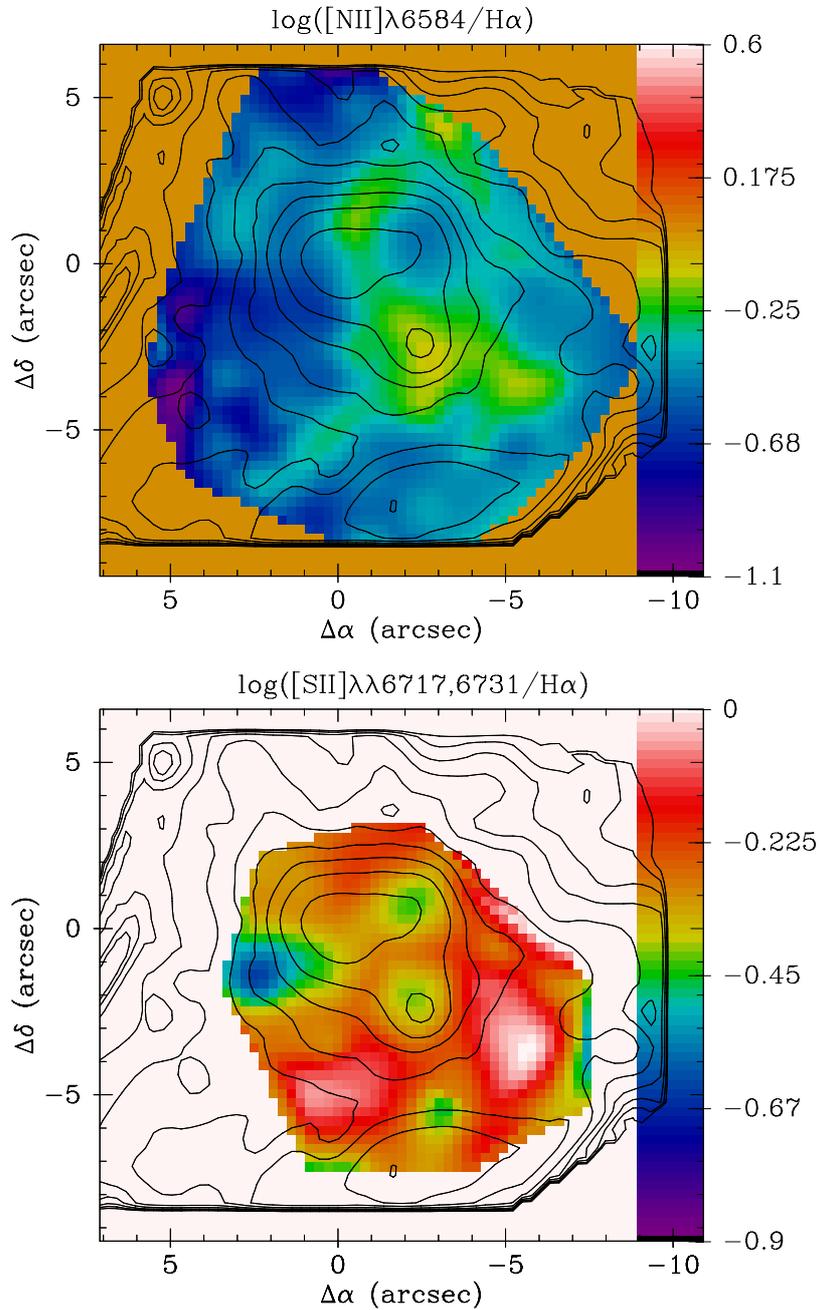


Figura 6.8: Mapa de  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  y  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha)$  para IRAS 12112+0305 sin corregir de extinción. Aparecen superpuestos los contornos de la imagen del continuo en  $\text{H}\alpha$  como referencia. Los ejes están centrados en  $\text{Nn}$ , el norte se encuentra hacia arriba y el este hacia la izquierda. Para un valor de  $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) \sim 0.2$ , la frontera LINER/HII está hacia  $-0.22$ , para  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  y hacia  $-0.45$ , para  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha)$ . Dichas fronteras aparecen de color verde en las gráficas. Los errores estimados para cada fibra individual se encuentran entre 0.1 y 1.0 con una media de  $\sim 0.2$  para  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ , y entre 0.1 y 0.5 con una media de  $\sim 0.2$  para  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha)$ .

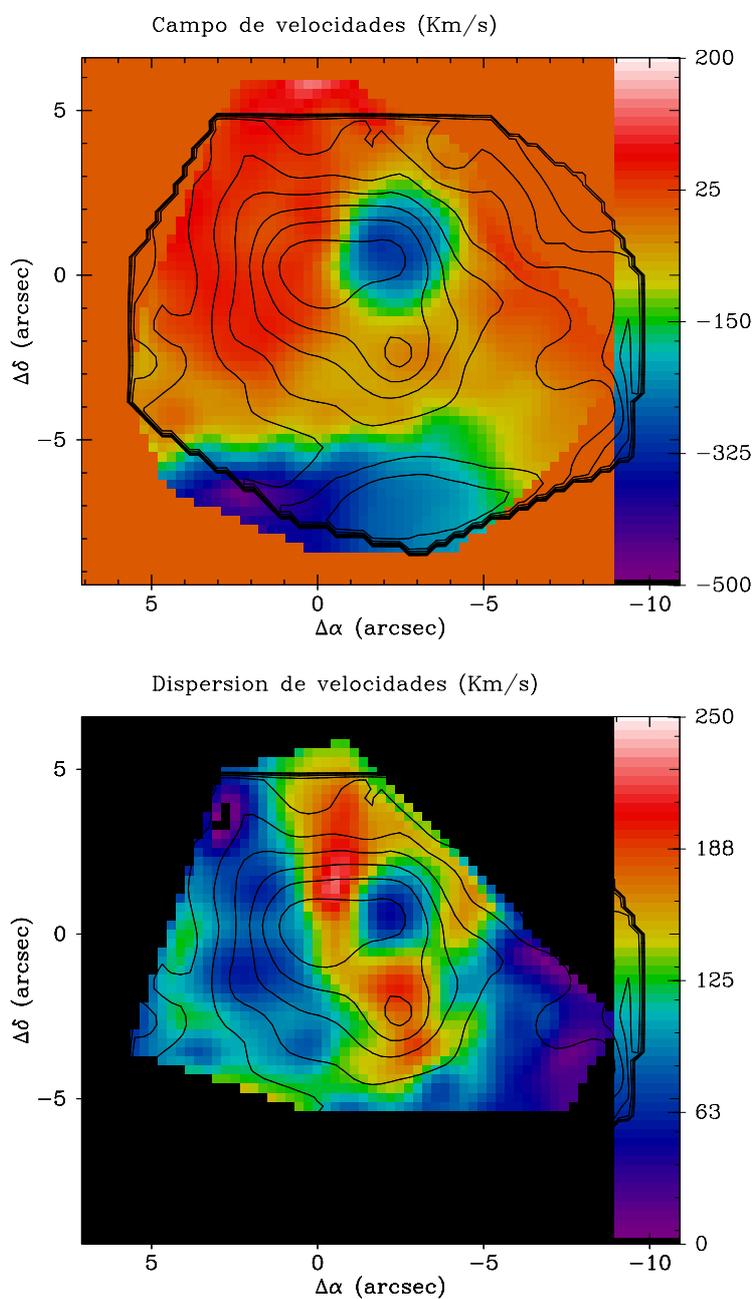


Figura 6.9: Mapas de velocidad y de dispersión de velocidades obtenidos a partir del ajuste del perfil de  $H\alpha$  a una única gaussiana. Se ha superpuesto, en contornos, la imagen del continuo en  $H\alpha$  como referencia. Los ejes están centrados en Nn y la orientación es la habitual, con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda.

constante (de alrededor de  $60 \text{ km s}^{-1}$  con respecto a Nn) en una región de  $\sim 3'' \times 2''$ , la parte más al azul varía de una forma mucho más abrupta, alcanzando unas velocidades de  $\sim -220 \text{ km s}^{-1}$  a  $2''$  ( $\sim 3 \text{ kpc}$ ) de Nn, para volver de nuevo a la velocidad sistémica a  $3''$

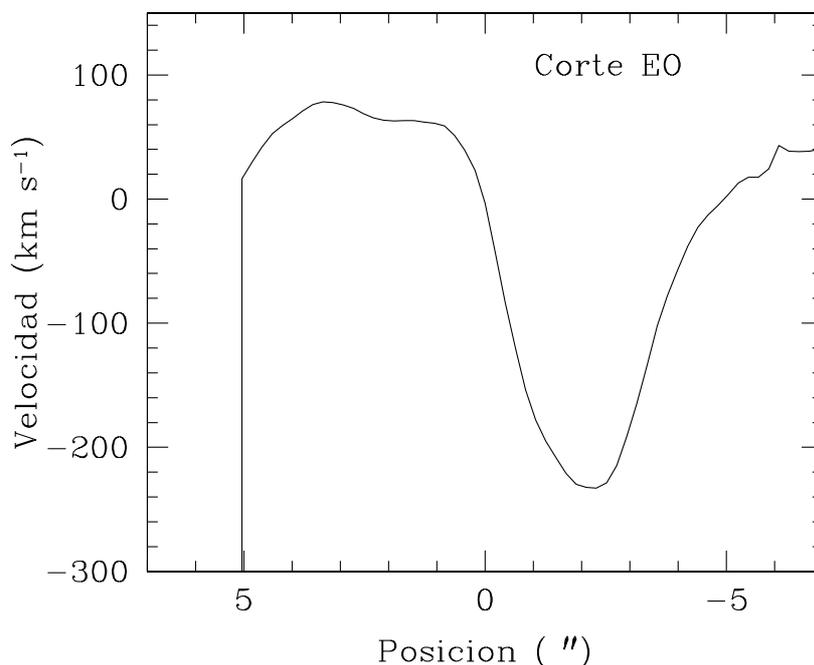


Figura 6.10: Corte del campo de velocidades de IRAS 12112+0305 en la dirección E-O centrado en el núcleo norte.

más al oeste.

Además, el mapa de dispersión de velocidades no se corresponde con el que se esperaría para una galaxia típica en rotación. En ese caso, los valores mayores se dan en torno al núcleo, que es donde se encuentra una mayor concentración de masa, pero en este sistema (galaxia norte), esa zona no es la que muestra los mayores valores de dispersión de velocidades, sino que éstos ( $\sim 220 \text{ km s}^{-1}$ ) se encuentran algo más al norte, en una zona intermedia entre Nn, R2 y el comienzo de la cola de marea norte, un lugar en el que no se aprecia una concentración especial de masa, por lo que estos valores de dispersión parecen más bien asociados a movimientos desordenados producidos por el proceso de fusión. Es interesante destacar que estas regiones con una mayor dispersión coinciden con las zonas que presentan un estado de ionización más alto (véase figura 6.8). Esta coincidencia resulta importante en el estudio de los mecanismos capaces de producir un espectro de tipo LINER y se estudiará en más detalle en el capítulo 9.

Por último, desde el punto de vista morfológico, las isóneas en las imágenes de continuo estelar muestran un aspecto bien distinto de las elipses que se deberían observar en el caso de que se estuviera observando un disco en rotación.

Así pues ni el campo de velocidades, ni el de dispersión de velocidades ni la morfología muestran indicios de rotación asociada a la parte norte del cuerpo principal del sistema.

Resulta interesante el campo de velocidades en la zona asociada a R2. Desde el punto de vista morfológico, con un tamaño de  $\sim 1.0 \text{ kpc}$ , esta región puede ser interpretada como una prolongación de Nn. De hecho, algunos de los trabajos que han estudiado la morfología

de este sistema, se refieren al núcleo de la galaxia norte como a una región en forma de arco que comprende lo que aquí se ha llamado Nn y R2. Sin embargo, desde el punto de vista cinemático, esta región está desacoplada del resto de la galaxia. Con unas dispersiones de velocidad relativamente bajas ( $\sim 58 \text{ km s}^{-1}$ ), presenta velocidades de  $\lesssim -250 \text{ km s}^{-1}$  con relación a la velocidad del sistema, sin presentar ninguna continuidad con las velocidades de su entorno. Esta región puede estar tanto alejándose del sistema como acercándose a el mismo. En el primer caso, la velocidad de escape del sistema para R2 sin tener en cuenta los efectos de proyección sería  $\sim 530 \text{ km s}^{-1}$ , pero debido a estos, la distancia observada de R2 al centro de masas del sistema hay que tomarla únicamente como una cota inferior de la distancia real, lo que implica que esta velocidad de escape hay que tomarla como una cota superior. Además, la velocidad real de R2 con respecto al sistema ha de ser necesariamente mayor que la observada, por lo que es posible que R2 escape del potencial creado por el sistema y sobreviva como galaxia independiente. En el segundo caso, esta región podría ser una tercera galaxia que interviene en el proceso de fusión, con lo que IRAS 12112+0305 constituiría un ejemplo de *merger* múltiple. Si se supone virialización, se puede estimar una masa dinámica para esta región de  $\sim 6.8 \times 10^9 M_{\odot}$ . Este resultado es un ejemplo claro de la utilidad de la ECI para el estudio de este tipo de sistemas, complejos y sin ningún tipo de simetría, en los que las observaciones con rendija larga dejan fuera una parte importante de las propiedades cinemáticas características de la galaxia.

La cola norte presenta unas velocidades desplazadas hacia el rojo con respecto a Nn, siendo mayores conforme más se separa la cola del núcleo. La máxima diferencia de velocidades ocurre en el borde del campo de INTEGRAL, con un  $\Delta v \sim 70 \text{ km s}^{-1}$ . Algo parecido sucede con la cola de marea sur, que se encuentra desplazada hacia el azul con respecto a los núcleos de las galaxias en interacción, aunque en este caso, el gradiente de velocidades observado es mucho mayor, alcanzando un máximo de  $\Delta v \sim -450 \text{ km s}^{-1}$ . Ambas colas de marea están claramente desarrolladas, indicativo de que hace tiempo que estas galaxias sufrieron su primer encuentro y presentan unas dispersiones de velocidades pequeñas ( $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$  para la cola norte y menores de lo que es posible detectar con INTEGRAL para la cola sur).

En cuanto a la existencia de signos que pudieran indicar la presencia de determinadas componentes cinemáticas extras, sólo se ha detectado una ligera asimetría, bien hacia el azul, bien hacia el rojo en el complejo  $\text{H}\alpha + [\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$  en las fibras asociadas a la zona central del sistema. En la figura 6.11 aparecen los ajustes a 1 y 2 gaussianas para las dos fibras en las que se detecta dicha asimetría de forma más clara. Como se puede observar, el ajuste con dos conjuntos de gaussianas reproduce mucho mejor el espectro observado que el ajuste con un único conjunto.

Hemos llamado componente A, a la más estrecha ( $\sigma_A \sim 68 \text{ km s}^{-1}$ ) de las componentes y componente B a la más ancha ( $\sigma_B \sim 180 \text{ km s}^{-1}$ ). En la figura 6.12 aparece el campo de velocidades que presenta cada una de ellas. Mientras que la componente A reproduce el campo general de la galaxia, la componente B, está desplazada hacia el azul con respecto a la velocidad del sistema ( $v_B \sim -154 \text{ km s}^{-1}$ ). El origen de esta segunda componente no queda muy claro. Dentro del contexto del modelo de supervientos propuesto por Heckman et al., suponiendo una configuración en la que el flujo bicónico fuera casi perpendicular al plano del cielo, esta componente podría representar la parte del cono que se acerca al observador,

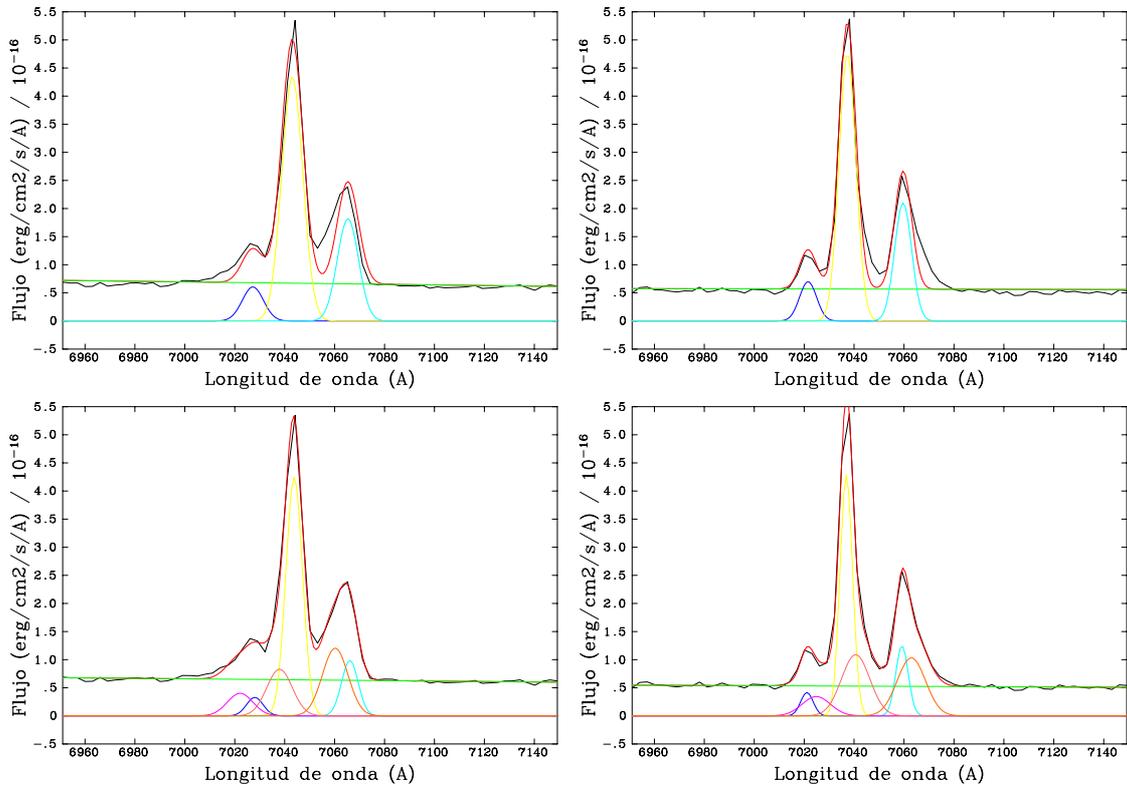


Figura 6.11: Ajustes del complejo  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548, 6584$  a 1 y 2 gaussianas para las fibras #101 (a la izquierda) y #108 (a la derecha), dos fibras representativas de la región con posible doble componente en IRAS 12112+0305.

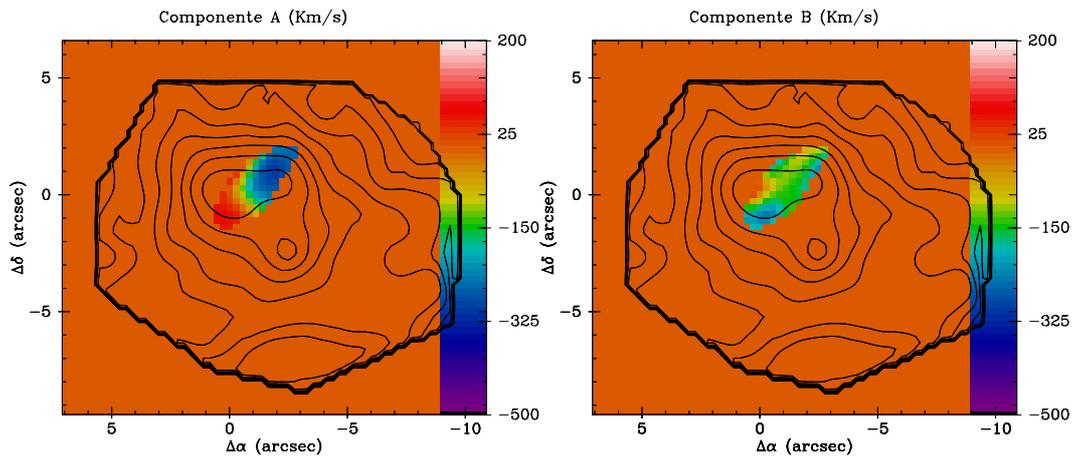


Figura 6.12: Mapas de las dos componentes de velocidad detectadas en la región central de IRAS 12112+0305.

mientras que aquella que se aleja quedaría oculta por el sistema. El estado de ionización de las componentes individuales apoya esta idea ya que mientras la componente A presenta un cociente de líneas típico de un estado de ionización de típico de región HII ( $\log([NII]/H\alpha)$

=  $-0.59$ ), el correspondiente a la componente B es mucho más elevado ( $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha) = 0.08$ ), típico de un estado de ionización de tipo LINER, como cabría esperar dentro del modelo de supervientos. Desde el punto de vista morfológico, una interpretación de este tipo requeriría que esta componente extra estuviera asociada a alguno de los núcleos pero, atendiendo a la figura 6.12, la región con doble componente abarca una zona alargada en dirección NO de  $\sim 7 \text{ kpc} \times 3 \text{ kpc}$  que podría estar asociada tanto a Nn como a R2.

En resumen, las diferentes evidencias morfológicas (sección 6.2) y cinemáticas (esta sección), indican que IRAS 12112+0305 es un ejemplo de interacción de dos galaxias que ya han sufrido su primer encuentro y en el que no se observan signos asociados a un movimiento de rotación regular en las galaxias individuales, si no que la cinemática del sistema está dominada por el proceso de fusión. Además, el análisis cinemático de este sistema ha revelado cómo la región de formación estelar extranuclear R2, a  $\sim 2.5 \text{ kpc}$  en proyección del núcleo norte, se mueve con respecto al sistema a una velocidad elevada ( $\sim -250 \text{ km s}^{-1}$ ). Esta región puede constituir tanto una posible candidata a TDG con velocidad suficiente para escapar del potencial creado por el sistema como una tercera galaxia que está interviniendo en el proceso de fusión.

## 6.7. Conclusiones

En este capítulo se ha realizado un estudio de IRAS 12112+0305, un ejemplo de ULIRG en el que ya se han superado las primeras fases del proceso de fusión. Los principales resultados obtenidos son:

1. Los mapas de INTEGRAL muestran cómo la estructura del gas ionizado está desacoplada de la distribución de luz estelar. Mientras la estructura en los mapas del continuo es similar a la banda  $I$  del WFPC2/HST, y se encuentra dominada por el núcleo norte, la estructura en las líneas está dominada por una región a  $\sim 4.5 \text{ kpc}$  de Nn, R1, fuera del cuerpo principal de la galaxia, que se corresponde con una región débil en la banda  $I$ .
2. El mapa de exceso de color muestra cómo la extinción es mucho mayor en Ns que en el resto del sistema. Esto produce un cambio en la morfología del sistema en las diferentes bandas. Mientras en las bandas de menor longitud de onda, Ns no se detecta o es una fuente débil, en el infrarrojo es la fuente dominante.
3. Los mapas de INTEGRAL corregidos de extinción muestran una morfología similar a las imágenes NICMOS. Domina el cuerpo principal del sistema tanto en el continuo como en las líneas. R1 se revela como una región relativamente débilmente emisora en las líneas en comparación a los núcleos y ya no se aprecian las estructuras más débiles de las imágenes en los continuos, como las colas de marea.
4. Las galaxias implicadas en el proceso de fusión son de una masa similar ( $r \sim 0.9$ , obtenida como el promedio de la estimación a partir de la banda  $H$  y a partir de la dispersión de velocidades). Una vez corregidas de extinción, las magnitudes absolutas en la banda  $H$  indican que las luminosidades asociadas a la galaxia norte y sur son  $0.43 L^*$  y  $0.62 L^*$ , respectivamente.

5. Ni en la literatura ni en los observables utilizados aparecen signos que indiquen la presencia de un AGN en los núcleos de las galaxias en proceso de fusión. Ambos pueden explicarse por la combinación de brotes de formación estelar junto con una extinción elevada, especialmente en el núcleo sur y pequeñas cantidades de polvo caliente. Los brotes de formación estelar estarían formados por dos poblaciones estelares. Una provocada por el proceso de fusión y otra anterior a éste y serían responsables de  $\sim 10\%$  de la luminosidad bolométrica del sistema.
6. Se han detectados tres zonas de formación estelar con edades muy jóvenes ( $\sim 5.6 - 6.4$  Ma). La primera de ellas está formada por una serie de condensaciones asociadas a la cola de marea sur en la que destacan tres picos de  $\sim 3 \times 10^7 M_{\odot}$ . Las otras dos regiones no están asociadas a ninguna cola de marea, pero sus tamaños, luminosidades en  $H\alpha$ , magnitudes y anchuras equivalentes son compatibles con brotes de formación estelar de  $\sim 2.3 \times 10^7 M_{\odot}$  y  $\sim 3.6 \times 10^8 M_{\odot}$ . Sus propiedades son las típicas de regiones HII jóvenes y masivas y podrían ser candidatos a sobrevivir como galaxias independientes, especialmente la más masiva que, tal y como indica el análisis cinemático, se mueve con respecto al sistema a gran velocidad ( $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$ ).
7. La estructura de ionización de este sistema es compleja con zonas de ionización de tipo LINER alejadas de los núcleos de las galaxias en proceso de fusión. La similitud entre el mapa de  $[\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha$  y el de dispersión de velocidades sugiere la posibilidad de la ionización en estas zonas sea debida a choques.
8. IRAS 12112+0305 es un sistema en proceso de fusión en el que las galaxias constituyentes ya han sufrido su primer encuentro y cuya cinemática, según indican los gradientes observados en las colas de marea y la falta de rotación regular en las galaxias individuales, está dominada por los movimientos asociados al proceso de fusión.
9. En la región central de la galaxia se ha detectado una zona de  $\sim 7 \text{ kpc} \times 3 \text{ kpc}$  con asimetrías en el perfil de las líneas que se explican adecuadamente con una componente principal que sigue el campo de velocidades de la galaxia y presenta un estado de ionización de tipo región HII y una componente secundaria más ancha ( $\sigma_B \sim 180 \text{ km s}^{-1}$ ) de velocidad relativamente constante ( $-150 \text{ km s}^{-1}$  con respecto a Nn) y un estado de ionización más elevado, de tipo LINER. No queda claro el papel que desempeña esta componente en la cinemática del sistema, aunque resulta compatible con el modelo de Heckman et al. (1990) para determinadas configuraciones del posible superviento respecto al observador.

# 7

---

## IRAS 14348–1447

Este capítulo contiene los resultados individuales para IRAS 14348–1447, la galaxia de la muestra en un estado más temprano del proceso de fusión. Probablemente, el resultado más relevante de todos ellos sea la detección de zonas de ionización de tipo LINER fuera de las regiones nucleares y la correlación existente entre el mapa de dispersión de velocidades y la estructura de ionización. Aunque en menor grado, este tipo de zonas y esta correlación también se han observado en los otros dos sistemas y se analizará más en detalle en la sección 9.2.

### 7.1. Introducción

Con una  $L_{bol} \approx L_{IR} = 10^{12.31} L_{\odot}$ <sup>1</sup>, esta galaxia presenta, en el óptico, dos núcleos separados  $\sim 5$  kpc, una cola de marea que se extiende hacia el norte desde el núcleo norte y otra cola de marea que se extiende hacia el suroeste desde el núcleo sur (Surace, Sanders, & Evans 2000). Además, se detectan una serie de condensaciones tanto en la cola norte como alrededor del núcleo sur.

En el ultravioleta ( $U'$ ), presenta una morfología similar a la del visible (Surace & Sanders 2000). En el infrarrojo, se detectan los dos núcleos pero apenas se distinguen las condensaciones de formación estelar (Scoville et al. 2000; Carico et al. 1990). El mapa del continuo en radio a 1.49 GHz (Condon et al. 1990) también muestra dos núcleos cuyas posiciones son consistentes con las imágenes en el infrarrojo. En rayos X, muestra emisión débil ( $L_{0.5-10 \text{ keV}} = 1.4 \times 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ ) consistente con un origen estelar (Franceschini et al. 2003). Finalmente, parece necesaria la existencia de un AGN luminoso para explicar la SED de este sistema pero sólo contribuiría a  $\sim 17\%$  del flujo total en el infrarrojo lejano (Farrah et al. 2003).

En lo que se refiere a los distintos indicadores de la fuente de luminosidad, su clasificación espectroscópica no está clara. En el óptico, esta galaxia se ha clasificado bien como LINER (Kim, Veilleux, & Sanders 1998), bien como Seyfert 2 (Sanders et al. 1988a). En el infrarrojo

---

<sup>1</sup>Calculada para  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  con la fórmula para  $L_{IR}$  que aparece en Sanders & Mirabel (1996) y los valores para  $f_{\lambda}$  del FSC de Moshir et al. (1993).

cercano, utilizando las líneas de emisión en Pa $\alpha$  y H $_2$ , Nakajima et al. (1991) clasificaron esta galaxia como de tipo Seyfert 1.5-2. Por otra parte, en base a sus colores en el infrarrojo, esta galaxia se ha clasificado como fría ( $f_{25}/f_{60} = 0.07$ ).

Interferometría de alta resolución de la línea CO(J=1 $\rightarrow$ 0) muestra que ésta es una de las galaxias más ricas en gas molecular ( $M_{\text{H}_2} \sim 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ ). Dicho gas está distribuido en dos componentes asociadas a los núcleos estelares detectados en el visible e infrarrojo (Evans, Surace, & Mazzarella 2000), con  $M_{\text{H}_2} \sim 1.2 \times 10^{10} M_{\odot}$  para el núcleo norte y  $M_{\text{H}_2} \sim 2.0 \times 10^{10} M_{\odot}$  para el núcleo sur.

Mihos & Bothun (1998) realizaron un estudio de esta galaxia utilizando un interferómetro Fabry-Pérot, que tiene algunos puntos en común con el que se va a realizar aquí. A partir de la línea de H $\alpha$ , estudiaron su cinemática y caracterizaron en cierta medida, las diferentes regiones de formación estelar, llegando a la conclusión de que éste era un sistema relativamente joven, con formación estelar extendida y una cinemática poco perturbada. Si bien la resolución espectral de INTEGRAL es menor que la obtenida para un instrumento Fabry-Pérot, el hecho de disponer de un rango mayor de longitud de onda (por lo que se dispone de más información espectral), junto con los colores derivados de las imágenes del HST, nos permite caracterizar de una forma más precisa las regiones de formación estelar. Además, al realizar el análisis cinemático, estamos seguros de estar utilizando el perfil completo de la línea objeto de estudio.

Esta galaxia se encuentra a  $z = 0.083$  (Kim & Sanders 1998), lo que implica una escala de  $1.72 \text{ kpc arcsec}^{-1}$  para  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

## 7.2. Descripción morfológica

En la figura 7.1 se muestra la sección de la imagen de la WFPC2/HST cubierta por INTEGRAL. En ella, se han señalado las diferentes regiones a las que se va a hacer referencia a lo largo del análisis de esta galaxia.

En la figura 7.2 se presentan los mapas de flujo en el continuo y en diferentes líneas de emisión para esta galaxia. La imagen del continuo de H $\alpha$  muestra dos regiones dominantes, alineadas a un ángulo de posición (A.P.)  $\sim 30^\circ$  y separadas  $\sim 3''.6$ , Nn y Ns, que ya han sido identificadas como los núcleos de las galaxias en proceso de fusión en otros rangos de longitud de onda (Condon et al. 1990; Carico et al. 1990; Scoville et al. 2000; Surace, Sanders, & Evans 2001; Surace & Sanders 2000). La emisión asociada a Nn presenta una extensión asimétrica  $\sim 2''.5$  hacia el noreste, asociada con el comienzo de la cola norte, que llamaremos R1. Esta región también aparece en bandas más hacia el azul ( $B$  y  $U'$ ; Surace & Sanders 2000) lo que parece indicar la presencia de población estelar joven. También se detecta, aunque de forma más débil, el comienzo de la cola de marea sur.

En el mapa del continuo en H $\beta$ , R1 y Nn se detectan como una única región alargada. La diferencia entre los dos mapas de continuo se debe a la extinción diferencial, que es mayor en Nn que en R1. La figura 7.4 presenta la distribución general de la extinción en el sistema. Ésta no presenta una distribución uniforme sino que es mucho mayor en dirección a los núcleos. Dicha distribución es compatible con las imágenes en el infrarrojo (véase figura 7.3) en las que los núcleos dominan cada vez más la emisión, conforme nos vamos a

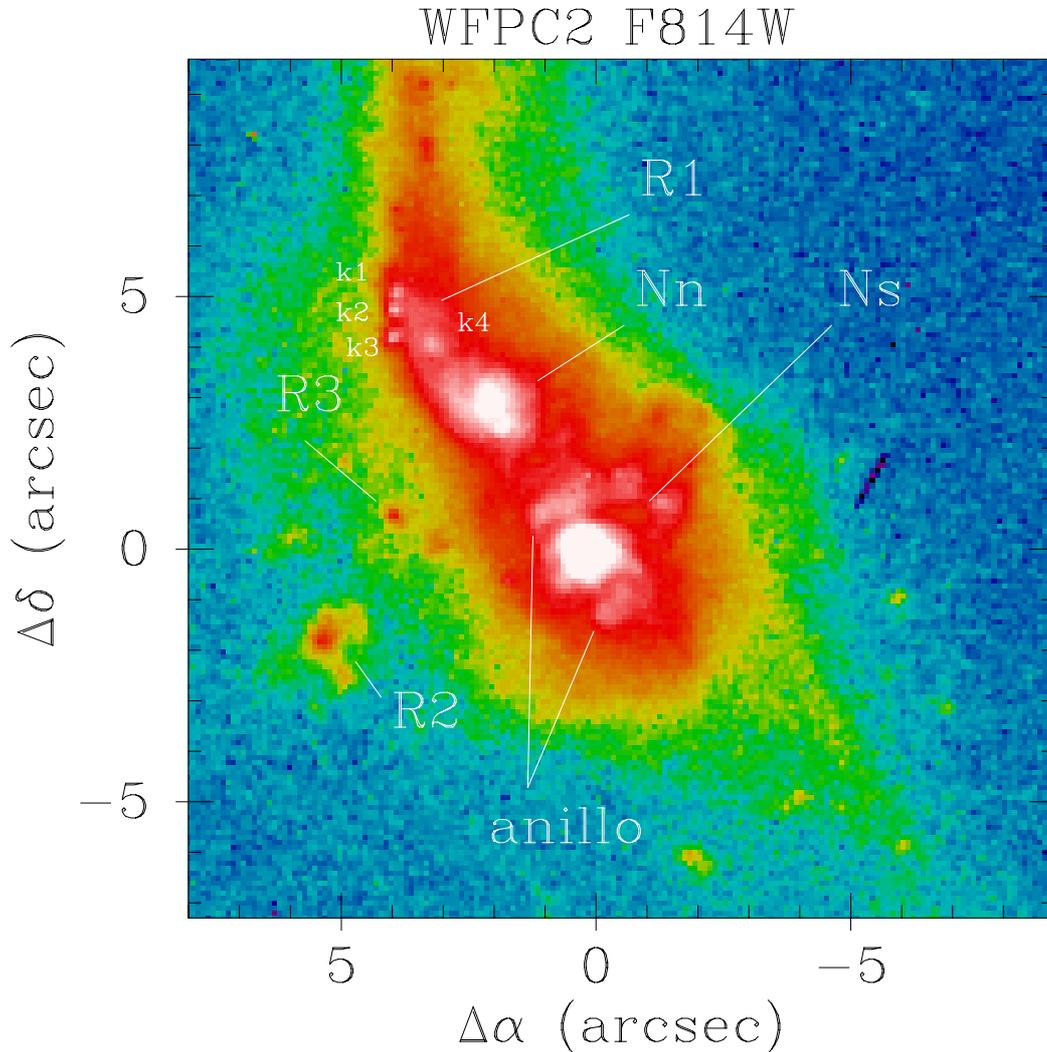


Figura 7.1: Sección de la imagen de WFPC2/HST de IRAS 14348–1447 observada con INTEGRAL. En ella se identifican las diferentes regiones citadas en el texto. Los ejes están centrados en el núcleo sur y la orientación es la habitual, con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda.

mayores longitudes de onda.

La imagen en la banda  $I$  de WFPC2/HST muestra cómo Ns está asociado al núcleo más brillante ( $m_{F814W} = 17.55$ ), junto con un anillo formado por varias condensaciones de formación estelar. Nn se corresponde con el núcleo norte y, R1, con una serie de *knots* de  $\sim 200$  pcs de radio efectivo cada uno en la base de la cola norte. En esta imagen aparecen dos regiones que cobran relevancia en los mapas de las líneas de emisión: R2 ( $m_{F814W} = 20.82$ ), que con  $r_{\text{eff}} \sim 1$  kpc se encuentra a  $5''.3$  y A.P.  $\sim 110^\circ$  de Ns y R3 ( $m_{F814W} = 21.04$ ), a  $\sim 3''.7$  y A.P.  $\sim 70^\circ$  y un tamaño de  $\sim 460$  pc. Las posiciones relativas de todas las regiones de interés se muestran en la tabla 7.1.

La estructura general del gas ionizado es similar a la distribución de luz estelar, siendo

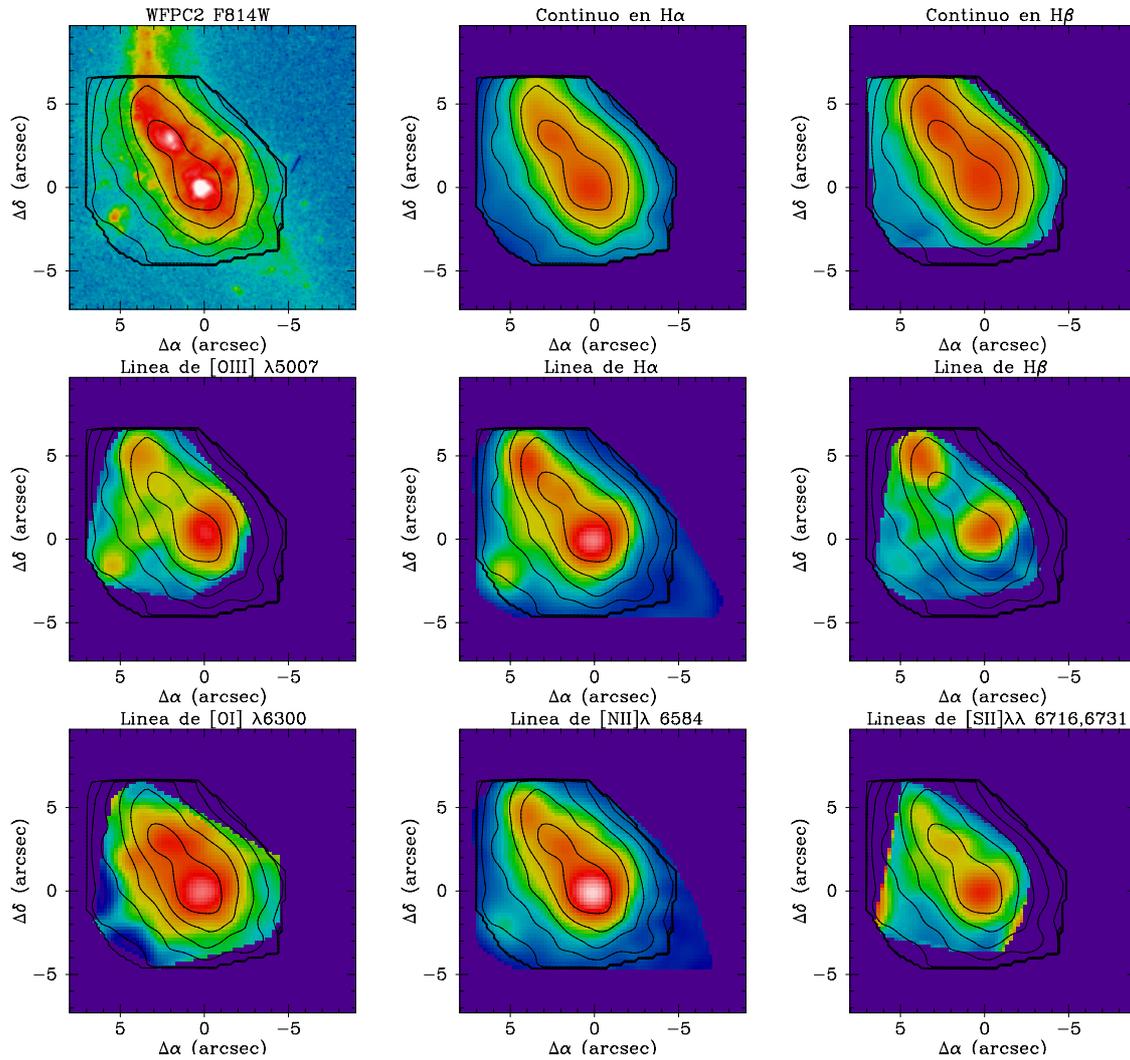


Figura 7.2: Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 14348–1447 trazado por diferentes líneas de emisión y por ventanas de continuo en  $H\alpha$  (promedio en 7029–7038 Å y 7149–7158 Å) y  $H\beta$  (promedio en 5212–5224 Å y 5305–5332 Å). Se muestra la imagen de archivo de alta resolución de WFC2/HST en el filtro F814W para comparación. Los ejes están centrados en Ns y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

Ns la región más brillante en todos los mapas. Sin embargo, hay algunas diferencias. Nn es una fuente débil en los mapas de las líneas de  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $[OIII]\lambda 5007$  en comparación a Ns, mientras que R1 es fuertemente emisora, en esas mismas líneas. Por el contrario, no hay emisión significativa en las líneas asociada a la cola de marea sur. Las dos regiones detectadas en la imagen en la banda  $I$ , pero no en las imágenes de los continuos de INTEGRAL (R2 y R3), presentan emisión en las líneas, especialmente en  $H\alpha$  y  $[OIII]\lambda 5007$ .

En la figura 7.5 se muestran los mapas de flujo en los diferentes continuos y líneas

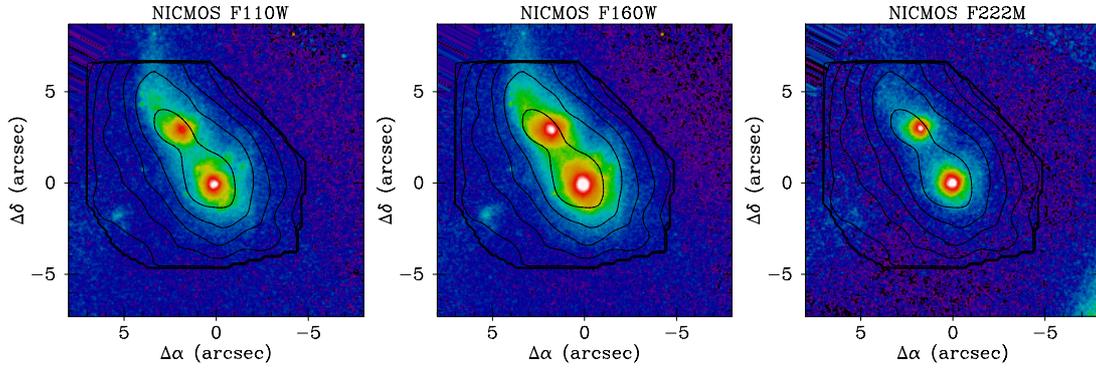


Figura 7.3: Imágenes en las diferentes bandas de NICMOS para IRAS 14348–1447. Los ejes están centrados en  $N_s$  y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

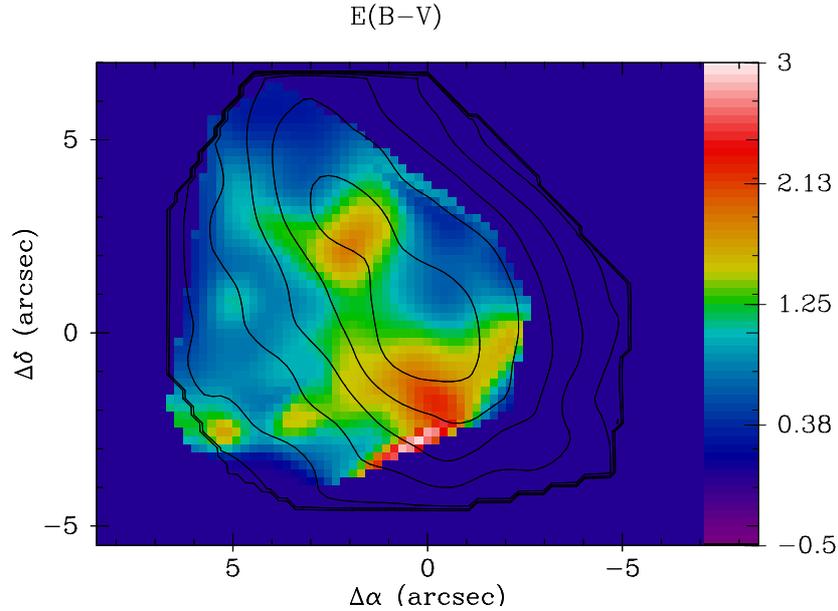


Figura 7.4: Mapa de extinción en IRAS 14348–1447. Se ha superpuesto, en contornos, la imagen del continuo en  $H\alpha$  como referencia. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Los errores estimados para  $E(B - V)$  en cada fibra individual se encuentran entre 0.1 y 1.0 con una media de 0.3.

de emisión una vez corregidos de la extinción derivada a partir del cociente  $H\alpha/H\beta$ . La morfología en todos ellos es muy similar a la que se observa en las imágenes de NICMOS (figura 7.3), estando la emisión dominada por los núcleos.

### 7.3. Principales propiedades derivadas

La tabla 7.1 contiene las principales propiedades derivadas para cada una de las regiones de interés de esta galaxia.

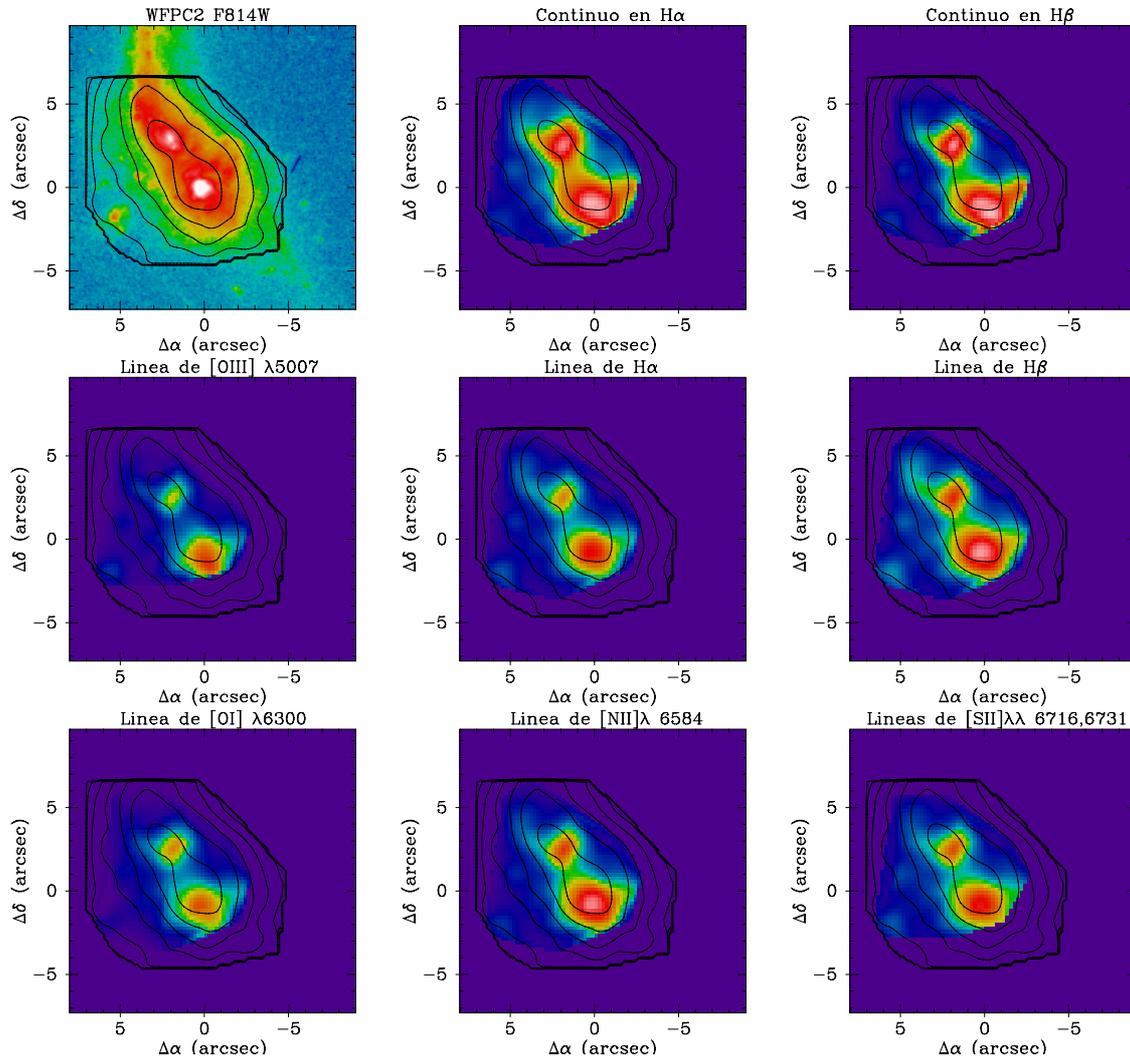


Figura 7.5: Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 14348–1447 trazado por diferentes líneas de emisión y por ventanas de continuo en  $H\alpha$  y  $H\beta$  una vez corregidos de extinción. Se muestra la imagen de archivo de alta resolución de WFPC2/HST en el filtro F814W para comparación. Los ejes están centrados en  $N_s$  y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

Como sucedía en la región  $N_n$  de IRAS 12112+0305, debido a la menor resolución de las imágenes de INTEGRAL, las regiones en los mapas de  $H\alpha$  asociadas a las zonas nucleares ocupan una región mayor que lo que se ha identificado como núcleo en la banda  $I$ , y no es posible determinar *a priori* qué proporción del flujo detectado en estas regiones se debe a los núcleos propiamente dichos y cuánto a la galaxia subyacente. Esto es especialmente relevante en la galaxia sur, donde el núcleo está rodeado por un anillo de condensaciones. Por ello, hemos seguido el mismo criterio que en IRAS 12112+0305 y hemos considerado que el flujo debido a los núcleos es el medido en una abertura de  $r = 1''.0$  mientras que la

emisión que queda fuera de esta abertura está causada por las condensaciones circundantes.

Las magnitudes del HST asociadas a R1 se midieron utilizando una apertura de  $1''.0$  de radio, suficiente para abarcar los cuatro *knots*; las asociadas a R2 y R3 se midieron en una apertura de  $0''.5$  de radio, algo mayor que el tamaño determinado para dichas regiones en la banda *I*. Para acabar, las magnitudes nucleares que aparecen en la tabla no están corregidas de la contribución debido a la galaxia subyacente.

Tabla 7.1: Propiedades de las regiones de interés de IRAS 14348–1447. Las dos primeras filas muestran las posiciones relativas a Ns en segundos de arco. La siguiente fila, muestra la extinción derivada a partir del cociente de  $H\alpha/H\beta$ . Las filas 4-7 contienen los logaritmos de los cocientes de líneas, ya corregidos de extinción. Las dos siguientes muestran las anchuras equivalentes en  $H\alpha$  y  $H\beta$  en Amstrongs. A continuación, aparecen el flujo en  $H\alpha$  observado, en unidades de  $10^{-16}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  y la luminosidad en  $H\alpha$  en unidades de  $10^{40}$  erg s $^{-1}$ . Las restantes filas contienen las magnitudes y colores medidos en las imágenes del HST, las magnitudes absolutas y las magnitudes absolutas corregidas de extinción.

	R1	Nn	Ns	R2	R3
$\alpha('')$	3.4	4.7	0.0	5.2	3.7
$\delta('')$	4.7	3.0	0.0	-1.7	0.8
$E(B - V)$	$0.7 \pm 0.1$	$1.7 \pm 0.4$	$1.4 \pm 0.3$	$1.1 \pm 0.4$	$0.8 \pm 0.2$
$\log ([OIII]/H\beta)$	$-0.2 \pm 0.1$	$0.3 \pm 0.3$	$0.2 \pm 0.2$	$0.3 \pm 0.2$	$0.1 \pm 0.2$
$\log ([OI]/H\alpha)$	$-1.3 \pm 0.2$	$-0.7 \pm 0.2$	$-0.9 \pm 0.1$	$-1.4 \pm 0.3$	$-0.8 \pm 0.1$
$\log ([NII]/H\alpha)$	$-0.4 \pm 0.1$	$-0.2 \pm 0.1$	$-0.2 \pm 0.1$	$-0.5 \pm 0.1$	$-0.3 \pm 0.1$
$\log ([SII]/H\alpha)$	$-0.6 \pm 0.1$	$-0.4 \pm 0.1$	$-0.5 \pm 0.1$	$-0.5 \pm 0.1$	$-0.3 \pm 0.1$
$EW(H\alpha)$	$85 \pm 5$	$41 \pm 3$	$98 \pm 4$	$194 \pm 42$	$71 \pm 4$
$EW(H\beta)$	$14 \pm 2$	$3 \pm 1$	$10 \pm 2$	$16 \pm 6$	$13 \pm 3$
$F_{obs}(H\alpha)$	$70.5 \pm 0.7$	$29.0 \pm 0.6$	$77.6 \pm 2.3$	$15.5 \pm 0.2$	$18.9 \pm 0.4$
$L(H\alpha)$	$47.2 \pm 14.4$	$219.0 \pm 213.1$	$292.5 \pm 241.0$	$28.6 \pm 24.3$	$17.4 \pm 9.4$
$m_{F814W}$	$18.12 \pm 0.08$	$18.07 \pm 0.02$	$17.55 \pm 0.01$	$20.82 \pm 0.02$	$21.04 \pm 0.09$
$m_{F110W}$	...	$16.91 \pm 0.05$	$16.46 \pm 0.01$	...	...
$m_{F160W}$	...	$15.60 \pm 0.03$	$14.98 \pm 0.04$	...	...
$m_{F222M}$	...	$14.71 \pm 0.04$	$14.01 \pm 0.02$	...	...
$F814W - F110W$	...	$1.16 \pm 0.07$	$1.09 \pm 0.02$	...	...
$F110W - F160W$	...	$1.30 \pm 0.08$	$1.48 \pm 0.05$	...	...
$F160W - F222M$	...	$0.89 \pm 0.07$	$0.97 \pm 0.06$	...	...
$M_{F814W}$	-19.62	-19.66	-20.18	-16.91	-16.69
$M_{F110W}$	...	-20.82	-21.27	...	...
$M_{F160W}$	...	-22.13	-22.76	...	...
$M_{F222M}$	...	-23.02	-23.73	...	...
$M_{F814W}^{corr}$	$-20.82 \pm 0.25$	$-22.79 \pm 0.77$	$-22.76 \pm 0.64$	$-18.74 \pm 0.74$	$-18.18 \pm 0.44$
$M_{F110W}^{corr}$	...	$-22.80 \pm 0.52$	$-22.90 \pm 0.43$	...	...
$M_{F160W}^{corr}$	...	$-23.30 \pm 0.31$	$-23.72 \pm 0.25$	...	...
$M_{F222M}^{corr}$	...	$-23.72 \pm 0.21$	$-24.31 \pm 0.17$	...	...

## 7.4. Masa y luminosidad estelar y masa dinámica de las galaxias en proceso de fusión

La magnitud total en la banda *H* sin ninguna corrección por extinción para este sistema es de  $-24.16$ , lo que implicaría una luminosidad  $L = 0.97L^*$ . Para las galaxias norte y sur, las magnitudes dentro de una abertura de  $r = 1''.5$  son  $-22.82$  y  $-23.31$  que, una vez corregidas de la extinción promedio en la abertura,  $E(B - V) = (1.33, 1.38)$ , predicen una razón de masas de  $\sim 2/3$ , siendo la galaxia sur la más masiva.

Una vez añadida la contribución de las partes externas (corregidas por una extinción promedio de  $E(B - V) = 0.7$ ), las luminosidades totales estimadas para las galaxias individuales son  $0.78 L^*$  y  $1.28 L^*$  (que se corresponden con unas masas de  $1.1 \times 10^{11} M_\odot$  y  $1.8 \times 10^{11} M_\odot$  respectivamente).

Desde el punto de vista dinámico, la dispersión promedio dentro del radio efectivo

( $\sim 1.7$  kpc y  $\sim 1.3$  kpc), es de  $130 \text{ km s}^{-1}$  y  $192 \text{ km s}^{-1}$ , para las galaxias norte y sur respectivamente. Suponiendo virialización y que el sistema es isotrópico, esto implica una razón de masas de  $\sim 2/3$ , como la obtenida a partir de la banda  $H$ , y unas masas totales individuales de  $6.0 \times 10^{10} M_{\odot}$  ( $0.43 m^*$ ) y  $9.5 \times 10^{10} M_{\odot}$  ( $0.68 m^*$ ) para las galaxias norte y sur. Estas masas concuerdan relativamente bien con las derivadas a partir de la luminosidad en  $H$ .

### 7.5. Caracterización de las fuentes de ionización

La posición de las diferentes regiones de interés en los diagramas de diagnóstico propuestos por Veilleux & Osterbrock (1987) aparecen en la figura 7.6.

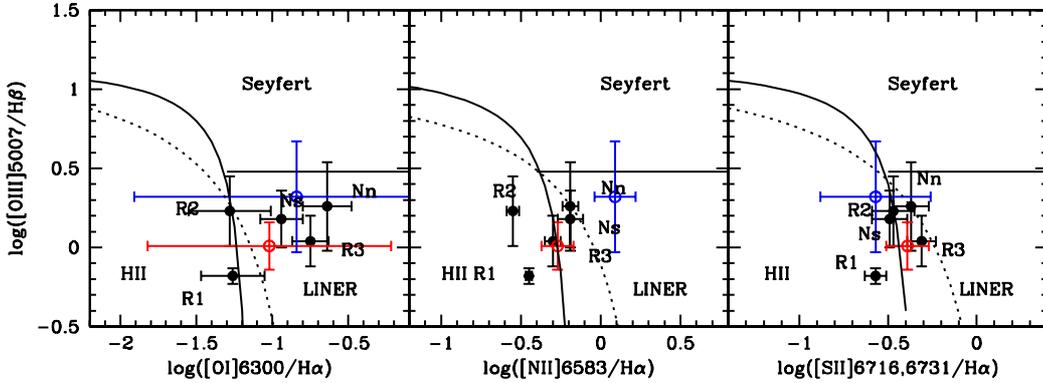


Figura 7.6: Diagramas de diagnóstico para IRAS 14348–1447. Se indican los valores de los cocientes obtenidos para las diferentes regiones ionizantes con puntos negros. Los círculos rojo y azul indican el valor de dichos cocientes para las componentes A y B asociadas a Ns (véase la sección 7.6). Las trazas continuas muestran las fronteras empíricas propuestas por Veilleux & Osterbrock (1987). Las líneas discontinuas muestran las fronteras teóricas propuestas por Kewley et al. (2001b). Como estimación del error cometido en el cálculo de los diferentes cocientes, en cada región de interés, se muestra el error asociado para la fibra más cercana derivado a partir de los errores en flujo obtenidos en el ajuste a gaussianas.

Comenzaremos por el análisis de las regiones de ionización extranucleares. R1 y R2 presentan unos cocientes de líneas en la frontera entre las zonas correspondientes a las regiones HII y a los LINERs que perfectamente pueden haber sido causados por brotes de formación estelar. R3 presenta un estado de ionización más alto, de tipo LINER atendiendo a la clasificación de Veilleux & Osterbrock, pero que, en base a las fronteras teóricas de Kewley et al., también se puede explicar con brotes de formación estelar.

La luminosidad en  $H\alpha$  y magnitud en F814W corregidas de extinción y las anchuras equivalentes en R2 son compatibles con un brote de formación estelar instantáneo de  $5.6 \times 10^6$  años y  $\sim 9.4 \times 10^7 M_{\odot}$ . Esta región, con un radio efectivo  $\sim 1$  kpc y una masa dinámica de  $\sim 5.2 \times 10^9 M_{\odot}$  se encuentra más alejada del cuerpo principal del sistema que R1 y R3 y constituye un buen candidato a TDG, similar a R1 en IRAS 12112+0305 (capítulo 6). De la misma manera, R3 también es compatible con un brote instantáneo aunque de mayor edad, entre 6.0 y 6.4 Ma (en la tabla 7.2 aparece un brote de 6.0 Ma, ya que predice unos valores de las diferentes magnitudes más parecidos a los observables

asociados a esta región). Esta región es muy similar a R2 pero parece más complicada su supervivencia como futura TDG debido a su proximidad al cuerpo principal de la galaxia. En cualquier caso, no hay que olvidar que, debido a posibles efectos de proyección, es posible que estemos observando una distancia menor que la real. Estas dos regiones en conjunto aportarían  $\sim 1\text{-}2\%$  de la luminosidad de la galaxia.

Finalmente, de los modelos utilizados, el que mejor describe la situación en el comienzo de la cola de marea norte (R1) es el formado por dos poblaciones: una anterior al proceso de fusión y brote instantáneo de edad relativamente joven (6 Ma). Suponiendo que en los cuatro *knots* encontrados en la cola únicamente hay estrellas asociadas al brote joven, podemos estimar la masa individual de cada *knot* a partir de la magnitud en el filtro F814W. Para eso, se eligieron determinados cortes que se ajustaron a una gaussiana, correspondiente al *knot*, y un continuo, correspondiente a la población subyacente en la cola de marea. De este modo, a partir de unas magnitudes corregidas de extinción de  $-16.65$ ,  $-16.43$ ,  $-16.30$  y  $-17.85$  se derivaron unas masas de  $\sim 9.5$ ,  $7.8$ ,  $6.9$ ,  $28.8 \times 10^6 M_{\odot}$  para k1, k2, k3 y k4, respectivamente. La masa total estimada para los cuatro *knots* es  $\sim 15\%$  de la masa de población joven asociada a R1, lo que implicaría, no únicamente éstos, sino toda la región más interna de la cola norte acaba de sufrir un brote de formación estelar.

En lo que se refiere a los núcleos de la galaxia, ambos presentan un espectro de tipo LINER, para los que, como se ha visto en la introducción, se han propuesto diversos mecanismos de ionización. Excepto la clasificación en el infrarrojo cercano de este sistema como Seyfert (Nakajima et al. 1991) y el ajuste de la SED de Farrah et al., los indicadores en los diferentes rangos de longitud de onda que se encuentran en la literatura, no muestran signos de existencia de un AGN en el interior de los núcleos. En cualquier caso, de existir, no parece que este posible AGN contribuya en el rango de longitud de onda que estamos analizando.

Los colores en el infrarrojo cercano corroboran esta idea. En la figura 7.7 se muestra la localización de los núcleos en el espacio ( $I - J$ ,  $J - H$ ,  $H - K$ ), así como la de los posibles responsables de los colores en el infrarrojo. Al igual que sucedía en IRAS 12112+0305, ambos núcleos muestran unos colores demasiado rojos para ser explicados simplemente por formación estelar, siendo necesario, un QSO, cierta cantidad de extinción, cierta cantidad de polvo o una combinación de varios de estos elementos. Cuando se corrigen los datos con la extinción obtenida a partir del cociente  $H\alpha/H\beta$  y modelo pantalla vemos que el QSO no resulta necesario para explicar los colores en el infrarrojo y que es suficiente con una población estelar mezclada con cantidades moderadas de polvo caliente ( $\lesssim 20\%$  del flujo en la banda  $K$ ).

Así pues, dado que ni la mayoría de los indicadores que aparecen en la literatura, ni los utilizados en esta tesis muestran signos de un posible AGN que contribuya sustancialmente a la SED en el óptico e infrarrojo cercano parece pausable pensar que, en los núcleos de las galaxias que constituyen el sistema, el principal mecanismo de ionización sea un brote de formación estelar. Por otra parte, la asimetría en el perfil de las líneas hacia el azul, propia de flujos de gas hacia afuera (véase el análisis cinemático en sección 7.6), indica que otro posible mecanismo responsable de la ionización es el calentamiento por choques. En la sección 7.6 se ha llevado a cabo un ajuste a dos componentes en la región de asimetría hacia el azul que indica que  $\sim 70\%$  del flujo en  $H\alpha$  (componente A) se debe a gas ionizado

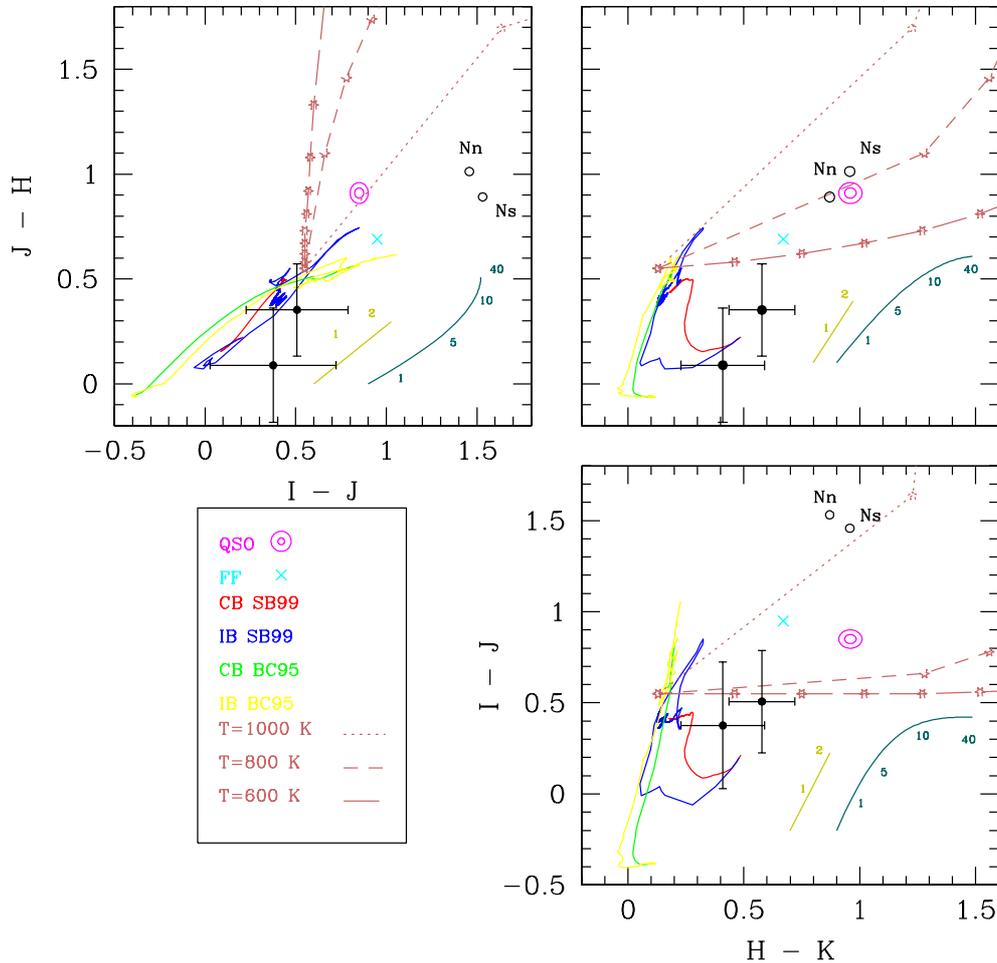


Figura 7.7: Diagramas color-color para los núcleos de IRAS 14348–1447 con flujos medidos en una apertura de 2.5 kpc de diámetro. Se muestra también las trazas correspondientes a los modelos de brote instantáneo y brote continuo de formación estelar de SB99 y BC95 además de los colores para un cuásar típico y la radiación libre-libre. Las trazas rosas muestran los colores para un brote instantáneo de  $5 \times 10^7$  años mezclado con diferentes cantidades de polvo caliente. Las estrellas que hay sobre las trazas muestran incrementos en la cantidad de polvo del 10% en el flujo en la banda  $K$ . Las líneas mostaza y verde turquesa muestran los efectos del enrojecimiento por polvo en un modelo de pantalla y en uno de mezcla uniforme con fuente emisora, respectivamente. Los números que aparecen al lado de estas líneas indican la extinción,  $A_V$ . Los colores medidos para los núcleos, una vez tenidas en cuenta las diferencias entre los filtros del HST y los  $IJK$  estándares aparecen con círculos blancos. También se muestran sus posiciones una vez corregidos de la extinción derivada a partir del cociente  $H\alpha/H\beta$ , suponiendo un modelo de pantalla (círculo negro).

directamente por estrellas del núcleo, mientras que el  $\sim 30\%$  restante está causado por un superviento.

Como se esperaba, no fue posible encontrar a partir de las anchuras equivalentes en  $H\alpha$  y  $H\beta$ ,  $L(H\alpha)$  y las magnitudes del HST, una única población estelar para cada núcleo

Tabla 7.2: Poblaciones estelares asociadas a las diferentes regiones de interés de IRAS 14348–1447. Como referencia aparece una cota superior para la masa estelar (tercera fila) estimada a partir de las dispersiones de velocidades (primera fila) y el radio efectivo en la banda F814W para las regiones extranucleares y en la banda F160W para los núcleos (segunda fila). La cuarta fila muestra el tipo de población estelar que mejor se ajusta a los observables. Las filas quinta, sexta y séptima contienen las masas de la población estelar joven, vieja y total, respectivamente. Finalmente, la última fila muestra la aportación de cada una de las regiones a la luminosidad bolométrica del sistema.

	R1	Nn	Ns	R2	R3
$\sigma$ (km s <sup>-1</sup> )	71	131	196	50	113
$r_{\text{eff}}$ (kpc)	1.53	1.57	1.32	1.00	0.46
$M_{\text{din}}$ (10 <sup>9</sup> M <sub>⊙</sub> )	16.1	56.3	106.0	5.2	12.4
Modelo	b.i. 6 Ma + b.i. 1 Ga	b.c. 30 Ma + b.i. 1 Ga	b.c. 30 Ma + b.i. 1 Ga	b.i. 5.6 Ma	b.i. 6.0 Ma
$M_{\text{p.j.}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	33.2	47.2	63.0	9.4	8.1
$M_{\text{p.v.}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	289.5	6161.0	9444.0	...	...
$M_{\text{tot}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	322.8	6208.0	9507.0	9.4	8.1
$L_{\text{bol}}$ (10 <sup>9</sup> L <sub>⊙</sub> )	81.2	59.0	89.5	24.3	19.1

que explique todos los observables, resultando más apropiado un modelo suma de un brote antiguo con otro continuo de  $\sim 30$  Ma. La tabla 7.2 muestra las poblaciones estelares asociadas a ambos núcleos en el caso de que toda la luminosidad en H $\alpha$  esté asociada al brote de formación estelar más joven. Esto implicaría que la luminosidad bolométrica asociada a los brotes que se ven en el óptico/infrarrojo cercano en ambos núcleos sería a lo mucho,  $\sim 10\%$  de la luminosidad detectada en el infrarrojo lejano.

Finalizaremos este apartado con un análisis de la distribución del estado de ionización en IRAS 14348–1447 mediante la utilización de los cocientes de [NII] $\lambda 6584/\text{H}\alpha$  y [SII] $\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ , cuyos mapas se muestran en la figura 7.8. En el primero de ellos, se observa cómo la región asociada a los discos de las galaxias en interacción presentan un espectro LINER pero con unos valores cercanos a la frontera LINER/HII. Sin embargo, aunque los núcleos presenten unos valores del cociente [NII] $\lambda 6584/\text{H}\alpha$  relativamente grandes, los estados de ionización mayores se encuentran al comienzo de la cola de marea sur y en una zona extensa al noroeste del cuerpo principal de la galaxia. Estas regiones difícilmente se pueden asociar a una concentración elevada de masa, por lo que parece apropiado pensar que, en ellas, un espectro de este tipo está provocado por choques en el gas debidos al proceso de interacción. R1 y R2, así como toda la parte al este del cuerpo principal de la galaxia, presentan un espectro de tipo región HII. En general, este mapa, al igual que sucedía en el caso de IRAS 12112+0305, o incluso más, es similar al mapa de dispersión de velocidades (véase sección 7.6). En el mapa de [SII] $\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ , la mayor parte del campo cubierto por INTEGRAL presenta un espectro de tipo LINER, siendo las zonas asociadas a R1 y R2, las únicas que muestran un espectro de tipo región HII.

## 7.6. Análisis cinemático

La velocidad sistémica de IRAS 14348–1447, definida como la velocidad del gas ionizado determinada a partir de H $\alpha$ + [NII] $\lambda\lambda 6548,6584$  y [SII] $\lambda\lambda 6717,6731$  para el núcleo sur es de

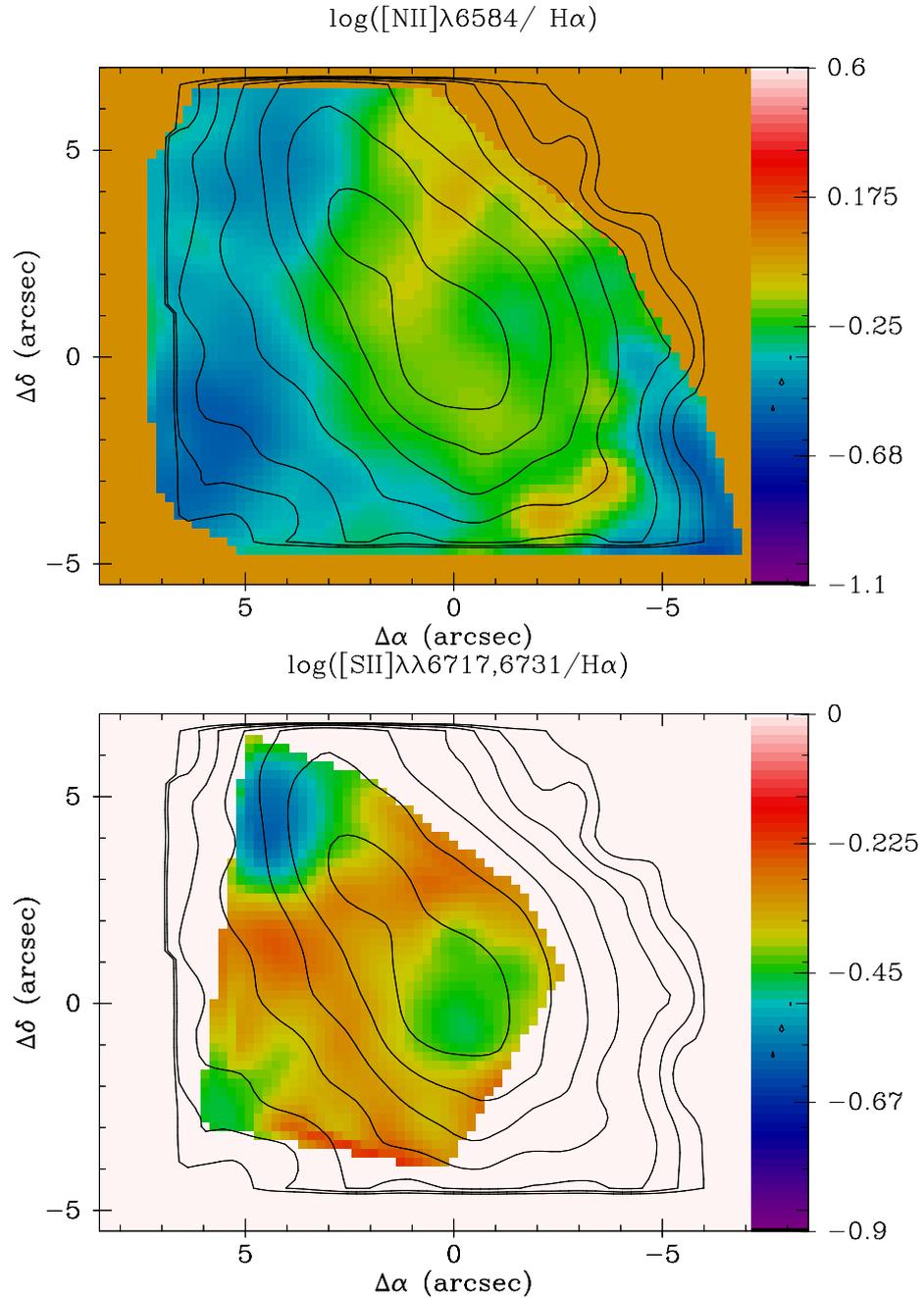


Figura 7.8: Mapas de  $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$  y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$  para IRAS 14348–1447 sin corregir de extinción. Aparecen superpuestos los contornos de la imagen del continuo en  $\text{H}\alpha$  como referencia. Los ejes están centrados en Ns, el norte se encuentra hacia arriba y el este hacia la izquierda. Para un valor de  $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) \sim 0.2$ , la frontera LINER/HII está hacia  $-0.22$ , para  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  y hacia  $-0.45$ , para  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha)$ . Dichas fronteras aparecen de color verde en las gráficas. Los errores estimados para cada fibra individual se encuentran entre 0.1 y 0.4 con una media de  $\sim 0.2$  para  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ , y entre 0.1 y 0.4 con una media de  $\sim 0.2$  para  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha)$ .

$24690 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$ . Esta velocidad es ligeramente menor que la obtenida por Kim & Sanders (1998) a partir de esta misma línea pero utilizando una rendija de  $2''.5$  de anchura y una abertura de  $2''.0$  ( $24800 \pm 70 \text{ km s}^{-1}$ ) pero está de acuerdo con la determinada a partir de la línea de la transición del  $\text{H}_2$  ( $\nu = 1 - 0$ ) S(1) por Nakajima et al. (1991) con una rendija de  $4''.0$  y una resolución espacial de  $1 \text{ kpc}$  ( $24710 \pm 100 \text{ km s}^{-1}$ ). Para el núcleo norte, se ha medido una velocidad de  $24650 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$  en consonancia con medidas anteriores para este núcleo (Kim & Sanders 1998; Nakajima et al. 1991).

La mayoría de los espectros observados no muestran signos de subestructura, sin embargo, los perfiles de las diferentes líneas de emisión en los espectros de las fibras asociadas a Ns presentan asimetrías al azul indicando la presencia de distintas componentes gaseosas integradas a lo largo de la línea de emisión (ver en el apéndice A los espectros de la fibra 106 y alrededores). Antes de realizar una descomposición de los perfiles de las líneas, se analizarán las propiedades cinemáticas generales de la nebulosa extensa ajustando un único perfil gaussiano a la línea de  $\text{H}\alpha$ . Los mapas del campo de velocidades y de dispersión de velocidades generados a partir de dicho ajuste se presentan en la figura 7.9.

El campo de velocidades de este sistema presenta un patrón relativamente regular que Mihos & Bothun atribuyen a rotación independiente en cada una de las galaxias. En principio, el campo de velocidades asociado a la galaxia norte se asemeja al que presentaría la rotación pura de un disco con el eje menor cinemático a un A.P.  $\sim 90^\circ$ . Por una parte, las líneas de velocidad en la región nuclear son paralelas. Por otra parte, en la figura 7.10 se muestra un corte del campo de velocidades a lo largo del supuesto eje mayor cinemático. Aunque la presencia de la galaxia sur y de la cola de marea norte dificultan la determinación del pico de velocidades, la parte norte de la curva de rotación indica que éste debería encontrarse a  $\sim 2''$  ( $\sim 3.4 \text{ kpc}$ ) del núcleo. Bajo esta suposición, la diferencia de velocidad de pico a pico medida para la galaxia norte es  $\Delta v \sin i \sim 140 \text{ km s}^{-1}$  similar a la que se esperaría para una galaxia espiral típica ( $\Delta v \sim 200 \text{ km s}^{-1}$ ) que estuviera inclinada con respecto del plano del cielo unos  $45^\circ$ - $50^\circ$  (lo estimado para la galaxia norte a partir del análisis de la isofotas en la banda  $H$ ).

Sin embargo, existen otras evidencias que indican que un esquema tan simple resulta inadecuado. En primer lugar, los ejes mayor y menor cinemáticos asociados a la galaxia norte no coinciden con los morfológicos (eje mayor a un A.P.  $\sim 30^\circ$ ). En segundo lugar, el campo de velocidades en la galaxia no muestra una discontinuidad con su entorno que insinúe que los movimientos que en ella se están observando sean independientes de los movimientos del sistema. Por último, como se muestra en el mapa de dispersión de velocidades, si bien ésta es elevada en la región nuclear ( $\sigma \sim 160 \text{ km s}^{-1}$ ), no alcanza un valor máximo. Por contra, aparece una zona de alta dispersión ( $\sigma \sim 236 \text{ km s}^{-1}$ ) al oeste de la galaxia. En ella, gas proveniente de ambas galaxias parece estar sufriendo movimientos desordenados complejos debido al encuentro.

Así pues, el análisis conjunto de la morfología y cinemática indican que los movimientos en la galaxia norte están ya afectados por el proceso de fusión y que, contrariamente a la interpretación de Mihos & Bothun, no pueden ser explicados por rotación simple.

Algo parecido sucede con la galaxia sur. A primera vista, también podría asociarse a un disco rotando con un eje menor cinemático a un A.P.  $\sim 45^\circ$ . Sin embargo, como se muestra en la figura 7.11, el corte del campo de velocidades a lo largo del supuesto eje mayor cinemático

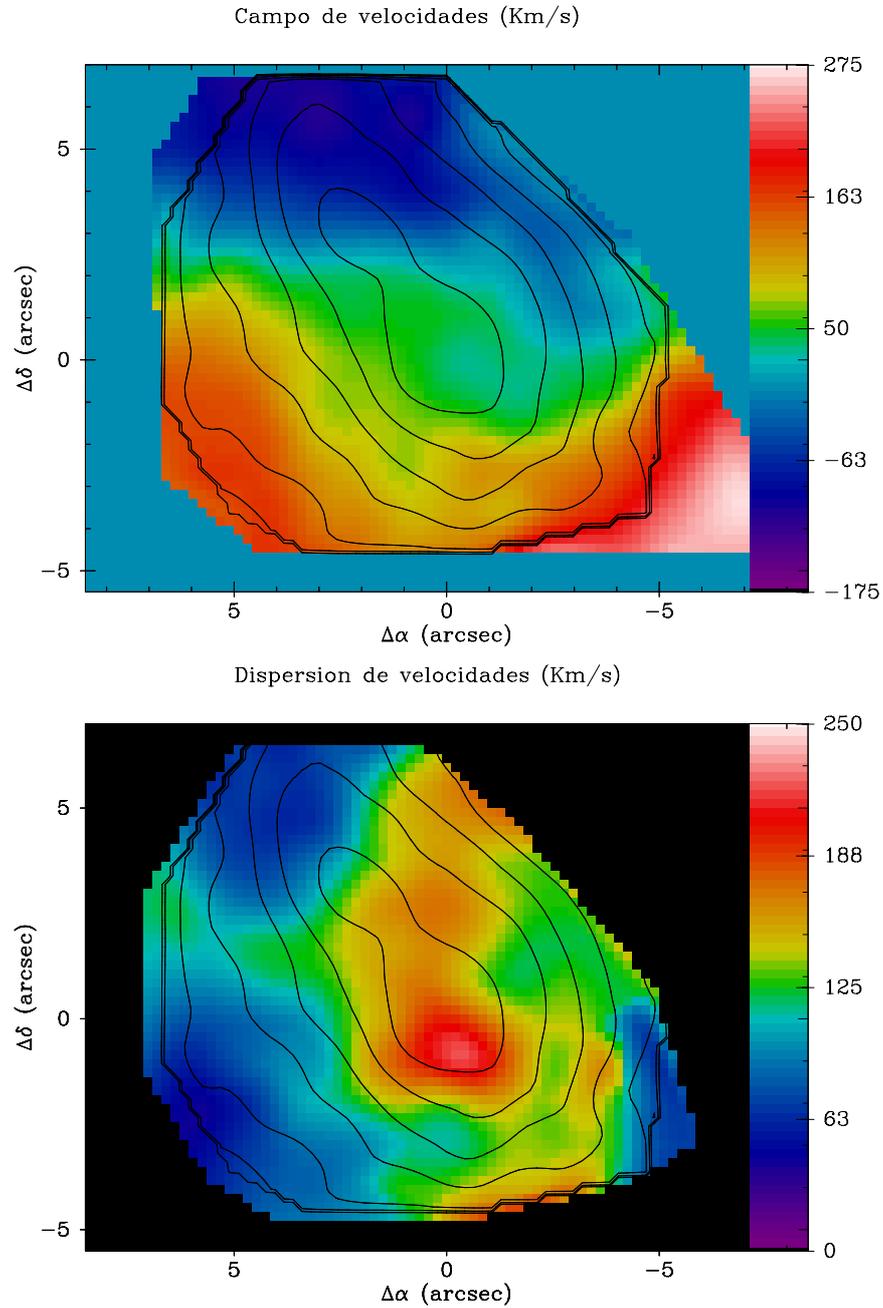


Figura 7.9: Mapas de velocidad y de dispersión de velocidades obtenidos a partir del ajuste del perfil de  $H\alpha$  a una única gaussiana.

resulta bastante diferente del que se esperaría para una curva de rotación clásica. Salvo pequeñas variaciones de  $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$ , esta galaxia presenta un gradiente constante a lo largo de todo el perfil de velocidad ( $\sim 10 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ , independientemente del elemento del sistema que se esté observando. Bien porque la cinemática de los diferentes elementos

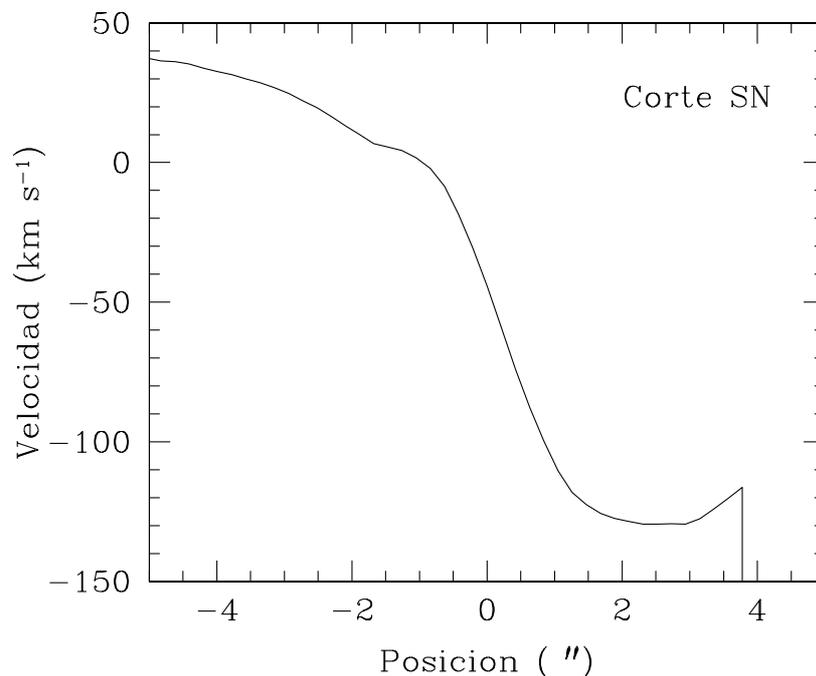


Figura 7.10: Corte del campo de velocidades de la galaxia norte de IRAS 14348–1448 en la dirección N-S y centrado en Nn. En el eje Y están indicadas las velocidades relativas a la región que se ha tomado como referencia en esta galaxia: Ns.

del sistema (colas de marea, galaxia compañera y regiones extranucleares) no lo permitan, bien porque no existan, no es posible determinar a partir de esta curva a qué distancia se encuentran y cuál es el valor de los máximos de velocidad de la supuesta curva de rotación, pero suponiendo que éste estuviera a una distancia similar a la deducida para la galaxia norte, la velocidad de pico a pico para la galaxia sur sería  $\Delta v \sin i \sim 48 \text{ km s}^{-1}$ . El análisis de las isofotas en la banda  $H$  indica que esta galaxia está menos inclinada que su compañera ( $i \sim 35^\circ$ ). Para una galaxia espiral típica observada bajo este ángulo, se esperaría una diferencia de velocidad de pico a pico  $\Delta v \sin i \sim 115 \text{ km s}^{-1}$ , bastante mayor que el valor observado. En principio, estas diferencias entre el campo de velocidades observado para la galaxia sur y el esperado para una galaxia espiral en rotación podrían explicarse si el proceso de fusión, aunque todavía está en sus primeras fases, estuviera provocando un frenado en la rotación de esta galaxia y la integración en la cinemática del sistema. Sin embargo, cuando se tiene además en cuenta la morfología del sistema, se observa que los ejes mayor y menor morfológicos y cinemáticos aparecen intercambiados. En resumen, al igual que sucede en la galaxia norte, aunque la cinemática aislada de esta galaxia podría indicar rotación, la continuidad del campo de velocidades con su entorno y la morfología observada indican que las fuerzas asociadas al proceso de fusión están dominando ya los movimientos del sistema.

En cuanto a la dispersión de velocidades se refiere, el núcleo/galaxia sur es la región que presenta las líneas más anchas del sistema ( $\sigma \sim 230 \text{ km s}^{-1}$ ). Estos valores se deben tanto a la presencia de líneas intrínsecamente más anchas como a la asimetría al azul detec-

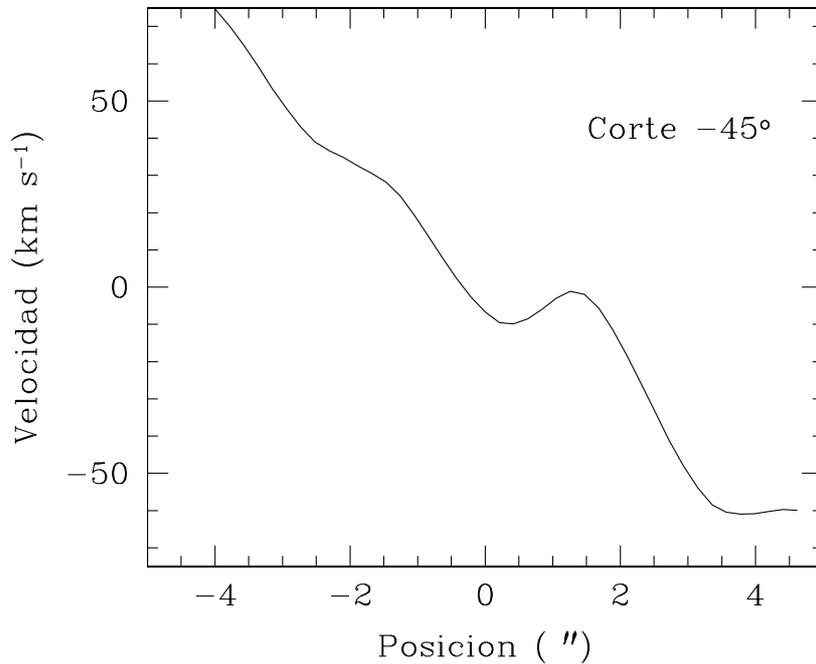


Figura 7.11: Corte del campo de velocidades de la galaxia sur de IRAS 14348–1448 a A.P.  $-45^\circ$  y centrado en Ns. El eje X indica distancia a Ns. Se ha considerado negativo hacia el SE y positivo hacia el NO.

tada en los espectros asociados a esta región que podría estar provocada por componentes cinemáticas distintas.

Sobre el resto de los elementos del sistema, las colas de marea son quienes mayores velocidades relativas presentan ( $\Delta v \sim -143 \text{ km s}^{-1}$  para la cola norte y  $\Delta v \sim 210 \text{ km s}^{-1}$  para la cola sur) y, al igual sucede en IRAS 12112+0305 (véase capítulo 6), exceptuando el nacimiento de la cola de marea sur (con  $\sigma \sim 165 \text{ km s}^{-1}$ ), ambas presentan una dispersión relativamente baja ( $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$ ). Por último, R2 se encuentra desplazada al rojo  $\sim 130 \text{ km s}^{-1}$  con respecto a Ns, pero presenta una continuidad con el campo de velocidades circundante. La baja dispersión que se observa en esta región apoya la idea de que pudiera tratarse de una TDG en proceso de formación.

Un hecho importante y que hay que remarcar es la semejanza entre el mapa de dispersión de velocidades y el cociente  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ . En general las regiones con una mayor dispersión de velocidades tienden a presentar un estado de ionización más alto. Esto también se observaba en IRAS 12112+0305 (véase el capítulo 6) y tiene importancia en la comprensión y análisis del mecanismo que produce un espectro de tipo LINER en las ULIRGs.

Se ha mencionado anteriormente la existencia de, al menos, una componente de velocidad adicional en base a la detección de una asimetría hacia el azul en todas las líneas de los espectros de las fibras asociadas a una región de  $\sim 5 \text{ kpc}$  de diámetro alrededor del núcleo sur (fibra 106 y anillo circundante). Como ejemplo de dicha asimetría, en la figura 7.12 se muestran los ajustes a una componente para la fibra 106 en las diferentes líneas. Dichos ajustes no reproducen adecuadamente el perfil observado. En general, subestiman

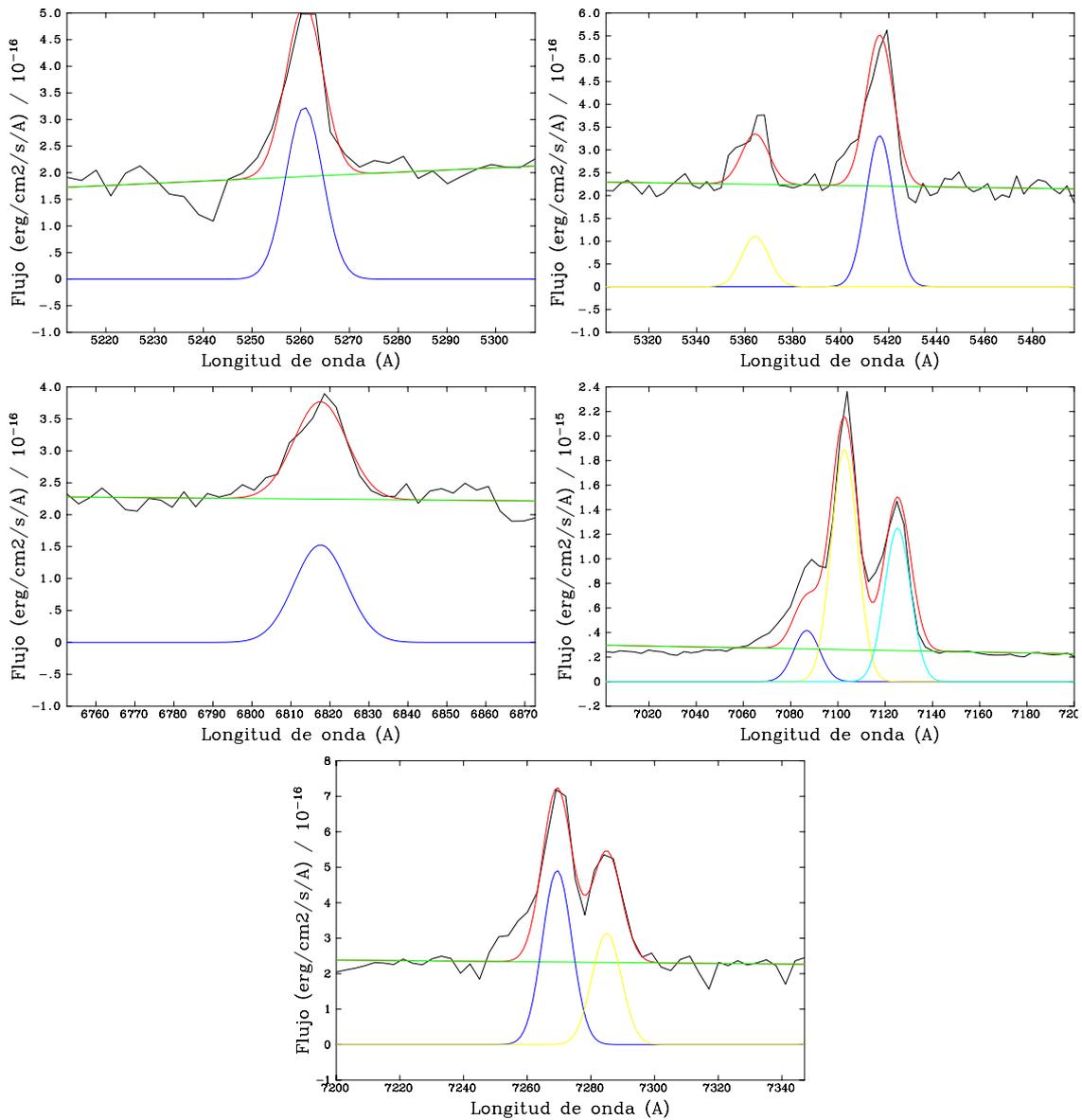


Figura 7.12: Ajustes a una componente en IRAS 14347–1448 para la fibra más representativa de la región asociada al núcleo sur (#106). Las líneas ajustadas en cada gráfica son, de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo:  $\text{H}\beta$ ,  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959,5007$ ,  $[\text{OI}]\lambda 6300$ ,  $\text{H}\alpha + [\text{NII}]\lambda\lambda 6548,6584$  y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731$ .

el flujo en las diferentes líneas de emisión. Además, en algunos casos ( $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959,5007$  y  $[\text{OI}]\lambda 6300$ ), se obtienen unas anchuras de línea artificialmente grandes y picos desplazados al azul.

Ajustando a dos componentes, se ha realizado un análisis de las condiciones de ionización y cinemática de esta región, similar al llevado a cabo en el resto de la galaxia. En la figura 7.13 se muestran los ajustes a dos componentes para la misma fibra que en la figura 7.12. Dichos ajustes reproducen mucho mejor el perfil observado. Llamaremos A a la componente

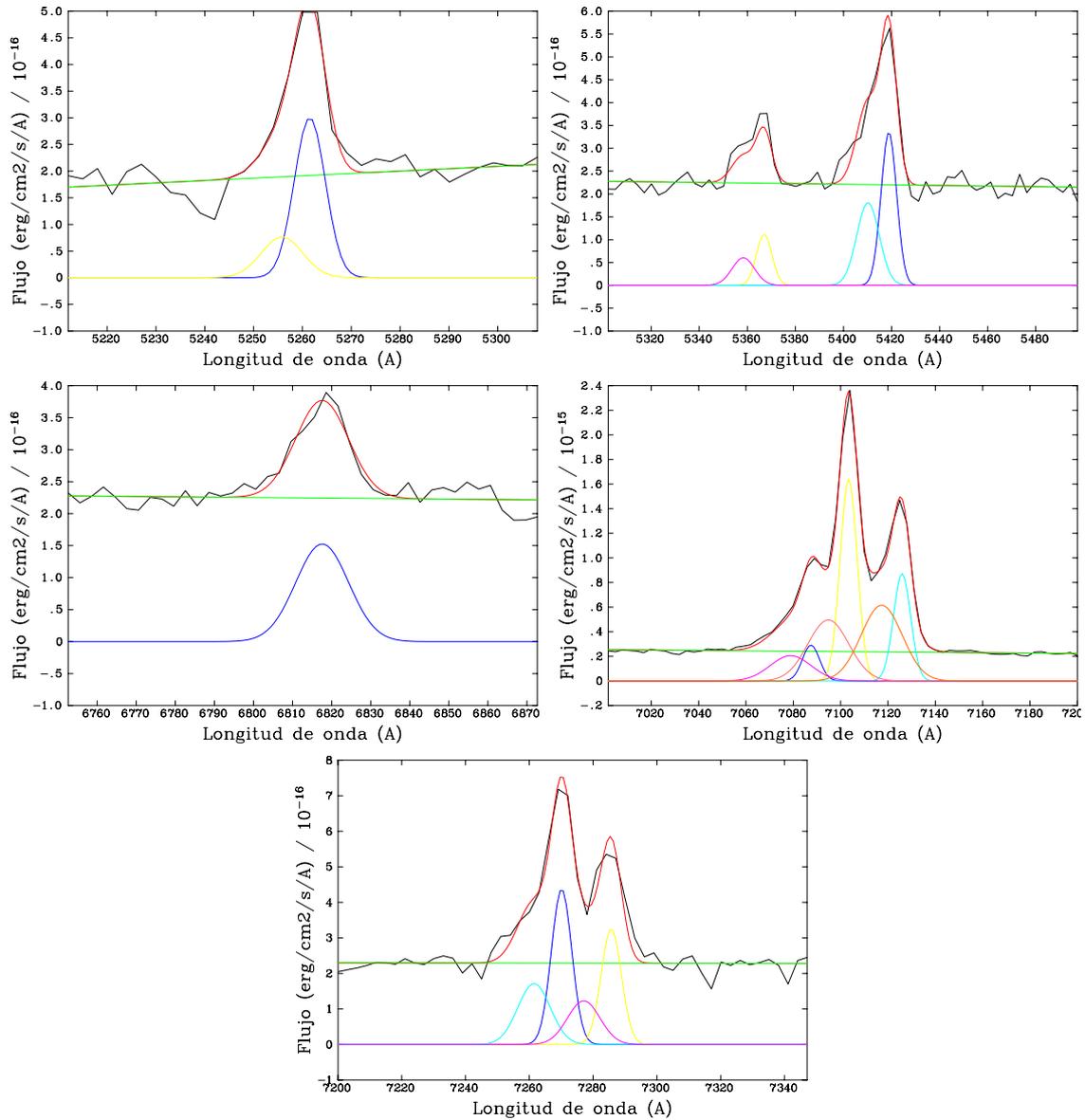


Figura 7.13: Ajustes a doble componente en IRAS 14347–1448 para la fibra más representativa de la región asociada al núcleo sur (#106). Las líneas ajustadas en cada gráfica son las mismas que en la figura 7.12.

más roja y estrecha ( $\sigma_A \sim 85 \text{ km s}^{-1}$ ) y B a la componente más ancha ( $\sigma_B \sim 200 \text{ km s}^{-1}$ ) y azul. En la figura 7.6 se muestran las posiciones de dichas componentes en los diagramas de diagnóstico de Veilleux & Osterbrock (1987). Los cocientes de líneas asociados a la componente A se corresponden con el de un espectro de tipo LINER débil en [OI], que perfectamente puede ser producido por un brote de formación estelar. La componente B presenta un estado de ionización ligeramente más alto pero también de tipo LINER.

En la figura 7.14 se muestra el campo de velocidades para la componente A que reproduce el campo general de la galaxia, y para la componente B, que se encuentra desplazada

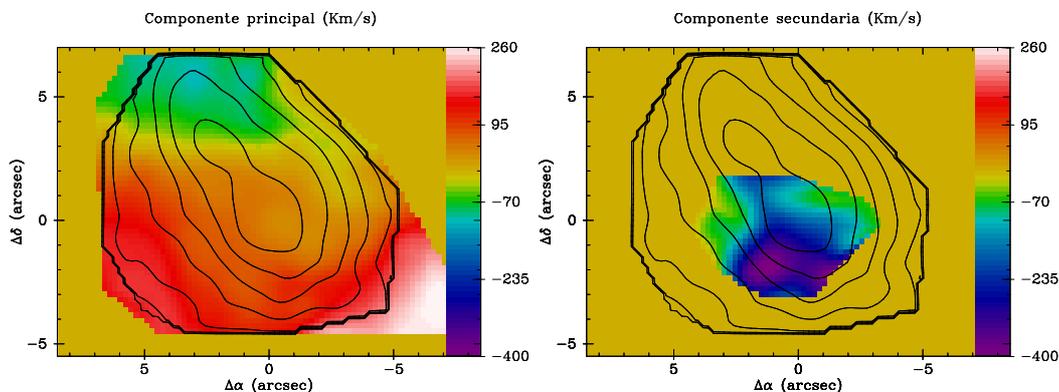


Figura 7.14: Campos de velocidad de las dos componentes gaseosas cinemáticamente distintas en IRAS 14347–1448. Para una mejor comparación, los dos mapas se han representado con la misma escala de colores.

al azul  $\sim -300 \text{ km s}^{-1}$  con respecto a la velocidad sistémica. Heckman, Armus, & Miley (1990) han propuesto como posible mecanismo de ionización en una región extensa, los choques hacia afuera producidos por supervientos, en una estructura bicónica perpendicular al disco de la galaxia y, de hecho, ya se han encontrado algunas ULIRGs que presentan este tipo de fenómeno como Mrk 273 (Colina, Arribas, & Borne 1999) o Arp 220 (Arribas, Colina, & Clements 2001). El tamaño de la región de doble componente y la velocidad de la componente B son compatibles con la parte de la estructura bicónica que está acercándose al observador. Sin embargo, no se ha detectado ninguna asimetría hacia el rojo. Esto podría ser un efecto combinado de la geometría y extinción presentes en la galaxia sur. En el modelo de Heckman, Armus, & Miley (1990) la estructura bicónica es perpendicular al plano del disco de la galaxia. En nuestro caso, perpendicular a la galaxia sur, que está muy poco inclinada con respecto al plano del cielo. Así, mientras la parte azul de la estructura bicónica apunta casi directamente hacia el observador, la parte roja está oculta por la extinción asociada a la galaxia sur.

## 7.7. Conclusiones

En este capítulo se han analizado los datos correspondientes a IRAS 14348–1447, una ULIRG formada por dos galaxias en proceso de fusión claramente diferenciadas, con una cola de marea hacia el norte y otra hacia el sur. Los principales resultados obtenidos son:

1. Los mapas de INTEGRAL muestran cinco regiones de ionización diferenciadas. Aunque la estructura general del sistema es similar en los mapas de líneas y del continuo, la distribución de brillo relativa varía de unos a otros debido a la acción combinada de la extinción diferencial y condiciones de ionización.

2. El mapa de exceso de color muestra como la extinción es considerable en todo el sistema, especialmente en las regiones nucleares, donde toma valores  $E(B - V) \sim 1.5$ .
3. Una vez corregidos los efectos de la extinción, los mapas de INTEGRAL están dominados por la emisión procedente de los núcleos, mostrando una morfología similar a las imágenes de NICMOS.
4. Las galaxias implicadas en el proceso de fusión presentan un cociente de masas  $\sim 1.5$ , siendo la galaxia sur la más masiva. Una vez corregidas de extinción y substraídas las componentes nucleares, las magnitudes absolutas en la banda  $H$  indican que las luminosidades asociadas a la galaxia norte y sur son  $0.78 L^*$  y  $1.28 L^*$ , respectivamente.
5. Las dos regiones principales detectadas tanto en las imágenes del continuo como en las de las líneas se corresponden con los núcleos de las galaxias en proceso de fusión. Los observables utilizadas en esta tesis para su análisis no muestran indicios de la existencia de un AGN en ninguno de ellos, sino que, una vez tenidos en cuenta los efectos de la extinción, son compatibles con brotes de formación estelar mezclados con cantidades moderadas de polvo caliente. En cada núcleo, son necesarias la presencia de, al menos dos poblaciones estelares distintas, un brote continuo joven ( $\sim 30$  Ma) y una población anterior al proceso de fusión, representada por un brote instantáneo de 1 Ga. En conjunto, estos brotes podrían dar cuenta de únicamente hasta el  $\sim 10\%$  de la luminosidad observada en el infrarrojo.
6. El resto de regiones ionizantes importantes, con espectro perfectamente explicable con brotes de formación estelar, se corresponden con condensaciones bien en la base de la cola de marea norte, bien fuera del cuerpo principal del sistema. Las características de estas condensaciones son compatibles con las de poblaciones de estrellas jóvenes ( $\sim 6$  Ma) de  $7 \times 10^6 - 9 \times 10^7 M_{\odot}$ . Podrían representar ejemplos de regiones HII gigantes o de TDG en proceso de formación. Dada su mayor separación del cuerpo principal del sistema y su relativamente baja dispersión de velocidades, R2 es la mejor candidata, de entre todas ellas, a sobrevivir como una futura galaxia enana.
7. Como sucedía en IRAS 12112+0305, el sistema presenta una estructura de ionización no uniforme. La zona con un estado de ionización más alto se encuentra al noroeste del sistema entre las dos galaxias. En ella, la ionización parece causada por choques debidos al proceso de interacción/fusión.
8. El campo de velocidad de este sistema es relativamente regular pero muestra una cinemática dominada por las fuerzas asociadas a el proceso de fusión, a pesar de estar en sus primeras fases, más que por los movimientos independientes en cada galaxia.
9. El mapa de dispersión de velocidades resulta atípico para lo que se esperaría en galaxias espirales normales, encontrándose valores de dispersión elevados en regiones no asociadas únicamente con una concentración excesiva de masa, si no también en zonas donde se esperan movimientos desordenados debido a la interacción. En general, las zonas de mayor dispersión presentan un espectro de tipo LINER.

- 
10. Por último, se ha detectado una componente cinemática diferente, desplazada  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$  con respecto de la velocidad sistémica, con espectro de tipo LINER y asociada a la región Ns. Podría representar un ejemplo del escenario de vientos galácticos producidos por brotes de formación estelar propuesto por Heckman, Armus, & Miley (1990), en la que la parte azul de la estructura bicónica está dirigida hacia el observador y la parte roja, está oculta por la extinción presente en la galaxia sur.

---

## IRAS 15250+3609

Este capítulo recoge los resultados individuales para IRAS 15250+3609. Este sistema, en una fase próxima al final del proceso de fusión, presenta una estructura morfológica, cinemática y de ionización más simple que los dos sistemas anteriores. Además, su color en el infrarrojo lejano se encuentra próximo al límite que separa las galaxias frías y calientes por lo que, según el modelo evolutivo de Sanders et al., ésta es la galaxia de la tesis con más posibilidades de mostrar indicios de AGN en su interior. Sin embargo, de existir, sus efectos no son detectables en el óptico e infrarrojo cercano. El espectro en este rango de longitud de onda se explica adecuadamente con una población estelar que sin embargo sólo aporta  $\sim 10\%$  de la luminosidad bolométrica del sistema. Tampoco en IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447 se puede explicar la luminosidad bolométrica únicamente con el flujo detectado en el óptico e infrarrojo. En la sección 9.4 se analizará cuáles serían las características de la fuente de luminosidad en estos sistemas que no somos capaces de detectar en el óptico e infrarrojo.

### 8.1. Introducción

IRAS 15250+3609 es una galaxia con una luminosidad en el límite que define a las ULIRGs ( $L_{\text{bol}} \approx L_{\text{IR}} = 10^{12.03} L_{\odot}^1$ ), y presenta unos colores en el infrarrojo lejano que la sitúan en la frontera entre las galaxias frías y calientes ( $f_{25}/f_{60} = 0.18$ ).

Esta galaxia presenta en el óptico un único núcleo, un anillo cerrado que emerge desde el suroeste del núcleo y un brazo de marea más corto, que surge desde el noreste del núcleo (Surace, Sanders, & Evans 2000). En las cercanías de este sistema aparecen tres galaxias hacia el norte, sur y oeste, cuya relación con la ULIRG no está clara.

Las imágenes en el infrarrojo muestran un núcleo dominante y un candidato a núcleo mucho menos brillante  $\sim 0''.7$  hacia el sureste (Scoville et al. 2000). Además se detectan varios cúmulos estelares brillantes alrededor de la región nuclear. En la banda  $U'$  se observan tanto la componente central de la galaxia como los rasgos de marea, pero no el anillo circular

---

<sup>1</sup>Calculada para  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  con la fórmula para  $L_{\text{IR}}$  que aparece en Sanders & Mirabel (1996) y los valores para  $f_{\lambda}$  del FSC de Moshir et al. (1993).

hacia el sur (Surace & Sanders 2000). En el ultravioleta lejano, las imágenes con STIS muestran cómo la morfología de la región central de la galaxia en este rango es similar a la observada en el óptico. La mayoría de los cúmulos que se ven en el visible son brillantes en el ultravioleta, pero no aparece ninguna fuente brillante en este rango asociada al núcleo dominante en el infrarrojo (Goldader et al. 2002).

Majewski et al. (1993) han sugerido que esta galaxia podría representar un ejemplo de *ring galaxy*, es decir, una galaxia disco rica en gas que ha sido atravesada por una compañera más pequeña en trayectoria casi perpendicular al disco primario y con parámetro de impacto pequeño. Proponen como galaxia proyectil, la situada  $18'$  hacia el norte.

En lo que se refiere a las diferentes evidencias observacionales utilizadas para distinguir cuál es la fuente de energía dominante en esta galaxia, la mayoría parecen indicar que la luminosidad de esta galaxia está causada principalmente por formación estelar. La clasificación espectroscópica óptica de esta galaxia es ambigua, siendo bien de tipo HII bien de tipo LINER, dependiendo del diagrama de diagnóstico utilizado (Veilleux et al. 1995; Baan, Salzer, & Lewinter 1998); no muestra evidencias de líneas anchas escondidas en el infrarrojo cercano (Veilleux, Kim, & Sanders 1999a; Goldader et al. 1995); el cociente L/C de los PAH la clasifica como dominada por brotes de formación estelar (Rigopoulou et al. 1999); en radio, se observa como una fuente compacta pero resuelta ( $\theta \sim 0''.2$ ) consistente con formación estelar (Smith, Lonsdale, & Lonsdale 1998) al igual que lo es también su emisión en rayos X, con  $L_{0.5-10} = 6.0 \times 10^{41}$  erg s $^{-1}$  (Franceschini et al. 2003). Sin embargo, este objeto presenta una SED que parece indicar la existencia de un AGN que aportaría más de la mitad de la emisión infrarroja (Farrah et al. 2003).

IRAS 15250+3609 se encuentra cerca del Plano Fundamental para galaxias de tipo temprano, en la región en la que se encuentran las galaxias lenticulares/elípticas de masa intermedia ( $\sim L^*$ ) y rotación moderadamente rápida (Tacconi et al. 2002), y en una región diferente a la que ocupan los QSOs y radiogalaxias.

Esta galaxia presenta un desplazamiento al rojo de  $z = 0.054$ , lo que conlleva una escala, para  $H_0 = 70$  s $^{-1}$  Mpc $^{-1}$ , de 1.12 kpc arcsec $^{-1}$ .

## 8.2. Descripción morfológica

En la figura 8.1 se muestra la sección de la imagen de la WFPC2/HST cubierta por INTEGRAL. En ella, se han señalado las diferentes regiones a las que se va a hacer referencia a lo largo del análisis de esta galaxia.

La figura 8.2 contiene los mapas de flujo en el continuo y en diferentes líneas de emisión para esta galaxia. Los mapas del continuo en H $\alpha$  y H $\beta$  muestran cómo la emisión estelar está concentrada hacia el núcleo. En esta zona, las isofotas muestran distorsiones, especialmente hacia el norte, que indican la existencia de estructura no resuelta. Las imágenes de WFPC2 y NICMOS (figuras 8.1 y 8.3 y Scoville et al. 2000) revelan cómo estas distorsiones en las isofotas son debidas a la presencia de varias condensaciones alrededor del núcleo, que aparecen señaladas y enumeradas en la figura 8.1 desde k1 a k6. Todas ellas se detectan también en el ultravioleta (Goldader et al. 2002) y las más brillantes (k1, k2, k3 y k6) ya han sido caracterizadas por Scoville et al.. Destaca k1 que, siendo más brillante que el resto,

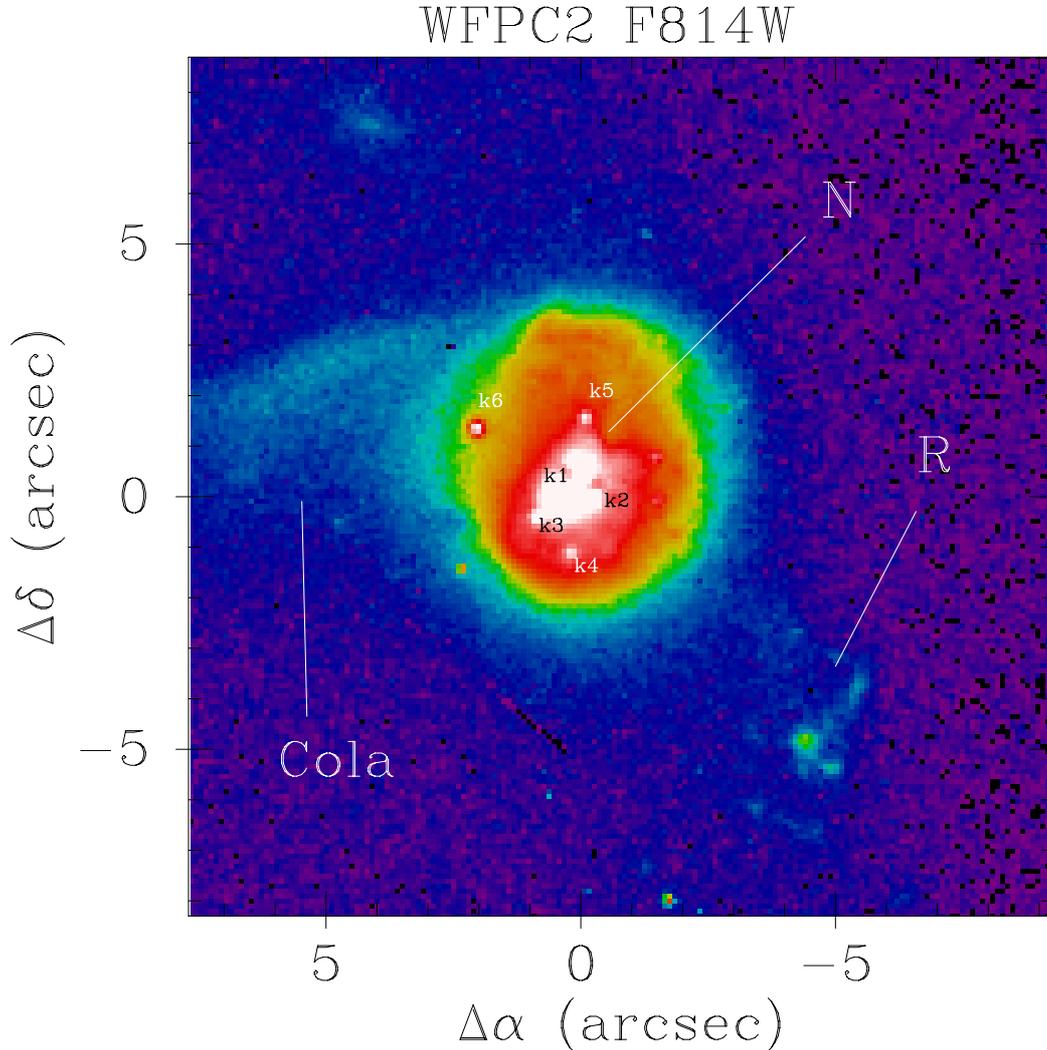


Figura 8.1: Sección de la imagen de WFPC2/HST de IRAS 15250+3609 observada con INTEGRAL. En ella se identifican las diferentes regiones citadas en el texto. Los ejes están centrados en el núcleo y la orientación es la habitual, con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda.

no está claro si se trata de un cúmulo estelar o de un posible núcleo secundario.

Además, los mapas del continuo de INTEGRAL muestran una cola de marea de bajo brillo superficial ( $m_{F814W} = 24.11$ ) a un A.P.  $\sim 40^\circ$  con respecto al núcleo que se extiende hacia el este. Esta cola también aparece en las imágenes de WFPC2 y en las bandas  $B$  (Surace, Sanders, & Evans 2000) y  $U'$  (Surace & Sanders 2000), pero no en las de NICMOS. Por último, las isofotas de los mapas de continuo señalan la existencia de una región a  $\sim 7''.0$  del núcleo, hacia el suroeste, que ya se ha detectado en las diferentes bandas del ultravioleta, óptico e infrarrojo y que presenta mayor relevancia en las líneas.

Los mapas del flujo en las diferentes líneas de emisión muestran cómo el gas ionizado está todavía más concentrado que la componente estelar. Sólo las líneas de  $H\alpha$  y

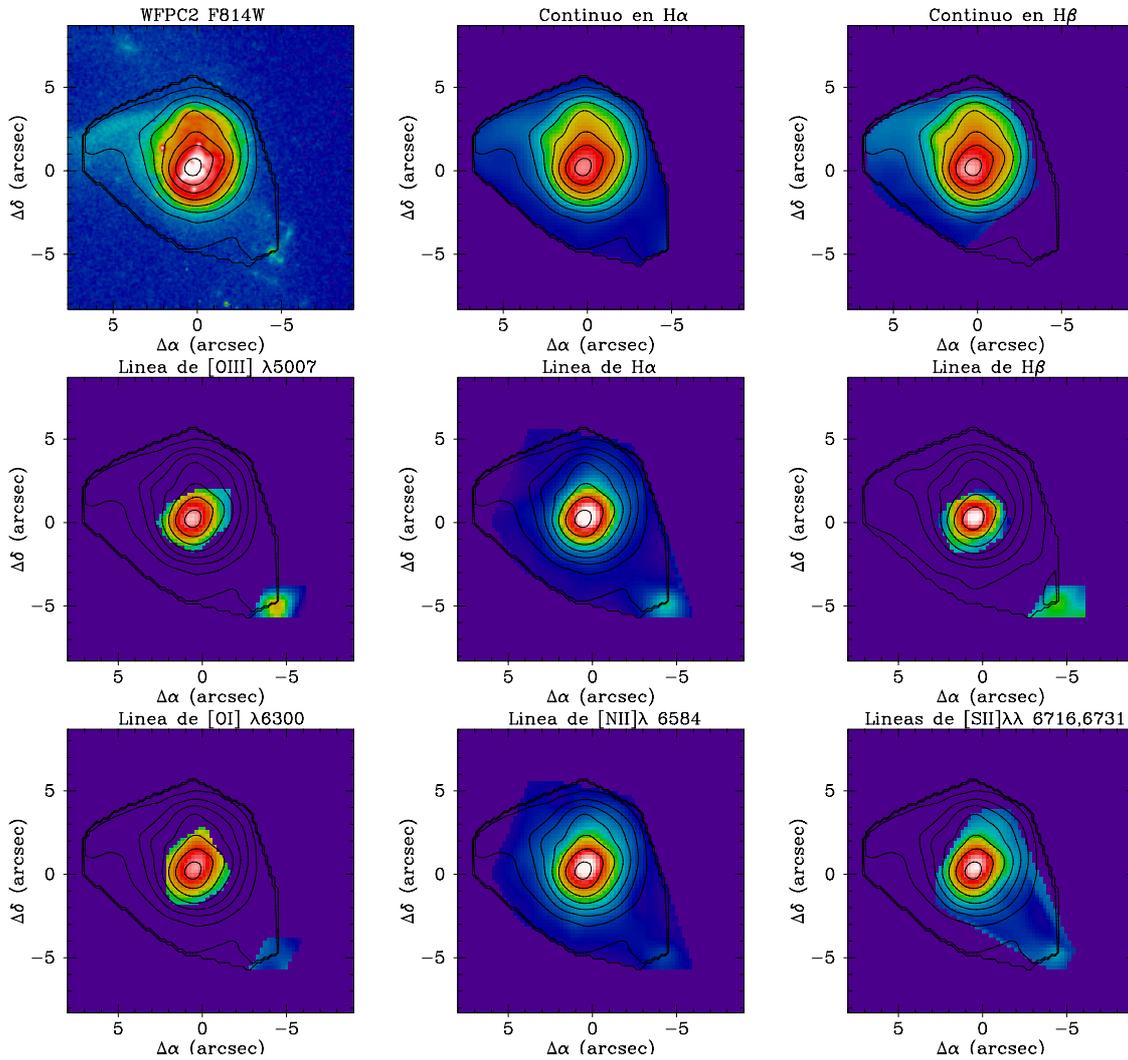


Figura 8.2: Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 15250+3609 trazado por diferentes líneas de emisión y por ventanas de continuo en  $H\alpha$  (promedio en  $6846\text{--}6855\text{ \AA}$  y  $6978\text{--}6987\text{ \AA}$ ) y  $H\beta$  (promedio en  $5080\text{--}5095\text{ \AA}$  y  $5152\text{--}5179\text{ \AA}$ ). Se muestra la imagen de archivo de alta resolución de WFC2/HST en el filtro F814W para comparación. Los ejes están centrados en el núcleo y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

$[\text{NII}]\lambda\lambda 6548,6484$ , bastante más fuertes que el resto, se detectaron en la mayor parte del campo cubierto por INTEGRAL. En cuanto al resto de las líneas, únicamente en la zona nuclear y en la región al suroeste se dispone de suficiente S/R como para detectarlas. No se encuentra emisión significativa asociada a la cola de marea en ninguna de las líneas de emisión.

Debido a la no detección de la línea de  $H\beta$  fuera de las dos regiones de ionización principales (N y R), no fue posible realizar un mapa que abarcara la mayor parte del

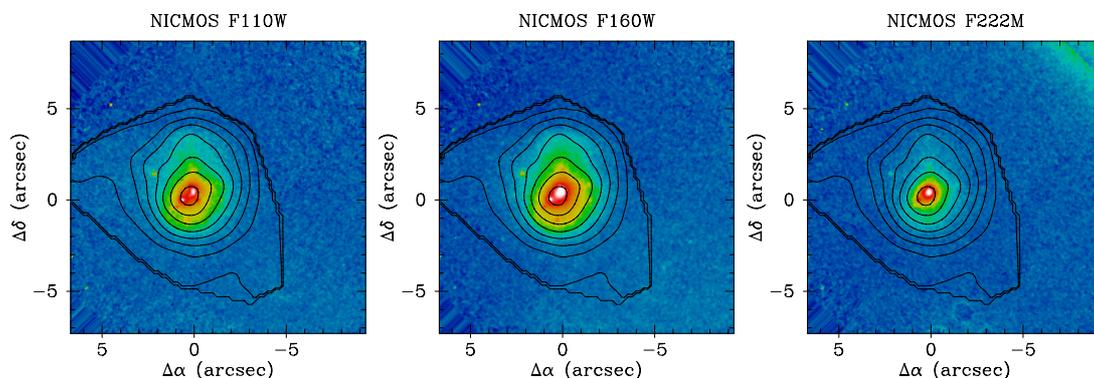


Figura 8.3: Imágenes en las diferentes bandas de NICMOS para IRAS 15250+3609. Los ejes están centrados en el núcleo y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

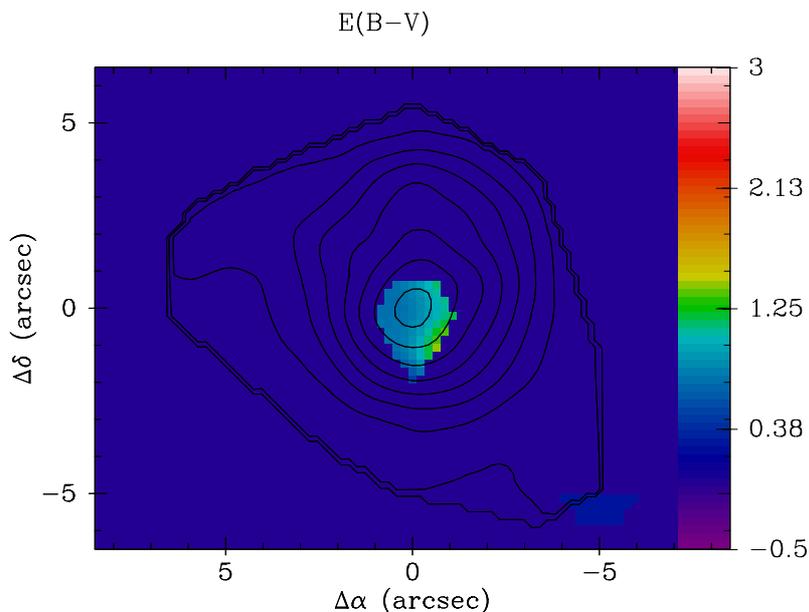


Figura 8.4: Mapa de extinción en IRAS 15250+3609. Se ha superpuesto, en contornos, la imagen del continuo en  $H\alpha$  como referencia. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Los errores estimados para  $E(B - V)$  en cada fibra individual se encuentran entre 0.2 y 0.7 con una media de 0.4.

campo cubierto por INTEGRAL, como se hizo en IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447. En la figura 8.4 se muestra el mapa de exceso de color en aquellas zonas donde pudo llevarse a cabo dicho cálculo. Al igual que sucede con los dos sistemas anteriores, la extinción es más importante en la zona nuclear, donde alcanza valores  $E(B - V) \sim 0.8$ . Las imágenes en los diferentes continuos corroboran esta afirmación. Así, las bandas de menor longitud de onda (imágenes de INTEGRAL y WFPC2 y bandas  $B$  y  $U'$ ) muestran una serie de estructuras (cola de marea y R), que no aparecen en las imágenes de NICMOS, a mayor longitud de onda y, por tanto, menos afectadas de extinción.

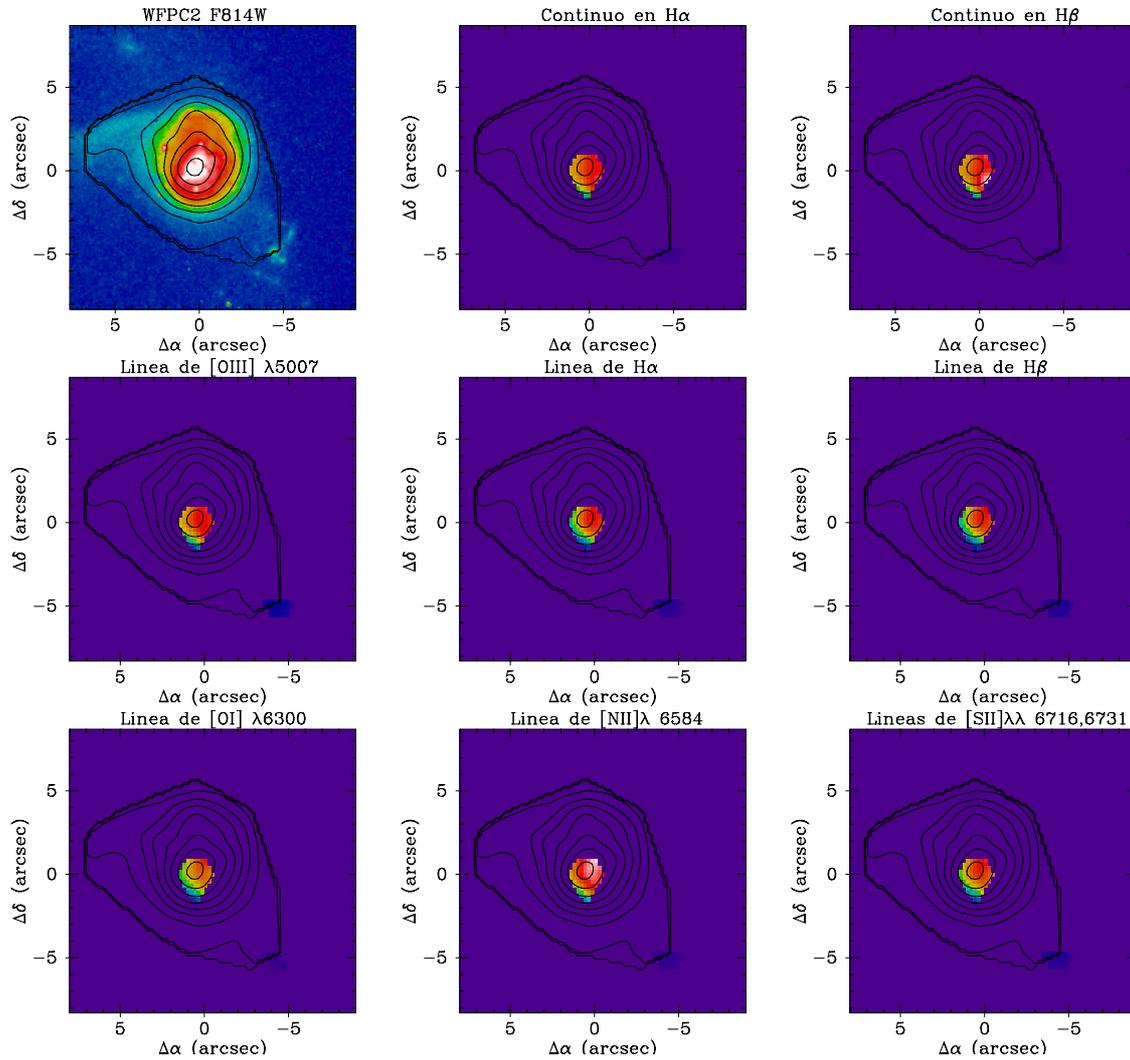


Figura 8.5: Mapas de la distribución de luz estelar y de gas ionizado de IRAS 15250+3609 trazado por diferentes líneas de emisión y por ventanas de continuo en  $H\alpha$  y  $H\beta$  una vez corregidos de extinción. Se muestra la imagen de archivo de alta resolución de WFC2/HST en el filtro F814W para comparación. Los ejes están centrados en el núcleo y se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  en cada imagen. El norte se encuentra hacia arriba y el este, hacia la izquierda. Todos los mapas utilizan una escala de colores y de contornos logarítmica, para resaltar al máximo posible todas las regiones de interés.

La figura 8.5 muestra cuál sería la apariencia de N y R una vez corregidos los efectos de la extinción. Teniendo en cuenta la diferencia de resolución entre estos dos conjuntos de mapas debido a la *seeing* y que el campo donde se puede realizar esta comparación es muy reducido, todos los mapas de INTEGRAL son similares a las imágenes de NICMOS, dominados por la zona nuclear.

### 8.3. Principales magnitudes derivadas

Las principales propiedades derivadas para esta galaxia se muestran en la tabla 8.1. Las magnitudes del HST correspondientes a la región R se midieron en una abertura de  $0''.5$  de radio. Al igual que en IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447, las magnitudes nucleares presentadas en la tabla no tienen sustraída la contribución debida a la galaxia subyacente. Dichas cantidades, medidas en una abertura de 2.5 kpc de diámetro, incluyen la contribución debida al núcleo y a k1 y k2.

Tabla 8.1: Propiedades de las regiones de interés de IRAS 15250+3609. Las dos primeras filas muestran las posiciones relativas a N en segundos de arco. La siguiente fila, muestra la extinción derivada a partir del cociente de  $H\alpha/H\beta$ . Las filas 4-7 contienen los logaritmos de los cocientes de líneas, ya corregidos de extinción. Las dos siguientes muestran las anchuras equivalentes en  $H\alpha$  y  $H\beta$  en Amstrongs. A continuación, aparecen el flujo en  $H\alpha$  observado, en unidades de  $10^{-16}$  erg  $s^{-1}$   $cm^{-2}$  y la luminosidad en  $H\alpha$  en unidades de  $10^{40}$  erg  $s^{-1}$ . Las restantes columnas contienen las magnitudes y colores medidos en las imágenes del HST, las magnitudes absolutas y las magnitudes absolutas corregidas de extinción utilizadas.

	N	R
$\alpha('')$	0.0	-4.6
$\delta('')$	0.0	-5.1
$E(B-V)$	$0.8 \pm 0.2$	$0.2 \pm 0.4$
$\log ([OIII]/H\beta)$	$0.1 \pm 0.1$	$0.3 \pm 0.2$
$\log ([OI]/H\alpha)$	$-1.1 \pm 0.1$	...
$\log ([NII]/H\alpha)$	$-0.3 \pm 0.1$	$-0.8 \pm 0.1$
$\log ([SII]/H\alpha)$	$-0.6 \pm 0.1$	$-0.6 \pm 0.1$
$EW(H\alpha)$	$71 \pm 2$	$141 \pm 27$
$EW(H\beta)$	$4 \pm 1$	$19 \pm 13$
$F_{obs}(H\alpha)$	$140.4 \pm 1.4$	$6.5 \pm 0.1$
$L(H\alpha)$	$101.6 \pm 37.9$	$0.8 \pm 0.8$
$m_{F814W}$	$16.24 \pm 0.01$	$21.37 \pm 0.03$
$m_{F110W}$	$15.44 \pm 0.02$	...
$m_{F160W}$	$14.24 \pm 0.02$	...
$m_{F222M}$	$13.53 \pm 0.03$	...
$F814W-F110W$	$0.80 \pm 0.03$	...
$F110W-F160W$	$1.20 \pm 0.04$	...
$F160W-F222M$	$0.71 \pm 0.05$	...
$M_{F814W}$	-20.58	-15.45
$M_{F110W}$	-21.38	...
$M_{F160W}$	-22.58	...
$M_{F222M}$	-23.29	...
$M_{F814W}^{corr}$	$-21.93 \pm 0.28$	$-15.87 \pm 0.76$
$M_{F110W}^{corr}$	$-22.27 \pm 0.19$	...
$M_{F160W}^{corr}$	$-23.10 \pm 0.12$	...
$M_{F222M}^{corr}$	$-23.60 \pm 0.09$	...

### 8.4. Masa y luminosidad estelar y masa dinámica del sistema

En este sistema, en el que el proceso de fusión está muy avanzado, no se distinguen galaxias independientes, por lo que sólo se derivaron masas y luminosidades del sistema total.

La magnitud en la banda  $H$  dentro de una abertura de  $r = 4''.0$  ( $\sim 4.5$  kpc) es de  $-23.24$ , que se corresponde a una luminosidad de  $0.41 L^*$ . Dado que no existe información sobre la extinción en toda la abertura, se supuso un  $E(B-V) = 0.81$  (el medido en la zona nuclear), en la región de  $r = 2''.0$  más interna, mientras que para el resto se supuso un  $E(B-V) = 0.27$  (el correspondiente a la región R). Una vez corregida de extinción, la magnitud en la banda  $H$  de IRAS 15250+3609 es  $-23.70$ , que se corresponde a una luminosidad de  $0.63 L^*$ .

Por otra parte, el mapa de dispersión de velocidades nos dice que la dispersión promedio dentro del radio efectivo en la banda  $H$  ( $\sim 1.1$  kpc) es de  $173 \text{ km s}^{-1}$  (sección 8.6), por lo que suponiendo que el sistema está virializado y es isotrópico, se puede estimar una masa dinámica total para IRAS 15250+3609 de  $7.0 \times 10^{10} M_{\odot}$  ( $0.50 m^*$ ).

### 8.5. Caracterización de las fuentes de ionización

La figura 8.6 muestra cómo tanto N como R presentan un espectro típico de región HII en base a los diagramas de diagnóstico propuestos por Veilleux & Osterbrock (1987).

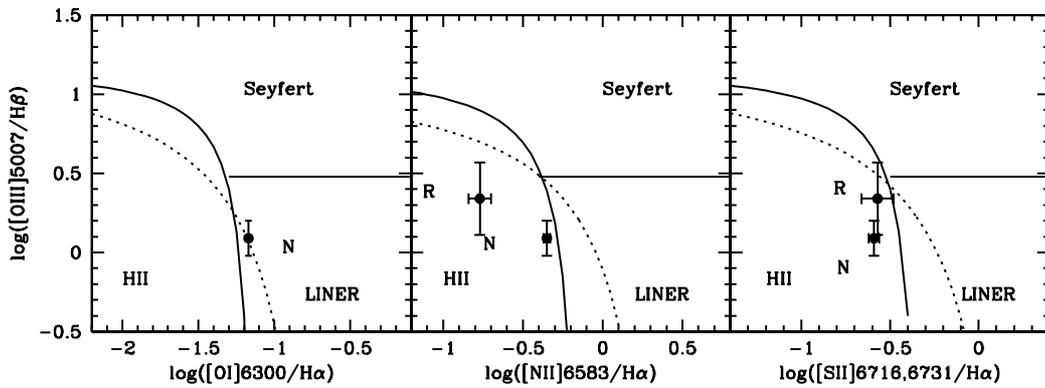


Figura 8.6: Diagramas de diagnóstico para IRAS 15250+3609. Se muestran los valores de los cocientes obtenidos tanto para el núcleo como para la región extranuclear. Las trazas continuas muestran las fronteras empíricas propuestas por Veilleux & Osterbrock (1987). Las líneas discontinuas muestran las fronteras teóricas propuestas por Kewley et al. (2001b). Como estimación de interés, se muestra el error asociado para la fibra más cercana derivado a partir de los errores en flujo obtenidos en el ajuste a gaussianas.

Las anchuras equivalentes en  $H\alpha$  y  $H\beta$ ,  $L(H\alpha)$  y  $M_{F814W}^{\text{corr}}$  para la región R son compatibles con un brote instantáneo de  $\lesssim 6$  Ma de edad cuyas propiedades se muestran en la tabla 8.2. Resulta relevante encontrar una región de este tipo, similar a R1 en IRAS 12112+0305 (capítulo 6) o R2 en IRAS 14348–1447 (capítulo 7), aunque menos luminosa, a pesar de ser un sistema en las fases finales del proceso de fusión, del mismo tipo que IRAS 15206+3342 (Arribas & Colina 2002), IRAS 20551–4250 (Mihos & Bothun 1998) o IRAS 17208–0014 (Arribas & Colina 2003) que carecen de regiones de este tipo. Las dispersiones de velocidad presentes en R (véase sección 8.6), junto con el tamaño, distancia, masa y velocidad relativa al sistema de esta región la convierten en un candidato perfecto para sobrevivir al proceso de fusión y llegar a convertirse en una TDG.

Atendiendo a su color en el infrarrojo lejano, en la frontera entre las ULIRGs frías y calientes, y a su morfología, que apunta a que estamos asistiendo a las fases finales del proceso de fusión, dentro del modelo evolutivo propuesto por Sanders et al., esta galaxia debería ser un ejemplo del nacimiento de un cuásar. Pero, en el caso de que existiera un agujero negro central y que éste obedeciera la relación  $M_{AN} - \sigma$  existente para galaxias elípticas y bulbos de espirales (Merritt & Ferrarese 2001; Gebhardt et al. 2000), entonces debería tener una masa de  $\sim 9 \times 10^7 M_{\odot}$ , muy por debajo de las masas típicas de los QSOs

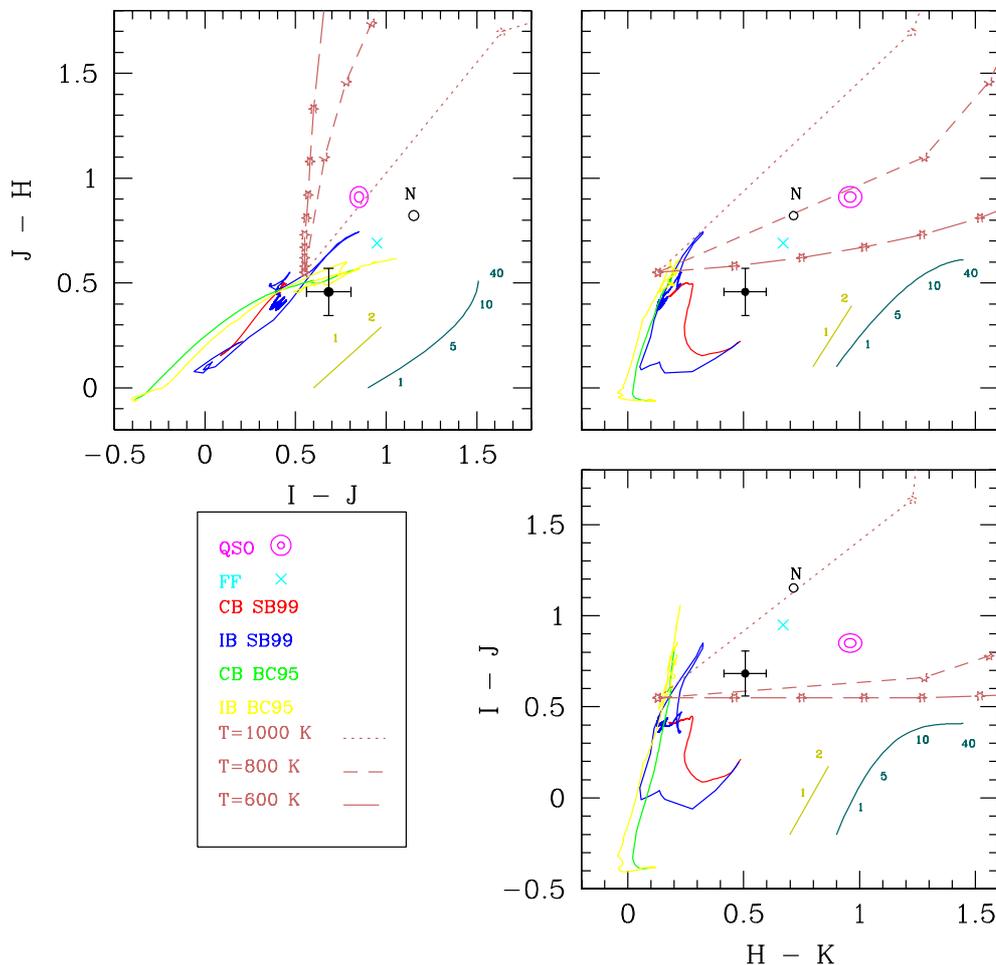


Figura 8.7: Diagramas color-color para la zona nuclear de IRAS 15250+3609 con flujos medidos en una abertura de 2.5 kpc de diámetro. Se muestra también las trazas correspondientes a los modelos de brote instantáneo y brote continuo de formación estelar de SB99 y BC95, junto con los colores para un cuásar típico y la radiación libre-libre. Las trazas rosas muestran los colores para un brote instantáneo de  $5 \times 10^7$  años mezclado con polvo caliente. Las estrellas sobre ellas muestran incrementos en la cantidad de polvo del 10 % en el flujo en la banda  $K$ . Las líneas mostaza y verde turquesa muestran los efectos del enrojecimiento por polvo en un modelo de pantalla y en uno de mezcla uniforme con fuente emisora, respectivamente. Los números que aparecen al lado de estas líneas indican la extinción,  $A_V$ . Los colores medidos para el núcleo, una vez tenidas en cuenta las diferencias entre los filtros del HST y los  $IJK$  estándares aparecen con un círculo blanco. También se muestra su posición una vez corregidos de la extinción derivada a partir del cociente  $H\alpha/H\beta$  suponiendo un modelo de pantalla (círculo negro).

( $\sim 10^9 M_\odot$ ). Además el espectro óptico de esta galaxia en el núcleo es el típico de una región HII y el cociente L/C de los PAH la clasifica *starburst*, por lo que parece acertado pensar que la fuente causante de la ionización en el óptico va a ser la formación estelar.

Los colores en el infrarrojo, que se muestran en la figura 8.8, también nos dan infor-

mación sobre la posible fuente de energía de este sistema. Como sucedía en los otros dos sistemas, los tres colores observados son demasiado rojos para ser explicados únicamente por una población estelar, pero una vez que se tienen en cuenta los efectos de la extinción, dichos colores son compatibles con una población estelar cuyas características aparecen en la tabla 8.2 mezclada con no más de  $\sim 5\%$  de polvo caliente.

Tabla 8.2: Poblaciones estelares asociadas a las diferentes regiones de interés de IRAS 15250+3609. Como referencia aparece una cota superior para la masa estelar (tercera fila) estimada a partir de las dispersiones de velocidades (primera fila) y el radio efectivo en la banda F814W para R y en la banda F160W para N (segunda fila). La cuarta fila muestra el tipo de población estelar que mejor se ajusta a los observables. Las filas quinta, sexta y séptima contienen las masas de la población estelar joven, vieja y total, respectivamente. Finalmente, la última fila muestra la aportación de cada una de las regiones a la luminosidad bolométrica del sistema.

	N	R
$\sigma$ (km s <sup>-1</sup> )	182	50
$r_{\text{eff}}$ (kpc)	0.86	0.54
$M_{\text{din}}$ (10 <sup>9</sup> M <sub>⊙</sub> )	85.1	2.8
Modelo	b.i. 5.6 Ma + b.i. 1 Ga	b.i. 6.0 Ma
$M_{\text{p.j.}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	30.6	0.5
$M_{\text{p.v.}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	4574.0	...
$M_{\text{tot}}$ (10 <sup>7</sup> M <sub>⊙</sub> )	4614.0	0.5
$L_{\text{bol}}$ (10 <sup>9</sup> L <sub>⊙</sub> )	142.0	1.2

Por último, los dos mapas de la figura 8.8 muestran la clara distinción existente entre el tipo de ionización de las regiones analizadas en este apartado, N y R, que tienen un espectro típico de región HII, del que se observa para el resto de la galaxia, que es más propio de un espectro de tipo LINER. En este sistema, los valores más altos del cociente [NII]λ6584/Hα parecen estar asociados a la cola de marea. IRAS 15250+3609 puede servir de ejemplo ilustrativo sobre los problemas asociados a la clasificación espectroscópica en el óptico mediante la utilización de rendija larga. En la introducción hemos visto que dicha clasificación varía en la literatura dependiendo del autor. Viendo la figura 8.8 queda claro que dependiendo del centrado y tamaño de la rendija y/o de efectos del *seeing*, esta galaxia se clasificaría bien como LINER, bien como región HII.

## 8.6. Análisis cinemático

Exceptuando una ligera asimetría hacia el azul para las líneas de Hα+[NII]λλ6548,6584 en la zona nuclear, los espectros individuales no muestran signos de dobles componentes, por lo que el análisis cinemático principal se ha llevado a cabo utilizando ajustes a un sólo conjunto de gaussianas. En la figura 8.9 se muestra el campo de velocidades y de dispersión de velocidades para el gas ionizado obtenido con el ajuste a gaussianas de Hα+[NII]λλ6548,6584.

La velocidad del sistema, determinada como el promedio de la medida para las líneas más brillantes (Hα+[NII]λλ6548,6584 y [SII]λλ6717,6731) en el núcleo, es de  $16551 \pm 16$  km s<sup>-1</sup>, similar a los  $16535 \pm 25$  km s<sup>-1</sup> medidos recientemente por Murphy et al. (2001b) utilizando

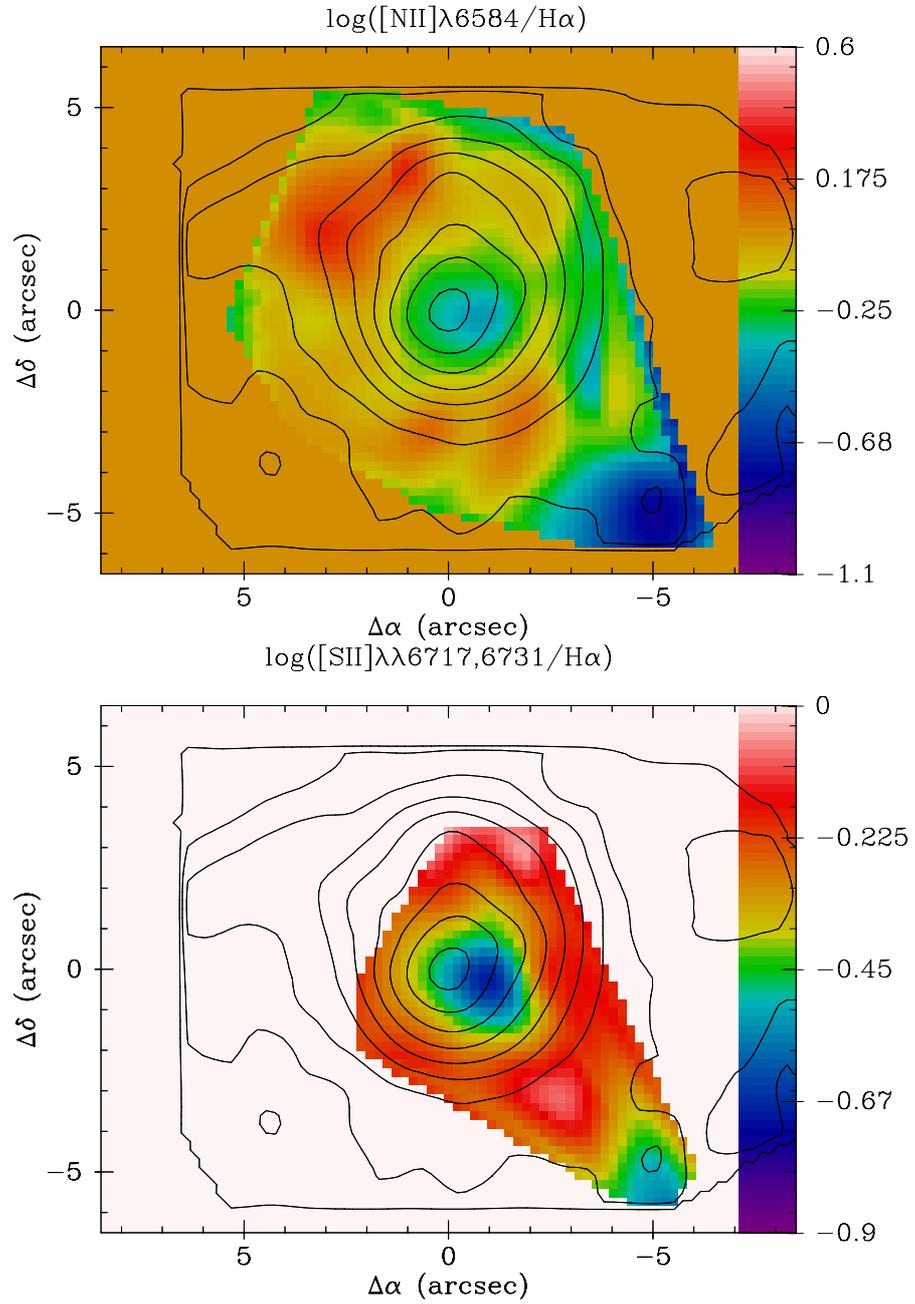


Figura 8.8: Mapas de  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  y  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha)$  para IRAS 15250+3609 sin corregir de extinción. Aparecen superpuestos los contornos de la imagen del continuo en H $\alpha$  como referencia. Los ejes están centrados en Nn, el norte se encuentra hacia arriba y el este hacia la izquierda. Para un valor de  $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) \sim 0.2$ , la frontera LINER/HII está hacia  $-0.22$ , para  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  y hacia  $-0.45$ , para  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha)$ . Dichas fronteras aparecen de color verde en las gráficas. Los errores estimados para cada fibra individual se encuentran entre 0.1 y 0.6 con una media de  $\sim 0.2$  para  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ , y entre 0.1 y 0.4 con una media de  $\sim 0.2$  para  $\log([\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha)$ .

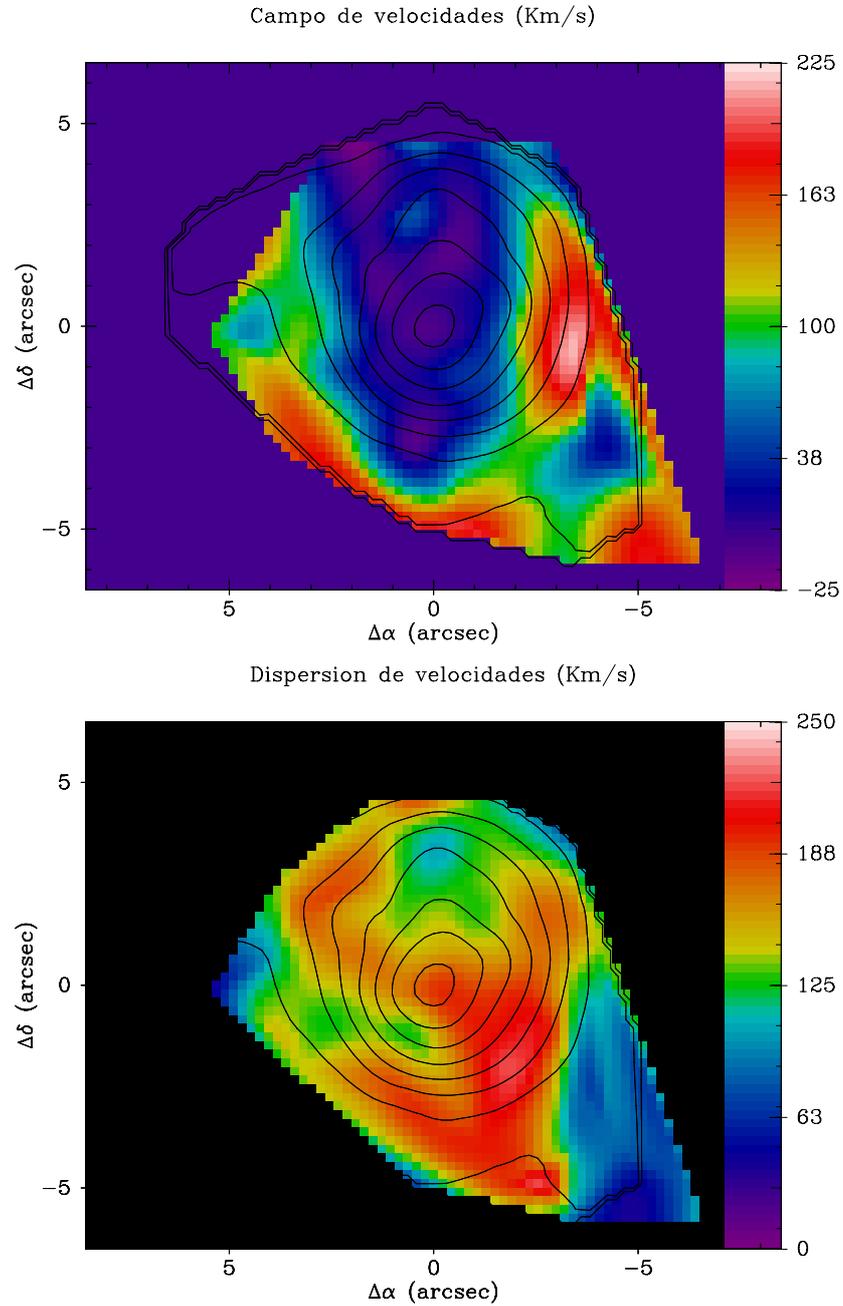


Figura 8.9: Mapas de velocidad y de dispersión de velocidades obtenidos a partir del ajuste del perfil de  $H\alpha$  a una única gaussiana. Se ha superpuesto, en contornos, la imagen del continuo en  $H\alpha$  como referencia. Los ejes están centrados en N y la orientación es la habitual, con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda.

la línea de  $P\alpha\alpha$ , a los  $16488 \text{ km s}^{-1}$  estelares de Tacconi et al. (2002) y a los  $16602 \text{ km s}^{-1}$  obtenidos por Strauss et al. (1992) a partir de  $H\alpha + [\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$ . Sin embargo, no coincide con los  $16220 \text{ km s}^{-1}$  obtenidos por Kim et al. (1995). En vista de que también

utilizan  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548, 6584$ , las diferencias entre ambas medidas habría que atribuir las a efectos de refracción atmosférica diferencial o al tamaño de rendija utilizado. Nuestras medidas también contrastan con las obtenidas por Sanders et al. (1988b) a partir de la línea de CO ( $J=1 \rightarrow 0$ ), que obtuvieron una velocidad de  $16000 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$ . Es difícil buscar una razón a estas diferencias tan grandes. Una posibilidad podría ser que mientras que en la presente tesis se está observando el gas ionizado, los datos de Sanders et al. muestrean el gas molecular, que no tiene porque ocupar el mismo espacio físico ni tener la misma velocidad que el ionizado.

El campo de velocidades del gas ionizado muestra una separación clara entre la zona externa de la galaxia (desplazada hacia el rojo con respecto a la  $v_{\text{stma}}$ ) y la zona interna, con una velocidad relativamente constante. Los mayores gradientes se encuentran, no a través del núcleo, sino en una región  $\sim 2''.3$  ( $\sim 2.6 \text{ kpc}$ ) hacia el este, que no parece asociada a ninguna característica morfológica relevante del sistema. La máxima diferencia de velocidades, medida como la que hay entre el núcleo y la parte más al oeste del campo de INTEGRAL, es de  $\Delta v \sim 220 \text{ km s}^{-1}$ .

Por otra parte, una porción considerable del campo de INTEGRAL (una región de  $\sim 3''$  en dirección E-O y de  $\sim 7''$  en dirección N-S que cubre la parte central de la galaxia) presenta un campo de velocidades sin apenas variaciones de la velocidad. En la figura 8.10 se muestran dos cortes del campo de velocidades de esta galaxia en las direcciones N-S y E-O (se han escogido estas direcciones debido a que la morfología de esta galaxia no sugiere ninguna dirección privilegiada) en los que se observa que las fluctuaciones de velocidad en la parte central del sistema son  $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$ .

El mapa de dispersión de velocidades muestra unos valores grandes ( $\sigma \sim 160 \text{ km s}^{-1}$ ) en prácticamente todo el campo, con la excepción de dos regiones. Una de ellas, con una dispersión todavía bastante elevada ( $\sigma \sim 120 \text{ km s}^{-1}$ ), se encuentra  $\sim 3''.0$  al norte del núcleo y podría coincidir con el comienzo de la cola de marea. La otra región con dispersión baja ( $\sigma \sim 45 \text{ km s}^{-1}$ ) es R, que además presenta una velocidad desplazada al rojo de  $142 \pm 50 \text{ km s}^{-1}$  con respecto a la galaxia.

Como se ha dicho al comienzo de este apartado, las fibras asociadas a la zona nuclear (107 y anillo circundante), muestran una ligera asimetría hacia el azul. En dichas fibras, se ha llevado un ajuste a dos conjuntos de gaussianas, que reproducen el perfil observado mejor que el ajuste con único conjunto. Dado que dicha asimetría no era demasiado notable, existían varios posibles ajustes que reproducían el espectro con una calidad similar, así que se impuso la restricción especial de fijar la anchura de la componente secundaria al valor promedio de las anchuras para el ajuste a un conjunto de gaussianas en las fibras del anillo que rodea la zona con asimetría al azul. Ya que las fibras en las que se ha detectado esta asimetría son muy pocas, mas que realizar mapas del campo de velocidad y de dispersión de velocidades, parece más adecuado caracterizar las propiedades de cada una de las componentes en promedio. Éstas presentan un estado de ionización similar y unas dispersiones promedio de  $134 \text{ km s}^{-1}$  para la componente primaria y de  $158 \text{ km s}^{-1}$  para la componente secundaria. Ésta última componente sería responsable de  $\sim 25\%$  del flujo total en  $H\alpha$ . Por último, la componente principal presenta una velocidad similar a la del sistema ( $v \sim 16588 \text{ km s}^{-1}$ ), mientras que la componente secundaria se encuentra desplazada al azul  $\sim -170 \text{ km s}^{-1}$ . En la figura 8.11 aparecen los ajustes a una y dos componentes para

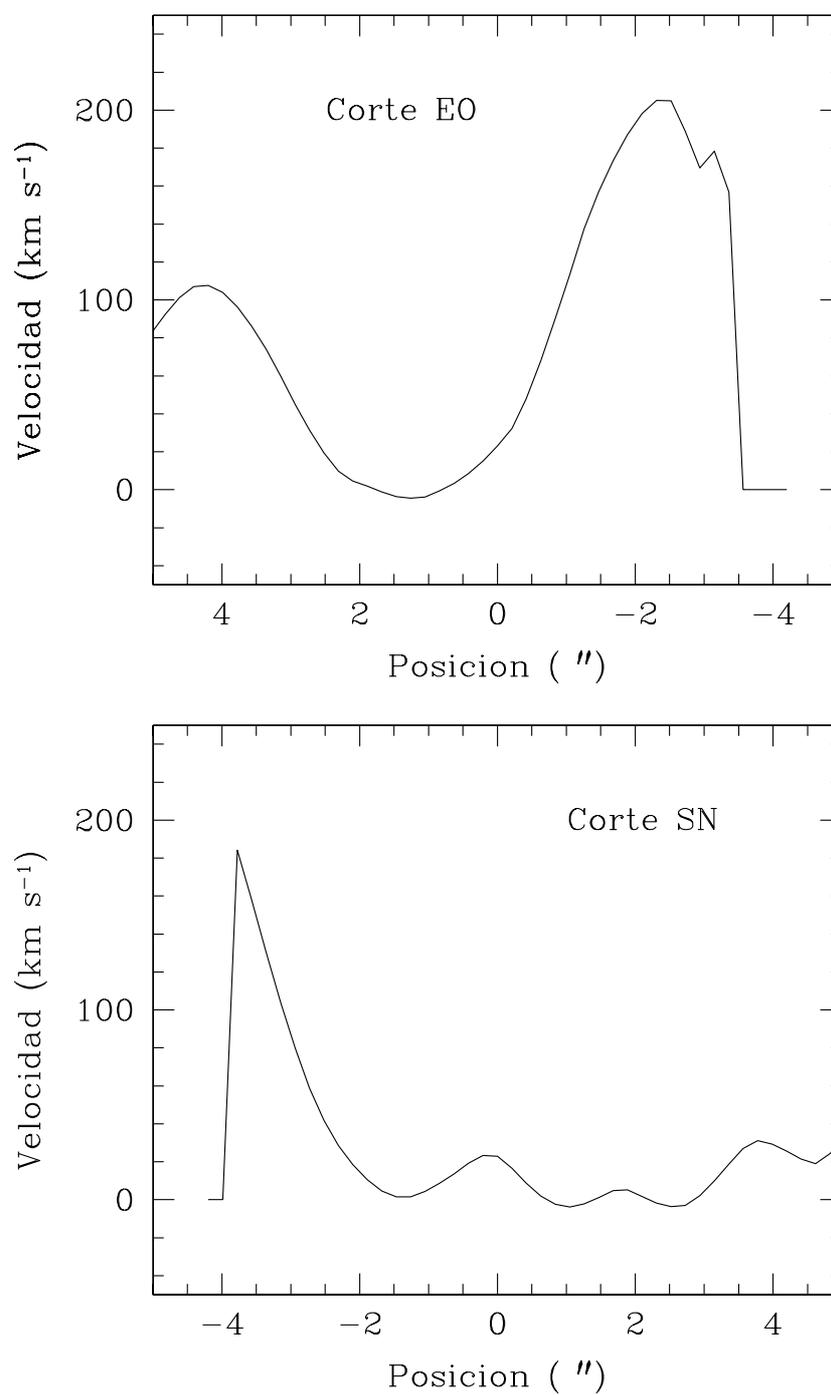


Figura 8.10: Cortes del campo de velocidad de IRAS 15250+3609. El eje X está centrado en N, y el eje Y muestra las velocidades relativas a la velocidad del sistema.

la fibra más representativa de esta región.

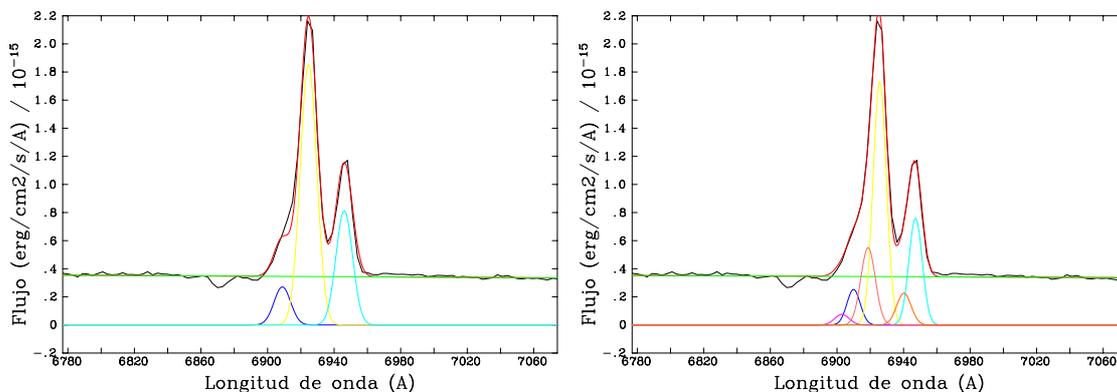


Figura 8.11: Ajustes del complejo  $H\alpha+[NII]\lambda\lambda 6548,6584$  a 1 y 2 conjuntos de gaussianas para la fibra 107, representativa de la región con posible doble componente en IRAS 15250+3609.

En resumen, las propiedades morfológicas (un único núcleo, rasgos de marea desarrollados y de bajo brillo superficial, apartado 8.2), cinemáticas (campo de velocidades no regular, dispersión de velocidades alta, este apartado) y estructurales (perfil de brillo superficial más próximo a una función  $r^{1/4}$  que a una exponencial, Scoville et al. 2000), indican que este sistema se encuentra en las fases finales del proceso de fusión, en un estado similar al de IRAS 15206+3342 (Arribas & Colina 2002) o IRAS 20551–4250 (Mihos & Bothun 1998). Por otra parte, las fibras asociadas a la región nuclear muestran una asimetría en las líneas hacia el azul, compatible con un flujo de gas hacia afuera provocado por el núcleo.

## 8.7. Conclusiones

En este capítulo, se ha presentado el análisis de los datos correspondientes a IRAS 15250+3609, un sistema en el que el momento de la fusión de los núcleos ya ha tenido lugar o está cercana a producirse. Los principales resultados obtenidos para esta galaxia son:

1. Los mapas de INTEGRAL muestran cómo la emisión en el continuo está concentrada principalmente en la región nuclear. Distorsiones en las isofotas indican la existencia de subestructura no resuelta, que sí se aprecia en las imágenes del HST, en forma de pequeños *knots* alrededor del núcleo. La emisión del gas ionizado está todavía más concentrada que la distribución de brillo estelar, si bien aparece una región como a  $\sim 7.7$  kpc hacia el suroeste del núcleo con emisión significativa en las líneas.
2. Aunque la extinción es mayor en la zona nuclear ( $E(B - V) \sim 0.8$ ), no alcanza los valores medidos para los dos sistemas anteriores, menos avanzados en el proceso de fusión. Resulta pausable pensar, dado que este sistema está en un estado del proceso de fusión más avanzado, que la envoltura de gas y polvo que rodea el núcleo sea menor que en los otros dos sistemas anteriores.
3. En los mapas de INTEGRAL corregidos de extinción la zona nuclear es la dominante, tanto en el continuo como en las líneas.

4. Una vez corregida de extinción la magnitud absoluta en la banda  $H$  para esta galaxia indica una luminosidad asociada de  $0.63 L^*$ .
5. Aunque su estado evolutivo la convierte en una candidata perfecta para buscar el cuásar en nacimiento propuesto por Sanders et al., la mayoría de los observables que aparecen en la literatura, así como todos los utilizados en esta tesis, no muestran signos de un posible AGN en el interior de esta galaxia. Los colores y magnitudes en el infrarrojo, anchuras equivalentes y luminosidades en  $H\alpha$  son compatibles con la suma de dos poblaciones estelares. Una de ellas muy joven ( $\sim 5.6$  Ma) de  $\sim 3.1 \times 10^8 M_\odot$  y otra de edad intermedia ( $\sim 100$  Ma) de  $\sim 4.6 \times 10^9 M_\odot$ .
6. Con una masa total de  $\sim 7.3 \times 10^8 M_\odot$ , la región al suroeste presenta unos cocientes de líneas, anchuras equivalentes,  $L(H\alpha)$  y  $M_{F814W}^{\text{corr}}$  compatibles con una población estelar muy joven ( $\lesssim 6$  Ma) de  $\sim 4.2 \times 10^6 M_\odot$ . El estado evolutivo del sistema, tamaño de la región, velocidad relativa y distancia a la galaxia progenitora la convierten en una candidata perfecta para sobrevivir al proceso de fusión y convertirse en una TDG.
7. A excepción de la nuclear y la candidata a TDG, ambos con espectro de tipo región HII, todo el campo de IRAS 15250+3609 cubierto por INTEGRAL presenta un espectro de tipo LINER.
8. El campo de velocidades de este sistema muestra una estructura no regular, cuya característica más notable es la clara separación entre la zona central, con una velocidad prácticamente constante, y las partes más externas (incluyendo R), desplazadas  $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$  al rojo con respecto a la velocidad del sistema.
9. Aunque de un carácter menos pronunciado que en los dos sistemas anteriores, los espectros asociados a la región central de IRAS 15250+3609 también presenta asimetrías en el perfil de las líneas compatibles con un flujo que se acerca al observador.

# 9

---

## Discusión sobre aspectos generales de las Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas

En este capítulo se discuten algunos de los problemas que plantea el estudio y comprensión del fenómeno ULIRG en base a los resultados obtenidos para las tres galaxias objeto de estudio en esta tesis. En el primer apartado se aborda el problema de la corrección por extinción en este tipo de sistemas; el apartado 9.2 analiza el origen de la excitación de tipo LINER en las ULIRGs; el apartado 9.3 enmarca las regiones de ionización extranucleares en el contexto de la formación de TDG; el apartado 9.4 aborda el problema del origen de la luminosidad bolométrica apoyándose tanto en los resultados fotométricos y cinemáticos para las tres galaxias y sus consecuencias respecto al modelo evolutivo de Sanders et al.; la última sección analiza de forma preliminar las implicaciones que conllevan los resultados obtenidos en esta tesis a la hora de observar y analizar galaxias a mayor desplazamiento al rojo.

### 9.1. Extinción estelar y extinción a partir del gas ionizado

Uno de los temas más importantes y que hay que tratar con mayor cuidado en estas galaxias es la estimación de la extinción y posterior corrección de las luminosidades y magnitudes observadas, ya que es necesaria una correcta determinación de dichas cantidades para caracterizar adecuadamente los brotes de formación estelar presentes y determinar las masas de las galaxias en proceso de fusión y/o sistema resultante final.

Existen varias cuestiones relevantes relacionadas con la corrección de extinción. En primer lugar se encuentra la ley de extinción asociada al sistema, que depende de la distribución espacial con respecto al polvo de la fuente de radiación. La extinción por granos de polvo incluye dos procesos: la absorción de fotones (y posterior reemisión en el infrarrojo) que afecta más a aquellos de menor longitud de onda y cuyo efecto neto es enrojecer los colores de la fuente emisora, y la dispersión, que únicamente cambia la dirección del fotón que incide en el grano de polvo y que provoca un *azuleamiento* de los colores de la fuente emisora.

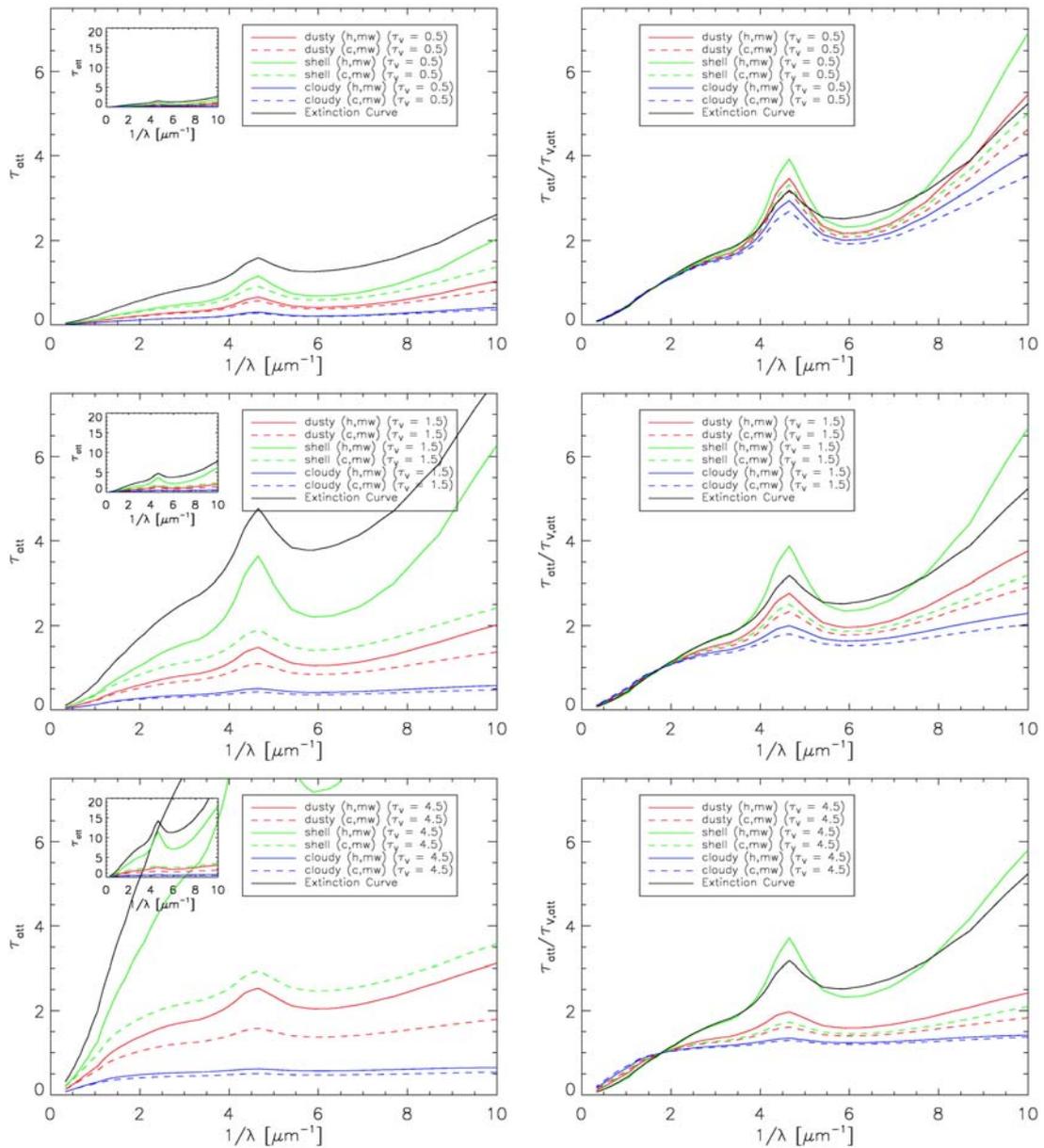


Figura 9.1: Figura 6 de Gordon & Witt (2000) que muestra cómo la atenuación del flujo emitido varía dependiendo de la geometría relativa del polvo y la fuente emisora. A la izquierda aparecen las curvas de atenuación sin normalizar y a la derecha normalizadas. Las geometrías consideradas son: polvo uniformemente mezclado con estrellas (rojo), pantalla de polvo que rodea la fuente emisora (verde) y conjunto de esferas concéntricas de polvo y fuente emisora en la que el radio de la correspondiente a ésta es mayor que el de aquél (azul). Las líneas continuas representan distribuciones homogéneas, mientras que las discontinuas se corresponden con distribuciones parcheadas.

El efecto conjunto de estos dos procesos depende de la geometría relativa del polvo y fuente emisora, produciendo diferentes curvas de atenuación (véase figura 9.1) aunque en la mayoría de los casos se produce un efecto de saturación en el enrojecimiento (Witt,

Thronson, & Capuano 1992; Witt & Gordon 2000).

Para el análisis de las regiones nucleares de las tres galaxias de esta tesis se ha considerado el caso más simple y estándar de pantalla enfrente de la fuente pero, dado que en principio nos es desconocido cómo está distribuido el polvo con respecto a la fuente emisora, es interesante ver cuál sería el efecto si la distribución fuera diferente, como por ejemplo polvo uniformemente mezclado con la fuente emisora. Los modelos de Witt & Gordon nos dicen cuál es la atenuación  $\tau_{\text{att}}$  que ha sufrido el flujo emergente para cada longitud de onda y profundidad óptica. Dado que ésta se relaciona con la extinción por (Calzetti, Kinney, & Storchi-Bergmann 1994)

$$A_{\lambda} = 1.086\tau_{\lambda}, \quad (9.1)$$

estos modelos permiten estimar el enrojecimiento. En las figuras 6.7, 7.7, 8.7 se muestra el vector enrojecimiento (en color mostaza) por el que habría que corregir los colores observados en el caso de que estuviéramos asistiendo a una geometría de tipo mezcla uniforme. En general vemos que aunque es posible alcanzar unos colores compatibles con los predichos por los modelos, es necesario que la extinción sea muy elevada ( $A_V \gg 50$  mag), debido a la saturación en el enrojecimiento para esta geometría.

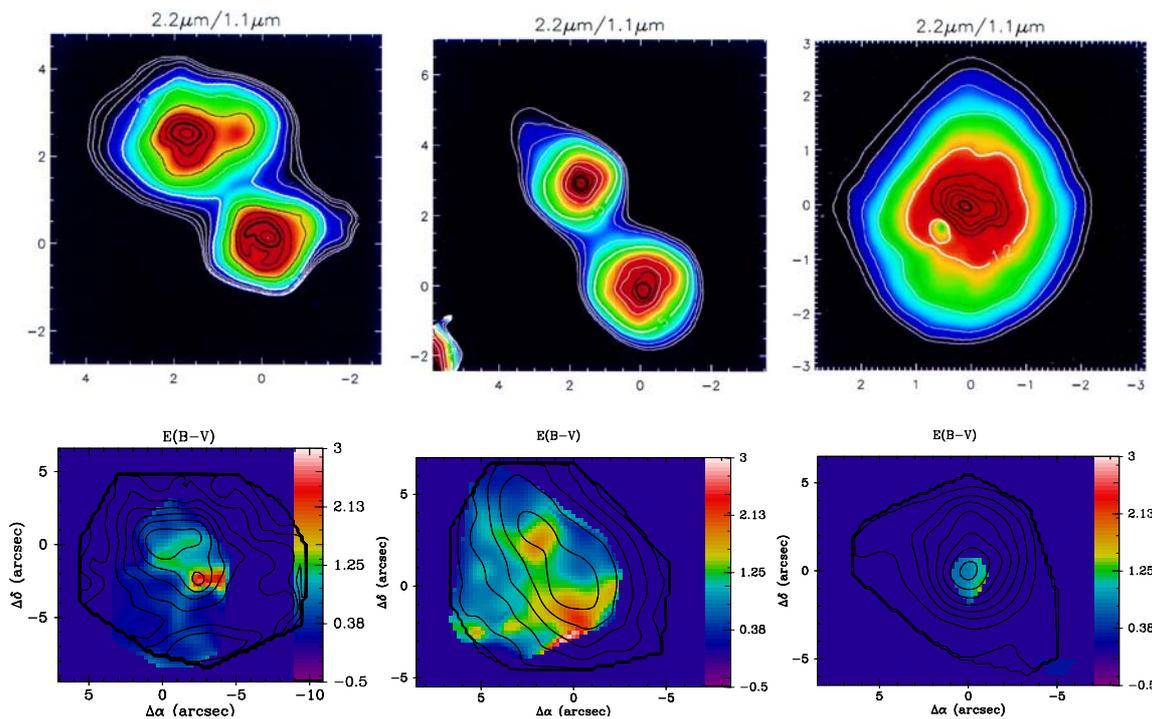


Figura 9.2: Fila superior: Cocientes de flujos en las bandas de 2.2 y 1.1  $\mu\text{m}$  para IRAS 12112+0305, a la izquierda, IRAS 14348-1447 en el centro e IRAS 15250+3609 a la derecha (Scoville et al. 2000). Fila inferior: Mapas de  $E(B - V)$  obtenidos con INTEGRAL a partir del cociente  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  para esas mismas galaxias.

En segundo lugar, se encuentra el método utilizado para determinar la magnitud de la extinción. En esta tesis, se han corregido los diferentes observables con los valores de la extinción derivados a partir de la razón de flujos de línea  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ , que compara los valores

observados con los esperados desde el punto de vista teórico. Al hacerlo, se está suponiendo que la componente estelar presenta la misma distribución y sufre la misma extinción que el gas ionizado, aunque no tiene por qué ser así. Otra posibilidad es la utilización de los colores en el infrarrojo, tal y como aparece en Scoville et al. (2000). La idea es suponer que toda la emisión en estas bandas se debe a una determinada población estelar y atribuir la diferencia entre los colores observados y los correspondientes a dicha población a efectos de extinción. La mayor desventaja de este método es que, *a priori* no se sabe si hay algo más, aparte de la población estelar, que contribuya a los colores no extinguidos, ni tampoco cual es la población estelar exacta de la galaxia o región en la que se quiere determinar la extinción.

Desde el punto de vista morfológico, la distribución de la extinción obtenida bien a partir del cociente  $H\alpha/H\beta$ , bien a partir de los colores en el infrarrojo cercano es similar (véase figura 9.2) pero, dado que cada una de estas determinaciones se basa en suposiciones diferentes, resulta interesante comparar el valor del enrojecimiento obtenido con ambos métodos. Para ello, hemos pasado un filtro de gaussianas a las imágenes de NICMOS, con una anchura similar a la resolución con que se tomaron los datos de INTEGRAL y hemos medido los cocientes  $f_{1.1}/f_{1.6}$  y  $f_{1.6}/f_{2.2}$  en las regiones nucleares, dentro de una abertura de  $0''.45$  de radio, como hicimos en el caso de INTEGRAL. A partir de ahí, tal y como aparece en Scoville et al. (2000), se puede estimar  $A_{1.6}$  y  $A_{2.2}$  como:

$$A_{1.6} = -2.30 \times \log\left(\frac{f_{1.1}}{f_{1.6}}\right) - 0.105 \quad (9.2)$$

$$A_{2.2} = -3.15 \times \log\left(\frac{f_{1.6}}{f_{2.2}}\right) + 0.222 \quad (9.3)$$

donde para la obtención de estas fórmulas se ha utilizado un modelo de BC93 para un brote instantáneo con FIM de Salpeter y límites inferior y superior de masas de  $0.1 M_{\odot}$  y  $125 M_{\odot}$  que, para una población de edad intermedia ( $5 \times 10^7 - 5 \times 10^8$  años), predice unos colores  $m_{1.1-1.6} \sim 0.65$  mag y  $m_{1.6-2.2} \sim 0.35$  mag<sup>1</sup>. A una población estelar de la galaxia más joven ( $10^5 - 10^7$  años) le corresponderían unos colores más azules, por lo que, si éste fuera el caso, se habría subestimado la extinción en un  $\Delta A_{1.6} \sim 0.85$  y  $\Delta A_{2.2} \sim 0.50$ .

En la tabla 9.1 se muestran los valores de  $E(B - V)$  en los núcleos de las galaxias de esta tesis obtenidos utilizando los indicadores de  $H\alpha/H\beta$ ,  $f_{1.1}/f_{1.6}$  y  $f_{1.6}/f_{2.2}$ . Los valores de  $E(B - V)$  derivados a partir del cociente de las líneas de emisión resultan menores que los derivados a partir de  $f_{1.1}/f_{1.6}$  y estos a su vez mucho menores que los que se obtienen a partir del cociente  $f_{1.6}/f_{2.2}$ . Las diferencias encontradas entre las tres predicciones de la extinción a partir de los colores infrarrojos se deben a que resulta demasiado simple para las regiones nucleares la suposición de que todo el flujo observado está provocado únicamente por una población estelar así como a lo adecuadamente que esa población responde a la realidad. Como se ha visto en el análisis individual de cada galaxia, en las regiones nucleares se pueden dar otros fenómenos, en nuestro caso, principalmente flujo emitido por polvo

<sup>1</sup>En este rango de edades, la elección de un tipo de modelo de población estelar concreto no es crítica ya que tanto los brotes continuos como los instantáneos, ya sea de BC93 como de SB99, predicen unos colores similares (véase figuras 5.4 y 5.5).

Tabla 9.1: Exceso de color para los núcleos de las galaxias objeto de estudio en esta tesis derivado a partir de diferentes observables.

		$E(B - V)_{\text{H}\alpha/\text{H}\beta}$	$E(B - V)_{1.1/1.6}$	$E(B - V)_{1.6/2.2}$
IRAS 12112+0305	Nn	1.01	1.79	3.32
	Ns	2.28	2.04	3.40
IRAS 14348-1447	Nn	1.71	1.74	3.04
	Ns	1.28	1.83	3.38
IRAS 15250+3609	N	0.82	1.60	3.00

Tabla 9.2: Exceso de color en anillos circumnucleares de  $1''00$  de radio interno y  $0''25$  de grosor para galaxias objeto de estudio en esta tesis derivados a partir de diferentes observables.

		$E(B - V)_{\text{H}\alpha/\text{H}\beta}$	$E(B - V)_{1.1/1.6}$	$E(B - V)_{1.6/2.2}$
IRAS 12112+0305	Nn	0.84	1.67	2.81
	Ns	0.85	1.94	2.73
IRAS 14348-1447	Nn	0.71	1.62	2.45
	Ns	1.30	1.70	2.87
IRAS 15250+3609	N	0.99	1.47	2.49

caliente, que produce unos colores observados más rojos incluso en pequeñas cantidades. A modo de ejemplo, si el enrojecimiento en ausencia de polvo debido a la extinción fuera  $E(B - V) = 1$ , la existencia de una cantidad de polvo a  $T = 600$  K que aportara el 10 % del flujo en la banda  $K$  provocaría que se midiera una extinción de  $E(B - V)_{1.1/1.6} \sim 1.09$  y  $E(B - V)_{1.6/2.2} \sim 2.69$ . Para temperaturas de polvo mayores, esta diferencia todavía es mayor. Así, para  $T = 800$  K, tendríamos  $E(B - V)_{1.1/1.6} \sim 2.17$  y  $E(B - V)_{1.6/2.2} \sim 5.40$ .

Las diferencias encontradas en los núcleos deberían disminuir conforme nos alejamos de ellos, ya que allí se espera una menor concentración de polvo. En la tabla 9.2 aparece los valores de enrojecimiento estimados para anillos alrededor de los núcleos de  $1''00$  de radio y  $0''25$  de grosor. Esta tabla, junto con la anterior, muestra varias cosas. En primer lugar, vemos cómo, independientemente del método utilizado, la extinción es mayor en las regiones nucleares y disminuye al ir hacia partes más externas de la galaxia. En segundo lugar, aunque el enrojecimiento derivado a partir del cociente de flujos en F160W y F222M sigue siendo mayor que el que se obtiene con los flujos en F110W y F160M, las diferencias relativas entre los dos valores son menores que en las regiones nucleares (la extinción derivada a partir del primer cociente pasa de ser de  $\sim 80$  % mayor que la derivada a partir del segundo a un  $\sim 60$  %). Es decir, conforme nos alejamos de la región nuclear, la consistencia entre los dos métodos es mayor debido, probablemente, a una menor influencia del polvo. Sin embargo, las diferencias entre la extinción derivada a partir del gas ionizado y a partir de los colores infrarrojos no sólo no disminuye sino que en general aumenta. Esto resulta compatible con la diferente distribución de la componente estelar y del gas ionizado observada en estos sistemas (secciones 6.2, 7.2 y 8.2).

Al disminuir la calidad de los espectros conforme nos alejamos de la zona nuclear (más brillante y con mejor S/R), la comparación resulta más incierta. Sin embargo, la fotometría de apertura a  $d'' = 1.1, 5.0$  y  $11.4$  de Scoville et al. (2000), si parece confirmar la tendencia a que la extinción en las partes externas disminuya. Esta distribución de la extinción no uniforme, sino parcheada y mayor en las regiones nucleares parece típica de las ULIRGs (Scoville et al. 2000; Arribas & Colina 2003) pero en la mayoría de los casos que se encuentran en la literatura no se dispone de información en dos dimensiones que permita establecer valores para la extinción en las diferentes zonas de la galaxia y se supone una distribución uniforme en todo el sistema ya sea el promedio en una determinada región, ya sea el medido en las regiones nucleares, lo que afecta a la determinación de las magnitudes absolutas de las galaxias objeto de estudio.

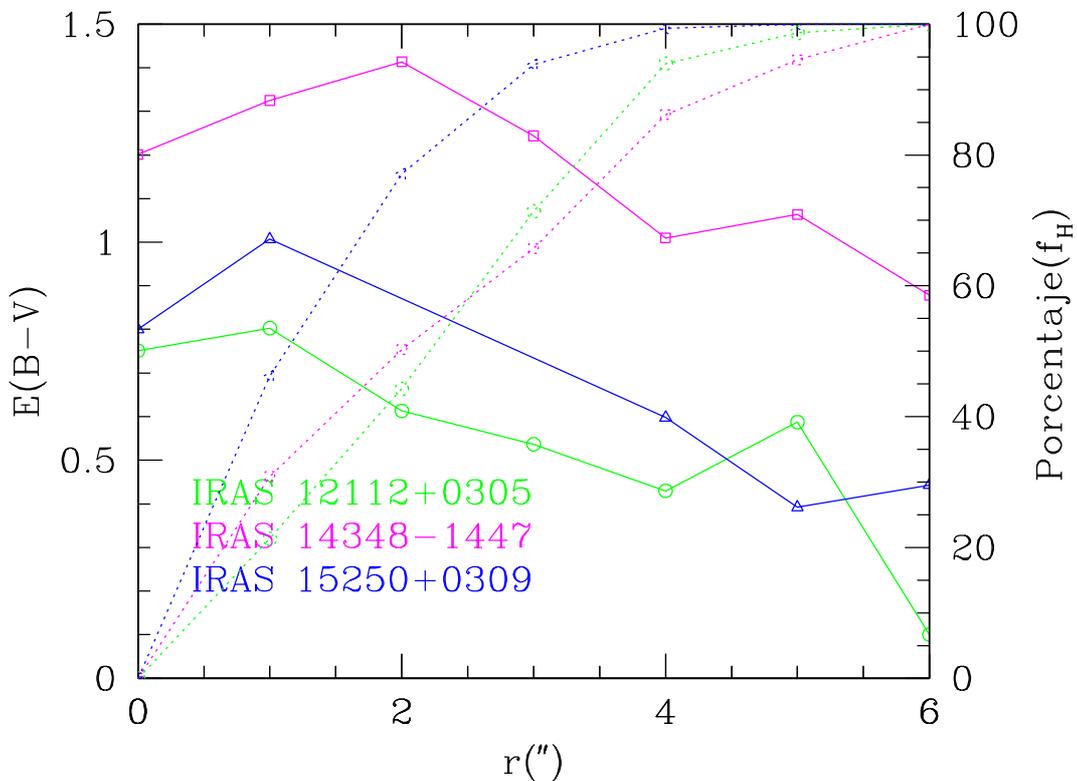


Figura 9.3: Distribución radial de la extinción para las tres galaxias objeto de estudio (líneas continuas) y proporción de flujo en la banda  $H$  contenido en una apertura de radio  $r$  (líneas discontinuas). Los círculos verdes, los cuadrados fucsias y triángulos azules representan los datos obtenidos para IRAS 12112+0305, IRAS 14348-1447 e IRAS 15250+3609, respectivamente.

La ECI permite estudiar la variación radial de la extinción mejorando la relación S/R a mayores radios. Para ello, procedimos de la siguiente manera. En cada galaxia se ha escogido una fibra, la más cercana al núcleo de referencia (#102 para IRAS 12112+0305, #106 para IRAS 14348-1447 y #107 para IRAS 15250+3609) y se han combinado las fibras que forman anillos concéntricos alrededor de esta fibra de referencia. Así, conseguimos

un único espectro de mejor calidad a diferentes distancias del núcleo, en intervalos de aproximadamente un segundo de arco. De esta forma, se puede estudiar la distribución del enrojecimiento a distancias de hasta  $6''$ , que se corresponden con  $\sim 9$ -10 kpc, para estas galaxias. Los resultados obtenidos aparecen en la figura 9.3. Incluso procediendo de esta manera, en IRAS 15250+3609,  $H\beta$  no pudo medirse en algunas distancias más allá del primer anillo, por lo que, para esta galaxia, en la figura 9.3 faltan los valores de  $E(B - V)$  a algunas distancias. Esta gráfica, de acuerdo con las medidas de la extinción mediante fotometría de apertura de Scoville et al., extiende lo observado en las tablas 9.1 y 9.2: que la extinción disminuye al alejarnos de las regiones centrales de la galaxia.

¿Cómo de importante resulta tener en cuenta esta distribución de la extinción a la hora de determinar las luminosidades y masas de estos sistemas? Para estas galaxias se han medido unas magnitudes totales integradas en la banda  $H$  sin corregir de extinción de  $-23.70$ ,  $-24.16$  y  $-23.24$ , que corregidas con la extinción medida en el núcleo de referencia quedarían  $-24.37$ ,  $-25.12$  y  $-23.78$ . Suponiendo  $M_H = -24.2$  para una galaxia  $L^*$ , esto se corresponde con unas luminosidades de  $1.17 L^*$ ,  $2.33 L^*$  y  $0.68 L^*$ . Teniendo en cuenta los efectos de la extinción diferencial, en las secciones 6.4, 7.4 y 8.4 se predice una luminosidad para estos sistemas de  $1.06 L^*$ ,  $2.06 L^*$  y  $0.63 L^*$ . Así pues, la utilización de la extinción medida en el núcleo provoca una sobreestimación de la luminosidad total de sistema, cuya importancia varía en función de lo compacto que sea el sistema. En nuestra galaxia más evolucionada (IRAS 15250+3609) esta sobreestimación es del 8%, mientras que en el *merger* menos avanzado (IRAS 14348-1447) alcanza el 13%.

En resumen, el tratamiento de la extinción en este tipo de sistemas en los que es tan elevada, es delicado y debe hacerse con cuidado. En lo referente a la distribución relativa del polvo causante de la extinción y la fuente emisora, los datos nucleares empleados en esta tesis son compatibles tanto con un modelo de pantalla simple con  $A_V \sim 4 - 5$  mag como con un modelo de polvo uniformemente mezclado con la fuente emisora con  $A_V \gg 50$  mag. La comparación de los valores de la extinción obtenida a partir de tres indicadores diferentes pone de manifiesto cómo la presencia de componentes diferentes a la estelar en la SED nuclear de las ULIRGs, como polvo caliente, puede provocar una sobreestimación de la extinción, tanto mayor cuanto más hacia el infrarrojo son los colores utilizados para su determinación. Tanto los datos de INTEGRAL como los de NICMOS muestran una distribución de la extinción no uniforme, disminuyendo al alejarnos de las partes centrales de la galaxia. La sobreestimación que se produce al estimar la luminosidad y masa del sistema, si no se tiene en cuenta la estructura en la extinción es  $\lesssim 15\%$ , siendo más importante cuanto menos avanzado está el proceso de fusión. Así pues, la distribución espacial de la extinción, aunque relevante, tiene una importancia secundaria en la determinación de la masa del sistema en comparación a las incertidumbres asociadas al valor y ley de extinción utilizados así como a la relación  $M/L$  empleada.

## 9.2. Ionización de tipo LINER en las ULIRGs

Heckman (1980) definió por vez primera los LINERs (*Low-Ionization Nuclear Emission-line Regions*) como aquellos núcleos galácticos cuyas líneas de emisión cumplieran las relaciones  $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007 \geq 1$  y  $[\text{OI}]\lambda 6300/[\text{OIII}]\lambda 5007 \geq 1/3$ . Los espectros de tipo LINER

se caracterizan por estar dominados por líneas de emisión producidas por estados de ionización bajos. Así, en comparación a lo observado en las galaxias Seyfert, líneas como [OII] $\lambda$ 3727, [OI] $\lambda$ 6300, [NII] $\lambda$ 6584 y [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731 son relativamente fuertes mientras que líneas como [OIII] $\lambda$ 5007, [NeIII] $\lambda$ 3869 y [HeII] $\lambda$ 4686 son débiles. Sin embargo, en comparación a lo que sucede en las regiones HII, las líneas prohibidas son relativamente fuertes con respecto a las líneas de recombinación permitidas.

En general, los LINERs suelen tener un cociente [NII] $\lambda$ 6583/H $\alpha$   $\gtrsim$  0.6, por lo que, aunque no forma parte de la definición original de Heckman (1980), dicho cociente se utiliza habitualmente en la literatura para distinguir entre un estado de ionización bien de tipo LINER bien de tipo región HII.

Los diferentes mecanismos propuestos como capaces de producir un espectro de tipo LINER, tanto para explicar los espectros observados en los núcleos de galaxias como aquellos que se encuentran en las partes más externas, se pueden dividir en dos grupos: fotoionización e ionización por choques. En el primer grupo, en base a la aparente continuidad entre los espectros de los LINERs y las galaxias Seyfert junto con el descubrimiento de emisión en rayos X y la presencia de una componente ancha en la línea de emisión en H $\alpha$  en algunos LINERs, se ha propuesto como posible mecanismo la fotoionización por un espectro de ley de potencias. En este contexto, un LINER sería un AGN pero con un parámetro de ionización  $U$  bajo (Ho, Filippenko, & Sargent 1993). Otra posibilidad, propuesta por Terlevich & Melnick en 1985, es que el continuo ionizante de los LINERs esté producido por unas estrellas Wolf-Rayet muy calientes ( $T \sim (1 - 2) \times 10^5$  K), llamadas *warmers*. Un tercer mecanismo podría ser la existencia de estrellas de secuencia principal de tipo O embebidas en un gas rico en metales, o en medios de alta densidad ( $n_e \equiv 10^{5.5} \text{ cm}^{-3}$ ) (Filippenko & Terlevich 1992; Shields 1992; Schulz & Fritsch 1994; Barth & Shields 2000). Dicho mecanismo es capaz de explicar los llamados “LINERs débiles en [OI]” u objetos de transición, cuyos espectros presentan un cociente de [NII] $\lambda$ 6584/H $\alpha$  alto, pero [OI] $\lambda$ 6300/H $\alpha$  bajo. Un último mecanismo sería la fotoionización por estrellas post-AGB (Binette et al. 1994) por el que la ionización del gas encontrado en galaxias elípticas está provocada por la población estelar vieja.

En el segundo grupo existen varias alternativas. Una posibilidad, que aparece a menudo en cúmulos de galaxias, podrían ser los llamados *cooling accretion flows*, en los que las inestabilidades térmicas en el gas emisor en rayos X que fluye hacia adentro se manifiestan en una serie de filamentos que presentan líneas de emisión alrededor de la galaxia que domina el cúmulo (Heckman 1981; Cowie et al. 1983; Johnstone, Fabian, & Nulsen 1987; Fabian et al. 1986; Heckman et al. 1989). Otra opción sería la ionización por choques rápidos (Dopita & Sutherland 1995). Estos pueden estar causados por supervientos galácticos (Chevalier & Clegg 1985; Lehnert & Heckman 1996; Cecil et al. 2001) que, observacionalmente, se caracterizan por desdoblamiento de las líneas de emisión con diferencias de velocidades entre las componentes de  $\sim 200 - 600 \text{ km s}^{-1}$  y ya se han encontrado en algunas LIRGs y ULIRGs generalmente de canto (Heckman, Armus, & Miley 1990), y por las interacciones, colisiones y fusiones de galaxias como en NGC 6240 (Keel 1990), que en base a la morfología observada, parece que están sufriendo la práctica totalidad de las ULIRGs.

Mientras que existe abundante literatura sobre los LINERs nucleares, aquéllos que ocupan una región extensa han sido mucho menos estudiados. Dada su naturaleza no puntual y

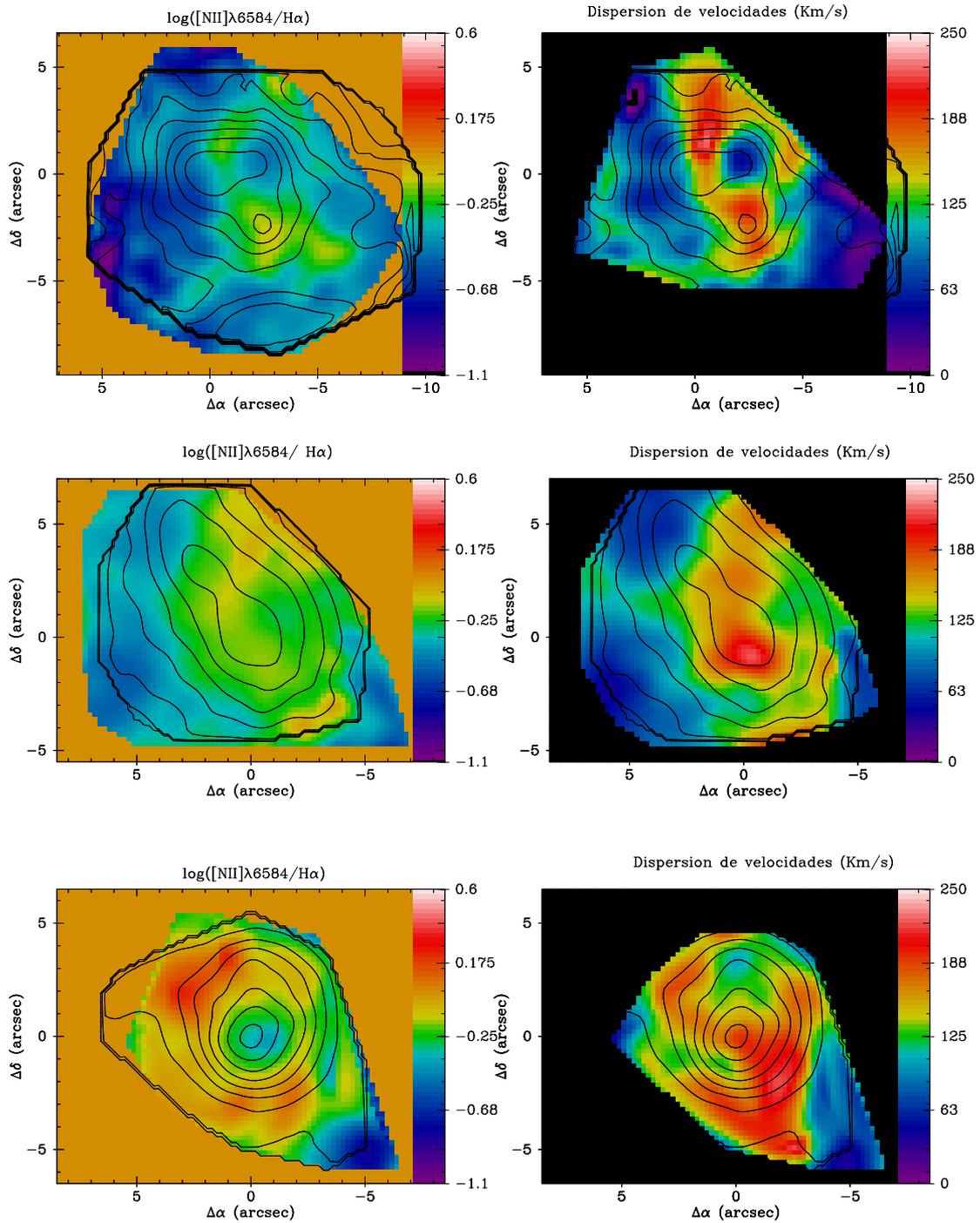


Figura 9.4: Mapas de ionización y dispersión de velocidades de las tres galaxias objeto de estudio en esta tesis. En las gráficas superiores aparece IRAS 12112+0305, en las del centro, IRAS 14348-1447, y en las inferiores, IRAS 15250+3609. En todas ellas aparece superpuesto en contornos el mapa del continuo en H $\alpha$ .

no nuclear parece más apropiado apelar a procesos locales, que a un continuo ionizante que provenga del núcleo como mecanismo capaz de generar un espectro de estas características.

Con relación a los estudios nucleares/centrales, en el capítulo 1 (véase figura 1.3) hemos visto que un alto porcentaje de Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas ( $\sim 35\%$  independientemente de la luminosidad) presenta un espectro de tipo LINER (Veilleux, Kim, & Sanders 1999b; Duc, Mirabel, & Maza 1997; Veilleux et al. 1995) por lo que resulta interesante analizar cuál o cuáles de los mecanismos enumerados más arriba son los responsables de este espectro en las ULIRGs. En principio, la clasificación espectroscópica en el óptico suele referirse al núcleo dominante en este rango de longitud de onda y se obtiene utilizando espectroscopía de rendija larga. Esta metodología puede llevar a clasificaciones espectroscópicas erróneas, bien porque el núcleo dominante del sistema esté oscurecido en el óptico (similar a lo que sucede con Ns en IRAS 12112+0305), bien porque la región dominante en las líneas no se corresponda con el núcleo de la galaxia y contamine su espectro (podría suceder en un espectro obtenido con rendija para la galaxia norte de IRAS 14348–1447), o bien porque haya un error de alineamiento en la rendija (por ejemplo, un error de este tipo en IRAS 15250+3609 provocaría que se clasificara el núcleo de esta galaxia como LINER). Estos problemas se ven agravados en condiciones malas de *seeing*, pero con la ECI desaparecen y además de realizar una clasificación espectroscópica del/de los núcleo/s correcta, esta técnica permite estudiar el estado de ionización de las regiones más externas del sistema. En este apartado vamos a utilizar los mapas con el estado de ionización de las tres galaxias objeto de estudio en esta tesis para, con la ayuda de la morfología y cinemática observadas, comprender e interpretar el fenómeno LINER en las ULIRGs, especialmente en zonas extensas.

En las gráficas de la columna izquierda de la figura 9.4 aparecen los mapas de ionización en base al cociente  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  obtenidos para las tres galaxias objeto de estudio en esta tesis. Suponiendo que en estas galaxias el cociente  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  es similar al medido en las regiones más brillantes ( $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) \sim 0.2$ ), este mapa indica si el espectro asociado a una determinada zona de la galaxia es de tipo LINER o de región HII (véase el diagrama de diagnóstico correspondiente en la figura 5.2). La escala de color se ha escogido de forma que los colores azules ( $\lesssim -0.22$ ) representan un espectro de ionización de tipo región HII, mientras que del verde en adelante ( $\gtrsim -0.22$ ), representan un espectro de tipo LINER. En todos ellos, la emisión de tipo LINER ocupa una o varias zonas *extensas*, que no tienen por qué coincidir con los núcleos de las galaxias en proceso de fusión. El ejemplo más claro lo encontramos en IRAS 15250+3609, donde, exceptuando el núcleo y la región de formación estelar extranuclear, prácticamente todo el sistema presenta un espectro de tipo LINER. Esta tendencia a presentar un estado de ionización relativamente alto en zonas no nucleares también se manifiesta en el cociente  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$  (véase figuras 6.8, 7.8, 8.8) que únicamente mostraba valores típicos de región HII en las zonas asociadas a formación estelar muy reciente.

Los modelos de choques como causantes de la ionización en zonas extensas predicen unas dispersiones de velocidades observadas de algunos cientos de  $\text{km s}^{-1}$  (Dopita & Sutherland 1995). En la columna derecha de 9.4 aparecen los mapas de dispersión obtenidos para la línea de  $\text{H}\alpha$  tras el ajuste a una gaussiana. Cuando se compara estos mapas con los de ionización destaca cómo aquellas regiones con un cociente  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  relativamente

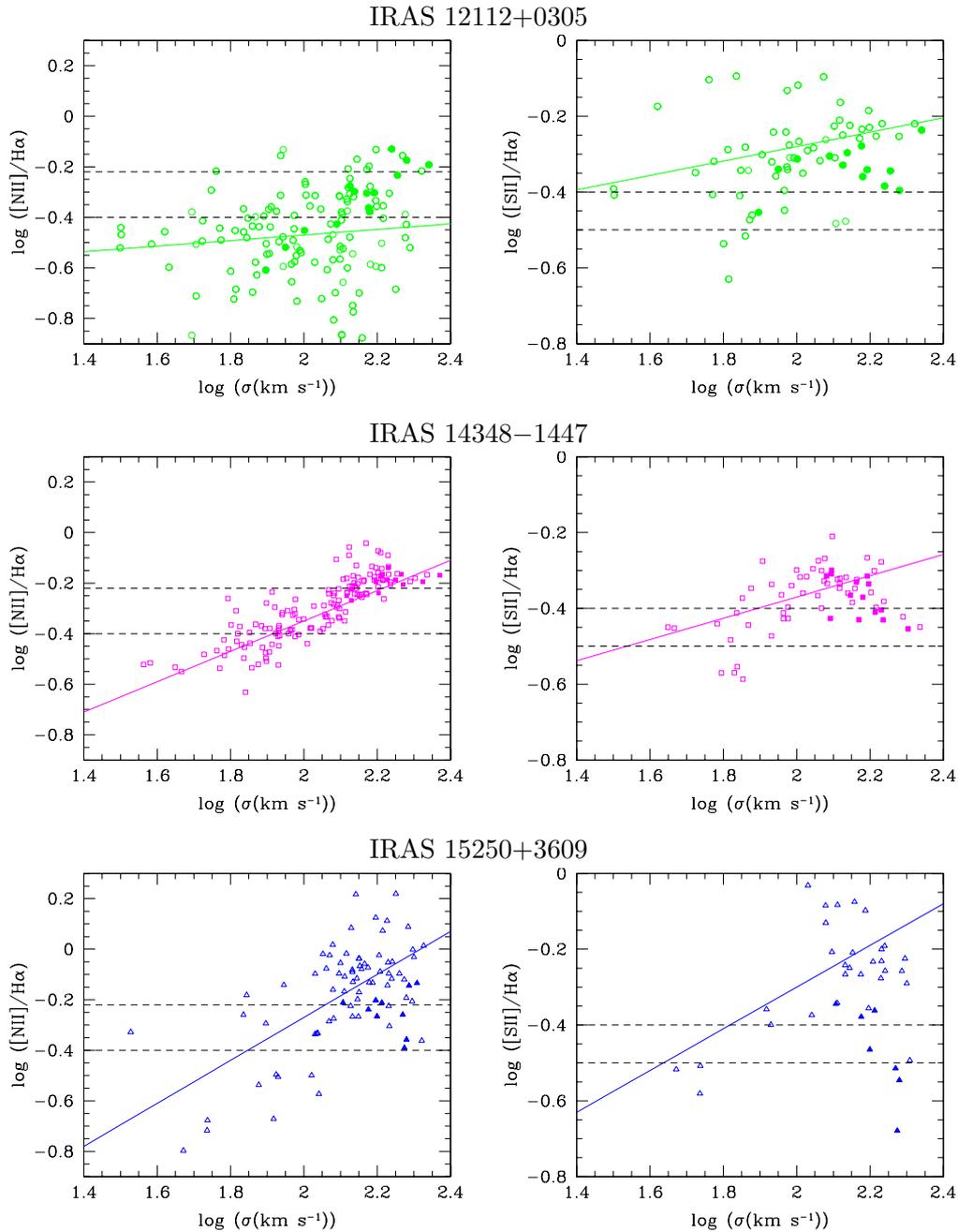


Figura 9.5: Correlación entre la dispersión de velocidades y el cociente  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  (izquierda) y el cociente  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$  (derecha). Los círculos verdes, los cuadrados fucsias y los triángulos azules representan los datos obtenidos para IRAS 12112+0305, IRAS 14348-1447 e IRAS 15250+3609, respectivamente. Los símbolos rellenos representan las fibras circunnucleares de cada galaxia mientras que el resto de ellas están representadas con símbolos huecos. Las líneas discontinuas horizontales señalan la frontera aproximada entre una ionización de tipo región HII y una de tipo LINER. Se ha representado en línea continua el ajuste a una recta de los datos no nucleares.

alto presentan también unas dispersiones elevadas, tal y como predicen los modelos teóricos para choques.

La similitud entre cada par de mapas aparece representada de una forma más estándar en la figura 9.5. En ella, se muestran los valores de dispersión de velocidades y de los cocientes  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$  para cada fibra individual. Aparentemente, existe una correlación entre estos observables, en el sentido de que a mayores dispersiones de velocidades, le corresponden estados de ionización más altos. Hemos ajustado nuestros observables a una recta, tanto globalmente como para cada galaxia individual. En un primer ajuste se incluyeron todas las fibras en las que se había medido tanto la dispersión como el cociente de líneas. Dado que estábamos interesados en estudiar el fenómeno LINER especialmente en las zonas externas, en un segundo ajuste eliminamos las fibras más representativas de cada núcleo y su anillo circundante. Se han mantenido todas las demás fibras ya que, aunque algunas de ellas van a estar contaminadas o dominadas por ionización causada por formación estelar, los modelos de choques con velocidades de choque relativamente bajas ( $150\text{-}200 \text{ km s}^{-1}$ ) producen un espectro de tipo región III o HII/LINER en los diagramas de diagnóstico de Veilleux & Osterbrock en los que intervienen los cocientes de  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  y  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ . Los resultados aparecen en las tablas 9.3 y 9.4 y muestran una correlación general relativamente buena así como para las galaxias individuales IRAS 14348–1447 e IRAS 15052+3609, constituyendo una evidencia directa de la existencia de una conexión entre las condiciones dinámicas del gas y su estado de ionización. En IRAS 12112+0305 la correlación es bastante peor y habría que hablar más bien de una tendencia. Probablemente la formación estelar, que en este sistema se muestra bastante extendida, contribuye de forma considerable o incluso dominante a la ionización del gas, enmascarando los efectos de los posibles choques.

Tabla 9.3: Coeficientes de correlación y ajustes a una recta de la dispersión de velocidades frente al cociente  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  para cada galaxia por separado y en total. En la primera columna se han considerado todas las fibras donde se ha evaluado tanto la dispersión como el cociente, mientras que para obtener los valores de la segunda columna se han eliminado las fibras correspondientes a las regiones circunucleares.

		Total		Sin zona central	
	Coef.	Ajuste	Coef.	Ajuste	
IRAS 12112+0305	0.19	$0.16x - 0.78$	0.13	$0.11x - 0.69$	
IRAS 14348–1447	0.81	$0.60x - 1.52$	0.80	$0.60x - 1.55$	
IRAS 15250+3609	0.58	$0.75x - 1.78$	0.64	$0.85x - 1.97$	
Total	0.40	$0.40x - 1.18$	0.49	$0.51x - 1.38$	

No es la primera vez que se observa este tipo de correlación en LIRGs y ULIRGs, tanto en el núcleo (Dopita & Sutherland 1995; Veilleux et al. 1995), como en zonas más externas (Lehnert & Heckman 1996) pero si que, gracias a la ECI, constatamos por vez primera que estos dos fenómenos están claramente relacionados. En la figura 9.6 se muestran los valores de los cocientes de  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  frente a  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$  para todas las fibras en las que se han evaluado ambos. Los modelos de choques de Dopita & Sutherland (superpuestos encima como trazas negras) son consistentes con los valores observados.

Tabla 9.4: Coeficientes de correlación y ajustes a una recta de la dispersión de velocidades frente al cociente  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$  para cada galaxia por separado y en total. La disposición de las columnas es análoga a la de la tabla 9.3.

	Coef.	Total	Sin zona central	
		Ajuste	Coef.	Ajuste
IRAS 12112+0305	0.37	$0.18x - 0.67$	0.37	$0.19x - 0.66$
IRAS 14348-1447	0.41	$0.21x - 0.80$	0.51	$0.28x - 0.93$
IRAS 15250+3609	0.21	$0.21x - 0.75$	0.66	$0.55x - 1.40$
Total	0.27	$0.15x - 0.63$	0.39	$0.22x - 0.76$

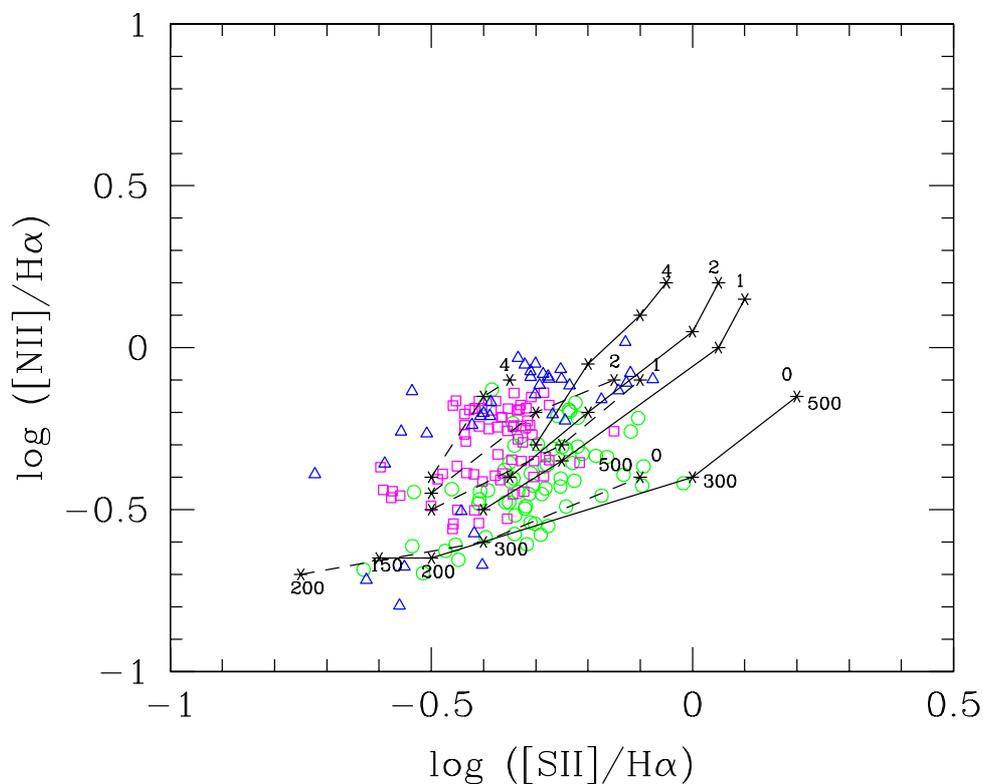


Figura 9.6: Cocientes  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  frente a  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731/\text{H}\alpha$ . Los círculos verdes, los cuadrados fucsias y los triángulos azules representan los datos obtenidos para IRAS 12112+0305, IRAS 14348-1447 e IRAS 15250+3609, respectivamente. Los modelos de choque sin precursor se indican con línea continua mientras que aquellos con precursor aparecen con línea discontinua. Al comienzo de cada traza se muestra el valor del parámetro magnético  $B/n^{1/2}$  ( $\mu\text{G cm}^{3/2}$ ). Las velocidades de choque cubren el rango 150-500  $\text{km s}^{-1}$  para los modelos sin precursor y 200-500  $\text{km s}^{-1}$  para los modelos con precursor.

¿A qué se deben los choques causantes de la ionización? ¿A supervientos o al proceso de interacción entre las galaxias? Desde el punto de vista morfológico (contornos superpuestos en los mapas), estas regiones no nucleares con un espectro de tipo LINER y una dispersión relativamente alta se producen en nacimientos de colas de marea o entre las galaxias en

proceso de fusión, zonas en las que no hay indicadores de posibles supervientos, ya que no destacan con respecto al resto de la galaxia por una mayor formación estelar capaz de producirlos.

Desde el punto de vista cinemático, la existencia de supervientos implica la detección de varias componentes en una región relativamente extensa. El sistema donde más claramente se ha detectado la presencia de un superviento es en IRAS 14348–1447. IRAS 12112+0305 e IRAS 15250+0306 presentan ciertas asimetrías en las líneas de emisión pero debido a la escasez de fibras en las que se detectan así como a la falta de determinadas componentes asociadas al modelo de Heckman, Armus, & Miley (1990) es difícil determinar si se está observando un fenómeno de superviento o no. En cualquier caso, estas asimetrías en los tres casos están asociadas a la región central ( $\lesssim 8$  kpc), donde está teniendo lugar la mayor parte de la formación estelar.

A mayores escalas, sin embargo, se observan gradientes en velocidad en las colas de marea de IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447 y alta dispersión de velocidades en las tres galaxias en zonas no asociadas a condensaciones de masa especialmente elevadas en general, ni a formación estelar reciente en particular, y con una ionización de tipo LINER. Estas regiones parece que se deben al proceso de fusión en sí mismo. Es decir, se habrían producido tras el choque, independientemente de la existencia o no de nuevos brotes de formación estelar.

Así pues, en base a los resultados obtenidos para estas tres galaxias, en general, a grandes escalas (5-15 kpc) los movimientos y así como el estado de ionización del sistema están dominados por choques asociados al proceso de fusión. Únicamente en las regiones nucleares ( $\sim 1-4$  kpc internos) parecen tener cierta importancia los movimientos e ionización provocados por los brotes de formación estelar.

En resumen, aunque el número de galaxias es reducido, hemos encontrado una correlación entre la dispersión de velocidades y el estado de ionización en las zonas extranucleares del sistema basada en más de 500 regiones (i.e. fibras/elementos de resolución espacial). Esta correlación se mantiene para al menos dos de las tres galaxias individuales lo que indica una conexión directa entre el estado ionización y las condiciones dinámicas del gas. La ionización de tipo LINER y la dispersión de velocidades elevada parecen estar provocadas preferentemente por choques asociados al proceso de fusión. Puesto que la mayoría de las ULIRGs están sufriendo un proceso de este tipo, éste podría ser un fenómeno generalizado en estas galaxias. Este resultado hubiera sido difícilmente observable sin espectroscopía 2D.

En lo que se refiere a las zonas nucleares, esta técnica ofrece una clasificación espectroscópica óptica correcta, sin las ambigüedades inherentes a la utilización de rendija larga provocadas por la compleja estructura de estos objetos, efectos de refracción atmosférica diferencial, *seeing* y errores en el alineamiento de la rendija. Por otra parte, la detección de dobles componentes en las líneas de emisión en estas zonas indica que parte de los espectros de tipo LINER en las ULIRGs podrían estar causados por choques provocados por supervientos.

### 9.3. Regiones de formación estelar extranucleares: Galaxias Enanas de Marea y Supercúmulos Estelares.

Una característica relativamente general en las ULIRGs es la existencia de *knots* y condensaciones de formación estelar fuera de los núcleos (Scoville et al. 2000; Surace, Sanders, & Evans 2000; Surace, Sanders, & Vacca 1998) que resultan de interés debido a dos cuestiones principales.

Por una parte, las ULIRGs son sistemas de dos o más galaxias espirales en proceso de fusión y como tales, podrían evolucionar a galaxias elípticas. Una de las principales objeciones al modelo de formación de este tipo de galaxias a partir de un *merger* es que el número de cúmulos globulares por unidad de luminosidad en galaxias espirales es inferior a la mitad del que se observa en elípticas (van den Bergh 1990; Ashman & Zepf 1993), por lo que, para mantener la validez de este modelo, es necesario explicar cómo se consigue aumentar dicho número, o bien encontrar entidades que pudieran representar a cúmulos globulares en formación en sistemas en proceso de fusión. Así mismo, la edad de un cúmulo puede determinarse de una forma relativamente sencilla, por lo que la detección de sistemas de este tipo permite imponer restricciones al proceso de fusión.

En este contexto, las regiones de ionización extranucleares podrían ser regiones HII gigantes con luminosidades  $\gtrsim 1.5 \times 10^{40}$  erg s<sup>-1</sup> que, como sugieren Kennicutt & Chu (1988), contengan en su interior Super Cúmulos Estelares (SSCs, *Super Stellar Clusters*, en inglés) que con el tiempo evolucionen a cúmulos globulares. Desde el punto de vista teórico Elmegreen & Efremov (1997) dan soporte a esta evolución y las simulaciones numéricas de Bekki & Shioya (2001) muestran cómo, en *mergers* de espirales ricas en gas, los SSCs se forman preferentemente en las regiones centrales. Desde el punto de vista observacional, ya se han estudiado los sistemas de SSCs en algunas galaxias algo menos luminosas que las ULIRGs pero más cercanas como NGC 4038/4039 (Whitmore et al. 1999; Zhang, Fall, & Whitmore 2001), NGC 3256 (English & Freeman 2003), Arp 299 (Alonso-Herrero et al. 2000), NGC 1614 (Alonso-Herrero et al. 2001) y otras (Alonso-Herrero et al. 2002), o en Arp 220, la más próxima de las ULIRGs (Shaya et al. 1994; Shioya, Taniguchi, & Trentham 2001). Los SSCs analizados hasta el momento tienen edades en el rango de 1-500 Ma, masas de  $10^3$ - $10^7$  M<sub>⊙</sub> y tamaños de 3-6 pc.

Por otra parte, tal y como propuso Zwicky, parte de los desechos que son expulsados tras una interacción o fusión de galaxias podría sobrevivir a largo plazo, y formar pequeñas galaxias compañeras independientes. De hecho, las simulaciones numéricas de interacciones de galaxias predicen la formación de aglomeraciones de gas y estrellas en las colas de marea, que, a largo plazo, bien podrían convertirse en este tipo de galaxias (Barnes & Hernquist 1992; Elmegreen, Kaufman, & Thomasson 1993; Barnes & Hernquist 1996) y ya se han encontrado candidatos a TDGs en sistemas en proceso de interacción/fusión algo menos luminosos como Arp 105 (Duc & Mirabel 1994), NGC 4038/4039 (Mirabel, Dottori, & Lutz 1992; Hibbard et al. 2001), NGC 5291 (Duc & Mirabel 1998) y Arp 245 (Duc et al. 2000) o en grupos de galaxias compactos (Iglesias-Páramo & Vílchez 2001; Mendes de Oliveira et al. 2001). Habría que resaltar que la formación de galaxias enanas por este mecanismo no es algo puntual y anecdótico, si no que un porcentaje elevado de las galaxias enanas podría haberse formado de este modo. A modo de ejemplo, Hunsberger, Charlton, & Zaritsky

(1996) estimaron que de un tercio a la mitad de todas las galaxias enanas en grupos de galaxias compactos podrían haberse formado en encuentros de galaxias.

Dado que las galaxias enanas son entidades estables con su propia dinámica, probablemente la mejor definición para este tipo de objetos sea la propuesta por Duc et al. (2000), que identifican como TDG a aquel objeto que constituye una entidad autogravitante y que se formó de los desechos de una interacción galáctica. En la práctica no siempre es posible comprobar que una determinada condensación en el óptico satisface esta definición por lo que, dependiendo de los observables disponibles, se han utilizado una serie de criterios bajo los cuales parece pausable que dicha condensación pueda llegar a ser una TDG.

Probablemente, las poblaciones estelares caracterizadas en las secciones 6.5, 7.5 y 8.5 se encuentran formando uno o varios SSCs en el interior de estas regiones. Sin embargo, las resoluciones lineales de estas observaciones no son suficientes para identificar los SSCs individuales por lo que en este apartado nos centraremos principalmente en estudiar la evolución de la formación estelar en zonas extranucleares en función del proceso de fusión y en analizar la posible supervivencia de estas regiones de formación estelar como TDGs.

Atendiendo a la secuencia evolutiva que siguen las galaxias escogidas, parece que la formación estelar en colas de marea y en zonas alejadas de los núcleos es mayor en aquellos sistemas que se encuentran en una fase temprana del proceso de fusión (IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447). Esta tendencia se ve reforzada al incluir observaciones del gas ionizado, indicativo de formación estelar joven, de otras ULIRGs. Así, ni IRAS 15206+3342 (Arribas & Colina 2002), ni IRAS 17208–0014 (Arribas & Colina 2003), ni IRAS 20551–4250 (Mihos & Bothun 1998), todos ellos *mergers* avanzados como IRAS 15250+3609, muestran signos de formación estelar reciente abundante en zonas alejadas del núcleo del sistema, sino que presentan una emisión en H $\alpha$  muy concentrada hacia el núcleo. Por el contrario, IRAS 08572+3915, que se encuentra en las primeras fases del proceso de fusión (Arribas, Colina, & Borne 2000), similar a IRAS 14348–1447, e IRAS 19254–7245, que con unas colas de marea muy desarrolladas, ya ha sufrido su primer encuentro (Mihos & Bothun 1998) como le sucede a IRAS 12112+0305, muestran una emisión en H $\alpha$  (u [OIII] $\lambda$ 5007) compleja, asociada en muchos casos a regiones en las colas de marea. Esta dicotomía entre formación estelar extendida, formando *knots* y condensaciones en los *mergers* menos avanzados frente a formación estelar concentrada hacia los núcleos y alrededores en *mergers* en los estadios finales coincide con lo observado en el ultravioleta cercano (Surace & Sanders 2000). Así pues la evolución de la formación estelar fuera de zonas nucleares parece asociada a la evolución del proceso de fusión, produciéndose el pico de formación estelar tras el primer encuentro es decir  $\sim 90 - 100$  Ma antes del final del proceso de fusión (Mihos & Hernquist 1996).

En el caso particular de las galaxias de esta tesis, las regiones de formación estelar extranucleares son responsables de  $\sim 5\%$  de la luminosidad bolométrica del sistema en IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447 y de  $\lesssim 0.1\%$  en IRAS 15250+3609. Como se muestra en la tabla 9.5, todas estas regiones se ajustan a la definición de región HII gigante extragaláctica. ¿Que posibilidades tienen estas regiones de sobrevivir como futuras TDGs? En lo que sigue, revisaremos los diferentes discriminantes que se han utilizado para clasificar una determinada condensación como futura TDG y los aplicaremos en la medida de lo posible a nuestras regiones de formación estelar extranuclear. Estos criterios deben darnos idea

Tabla 9.5: Características relevantes derivadas para las regiones de formación estelar extranucleares. En la primera columna aparece el nombre con el que se ha identificado cada región; la segunda columna contiene la luminosidad en  $H\alpha$  corregida de extinción; en las dos siguientes, aparecen el radio efectivo en la imagen en el filtro F814W del HST y la dispersión de velocidades; las columnas 5 y 6 contienen las masas de marea y dinámica; las columnas 7 y 8 muestran las velocidades relativas y de escape respecto al centro de masas del sistema; la última columna muestra la distancia al centro de masas.

	$L(H\alpha)$ ( $10^{40}$ erg s $^{-1}$ )	$r_{\text{eff}}$ (kpc)	$\sigma$ (km s $^{-1}$ )	$M_{\text{tid}}$ ( $10^8 M_{\odot}$ )	$M_{\text{din}}$ ( $10^8 M_{\odot}$ )	$v_{\text{rel}}$ (km s $^{-1}$ )	$v_{\text{esc}}$ (km s $^{-1}$ )	D (kpc)
IRAS 12112+0305								
R1	5.6	0.57	60	6.60	43.0	16	399	5.6
R2	48.4	1.04	56	232.	67.9	-339	536	3.1
kc	5.0	1.04	...	9.46	...	-331	315	9.0
k1	3.4	0.73	...	3.66	...	-265	320	8.7
k2	3.6	0.57	...	1.21	...	-397	300	9.9
IRAS 14348-1447								
k1	0.5 <sup>(†)</sup>	0.18		0.04	...		398	8.6
k2	0.4 <sup>(†)</sup>	0.18	71 <sup>(*)</sup>	0.05	...	-112 <sup>(*)</sup>	408	8.2
k3	0.4 <sup>(†)</sup>	0.14		0.03	...		424	7.6
k4	1.5 <sup>(†)</sup>	0.37		0.07	...		461	6.4
R2	28.6	1.00	50	12.2	52.2	128	389	9.0
R3	17.4	0.46	113	3.64	...	30	512	5.2
IRAS 15250+3609								
R	0.8	0.54	50	0.72	56.4	173	276	7.6

(\*) Estas magnitudes son las derivadas para la región R1 en conjunto.

(†) Para obtener la luminosidad en  $H\alpha$  de cada *knot* individual se supuso que la población joven en éstos era  $\sim 15\%$  de la población joven en R1 y se atribuyó a cada *knot* la proporción de flujo correspondiente a la masa derivada en la sección 7.5 para cada *knot*.

de si la candidata a TDG es lo suficientemente masiva para ser estable frente a movimientos internos y para sobrevivir a las fuerzas ejercidas por la(s) galaxia(s) progenitora(s).

En primer lugar, la mayoría de estas condensaciones tienen un tamaño adecuado para lo que se espera para una galaxia enana si tomamos como referencia las del Grupo Local con tamaños de  $\sim 0.3$  kpc (Mateo 1998) o las Galaxias Compactas Azules (BCD) con radios efectivos  $0.2 \lesssim r_{\text{eff}} \lesssim 1.7$  kpc (Marlowe et al. 1997) y unas características observacionales ( $L(H\alpha)$ , anchuras equivalentes, tamaños y cocientes de líneas de emisión similares a las TDGs encontradas en *mergers* más cercanos y menos luminosos (Mirabel, Dottori, & Lutz 1992; Duc & Mirabel 1994; Hibbard & van Gorkom 1996; Duc & Mirabel 1998; Duc et al. 2000; Hibbard et al. 2001).

Por otra parte, Iglesias-Páramo & Vílchez clasifican como candidatas a TDG aquellas condensaciones que satisfacen un criterio de luminosidad ( $L(H\alpha) > 10^{39}$  erg s $^{-1}$ ) y un criterio de distancia a la galaxia progenitora,  $d > 2R_{25}$ , donde  $R_{25}$  es el radio óptico en la galaxia progenitora para la isofota de 25 mag arcsec $^{-2}$ . En principio, todas las condensaciones detectadas en estas tres ULIRGs satisfacen el criterio de luminosidad. En lo que se refiere al criterio de distancia, desgraciadamente no es aplicable en nuestro caso debido a la menor resolución con que se han observado nuestras galaxias. En el caso de los sistemas estudiados por Iglesias-Páramo & Vílchez, éstos se encuentran relativamente cerca ( $z \sim 0.02$ ) con lo que es posible conseguir una resolución espacial un factor  $\sim 5 - 6$  veces mayor.

Un test para comprobar si las condensaciones detectadas constituyen entidades auto-

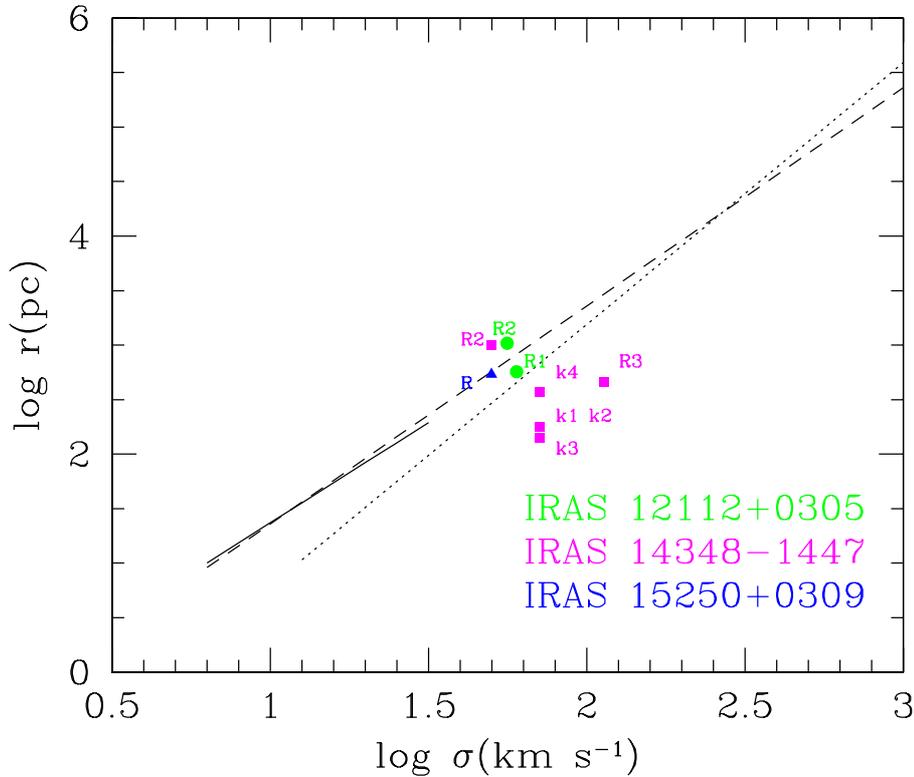


Figura 9.7: Dispersión de velocidades frente al radio estimado para las regiones de formación estelar extranucleares. La línea recta continua representa el ajuste entre estas dos cantidades realizado por Terlevich & Melnick para regiones HII gigantes extragalácticas. La línea discontinua muestra el ajuste con galaxias elípticas y la línea de puntos, utilizando galaxias elípticas y cúmulos globulares. Los círculos verdes, los cuadrados fucsias y triángulos azules representan los datos obtenidos para IRAS 12112+0305, IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+3609, respectivamente.

gravitantes es analizar si cumplen la correlación radio-dispersión de velocidades propia de galaxias elípticas, cúmulos globulares y regiones HII gigantes (Terlevich & Melnick 1981). En base a su posición en el diagrama radio-dispersión de velocidades (figura 9.7), parece que la mayoría de las regiones etiquetadas como R parecen constituir entidades autogravitantes. R3 de IRAS 14348–1447 constituye una excepción. Sin embargo, es posible que el efecto conjunto de *seeing* y proximidad al cuerpo principal de la galaxia estén contaminando las medidas de dispersión de velocidades en esta región. Por otra parte, los pequeños *knots* de IRAS 14348–1447 presentan unas dispersiones demasiado elevadas para su tamaño y es posible que con el tiempo se deshagan e integren en el sistema resultante tras la fusión. Por último, no fue posible estimar con INTEGRAL las dispersiones de velocidad asociadas a los *knots* de la cola de marea sur, por lo que éstas deben ser bastante bajas. Así pues, estos *knots* se situarían en la figura 9.7 en o sobre la línea que representa la correlación entre el radio y la dispersión de velocidades.

Una forma de estimar si una condensación es estable frente a las fuerzas ejercidas por

la galaxia progenitora es estimar su masa de marea (Mendes de Oliveira et al. 2001). Esta se define como:

$$M_{\text{tid}} = 3M \left( \frac{R}{D} \right)^3 \quad (9.4)$$

donde  $M$  es la masa de la galaxia progenitora,  $R$  es el radio de la candidata a TDG y  $D$  es la distancia a la galaxia progenitora. Si la masa estimada para la candidata TDG es mayor que la masa de marea, entonces la candidata es estable frente a las fuerzas ejercidas por la galaxia progenitora. En la tabla 9.5 aparece la masa de marea estimada para nuestras condensaciones. En los casos en los que todavía se distinguían las galaxias individuales (IRAS 12112+0305 e IRAS 14347-1448), la masa de marea se ha calculado con  $M = \text{masa total del sistema}$  y  $D = \text{distancia al centro de masas}$  ya que en principio ambas galaxias podían afectar a la candidata a TDG. Las diferencias entre considerar la distancia a una de las galaxias o al centro de masas son pequeñas y no afectan apenas a la determinación de la masa de marea, mientras que el considerar la masa total del sistema aumenta un factor  $\sim 2$  la estimación de la masa de marea, convirtiendo a este criterio en más restrictivo. Hay que tener en cuenta que se está midiendo la distancia proyectada, que siempre es menor que la distancia real por lo que este valor hay que tomarlo como una cota superior a la masa de marea real. En aquellas condensaciones que parecen constituir entidades autogravitantes, podemos considerar una buena estimación de la masa total de la condensación su masa dinámica. Aunque ya aparecen en las tablas 6.2, 7.2 y 8.2, volvemos a mostrarlas en columna 5 de la tabla 9.5 como recordatorio. Prácticamente todas las regiones donde hemos podido aplicar este test parece que son estables frente a movimientos de marea debidos a la(s) galaxias progenitora(s). La única excepción es R2 de IRAS 12112+0305, cuya aparente proximidad al cuerpo principal del sistema provoca que la masa de marea sea relativamente mayor que en el resto de las candidatas. Desgraciadamente, no es posible cuantificar de qué modo posibles efectos de proyección están afectando a la estimación de la masa de marea.

Un último test podría ser comparar la velocidad relativa de la condensación objeto de estudio con su velocidad de escape con respecto al sistema. Ésta se define como:

$$v_{\text{esc}} = \sqrt{\frac{2GM}{D}} \quad (9.5)$$

donde  $M$  es la masa que crea el potencial del que se pretende escapar y  $D$  es la distancia a dicha masa. De forma simplificada, consideraremos que el potencial está creado por una partícula puntual en el centro de masas y con la masa total del sistema. Este criterio es muy peligroso de usar a ciegas. Por una parte, depende de la distancia, que siempre va a ser mayor que la observada, por lo que el valor de  $v_{\text{esc}}$  que aparece en la tabla 9.5 va a ser una cota superior de la velocidad de escape real. Por otra parte, estamos observando sólo la componente de la velocidad que se aleja o acerca del observador y no tenemos información de cómo se mueve una determinada condensación en el plano del cielo. Y además, aún en el caso de que se dispusiera de esa información sería necesario conocer la posición real relativa de la condensación con respecto al centro de masas, ya que sólo la componente normal de la velocidad contribuye a que una determinada condensación escape. Sin embargo, aunque las

Tabla 9.6: Resumen de los diferentes criterios de caracterización para las candidatas a TDGs. Las dos primeras columnas contienen los criterios básicos de tamaño y luminosidad. La siguiente columna indica si la condensación es un sistema autogravitante. La cuarta columna nos indica si es estable frente a las fuerzas de marea provocadas por la galaxia progenitora. La última columna nos dice si la velocidad relativa observada es mayor o similar a la velocidad necesaria para escapar del sistema. El símbolo  $\checkmark$  indica que la condensación satisface un determinado criterio mientras que el símbolo  $\times$  indica que no lo satisface. Aquellos casos con valores límite para lo que se exige o en los que existen razones para dudar de la validez del test se indican con un interrogante. La última columna indica la posibilidad de que una determinada condensación o *knot* se convierta en TDG en el futuro.

	L(H $\alpha$ )	Tamaño	$\sigma$ vs. $r$	$M_{\text{tid}}$ vs. $M_{\text{cand}}$	$v_{\text{rel}}$ vs. $v_{\text{esc}}$	¿Futura TDG?
IRAS 12112+0305						
R1	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	$\times$	Muy probable
R2	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	$\times?$	$\times?$	Probable
kc	$\checkmark$	$\checkmark$	$\dots$	$\dots$	$\checkmark$	Probable
k1	$\checkmark$	$\checkmark$	$\dots$	$\dots$	$\times?$	Probable
k2	$\checkmark$	$\checkmark$	$\dots$	$\dots$	$\checkmark$	Probable
IRAS 14348–1447						
k1	$\checkmark$	$\checkmark?$	$\times$	$\dots$	$\times$	No
k2	$\checkmark$	$\checkmark?$	$\times$	$\dots$	$\times$	No
k3	$\checkmark$	$\checkmark?$	$\times$	$\dots$	$\times$	No
k4	$\checkmark$	$\checkmark$	$\times$	$\dots$	$\times$	No
R2	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	$\times$	Muy probable
R3	$\checkmark$	$\checkmark$	$\times?$	$\checkmark$	$\times$	Poco probable
IRAS 15250+3609						
R	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	$\checkmark$	Sí

incertidumbres son muy grandes, podemos utilizar este criterio en conjunto con el resto y la morfología del sistema para inferir si una determinada condensación va a sobrevivir como TDG. De hecho, ninguno de estos tests por sí sólo garantiza que nos estemos encontrando ante una futura galaxia de marea ya que o contemplan sólo aspectos parciales referentes a la definición de TDG o se aplican en una versión muy simplificada de la distribución real de masas del sistema o sufren de efectos de proyección difíciles o imposibles de corregir, pero aquellas regiones que satisfagan la mayoría de los criterios utilizados parecen buenas candidatas a convertirse en TDG en el futuro.

Con esta idea en mente, la mejor candidata a futura TDG es R de IRAS 15250+3609 que satisface todos los tests y se encuentra relativamente alejada de la galaxia progenitora. Otros dos buenos candidatos son R1 de IRAS 12112+0305 y R2 de IRAS 14348–1447, que presentan unos tamaños y luminosidades en H $\alpha$  adecuados para una futura TDG y superan la mayoría de los tests. El mayor problema es que presentan unas velocidades muy similares a la del sistema. Sin embargo, tanto en IRAS 12112+0305 como en IRAS 14348–1447 el proceso de fusión no está muy avanzado y es posible que la distribución de masas del sistema varíe sustancialmente conforme éste evolucione permitiendo que estas regiones se alejen lo suficiente como para conseguir escapar.

R2 de IRAS 12112+0305 es un caso más dudoso. Aunque es una condensación relativamente masiva, que parece estable frente a movimientos internos y que se mueve a gran velocidad con respecto al sistema, no supera ni el test de la masa de marea ni el de  $v_{\text{rel}}$  vs.  $v_{\text{esc}}$ . Ambos dependen de los efectos de proyección que no somos capaces de cuan-

tificar. Sin embargo, de ser importantes, las condiciones necesarias para superar los test se relajarían convirtiendo a esta región en una candidata tan buena como las tres anteriores.

Todavía es menos probable la supervivencia de R3 de IRAS 14348–1447. Aunque su masa de marea es menor que su masa dinámica, presenta unas dispersiones demasiado elevadas para su tamaño (aunque, como hemos apuntado arriba, podría deberse a efectos combinados del *seeing* y proximidad a la galaxia progenitora) y una velocidad de escape mucho mayor que la velocidad relativa al sistema.

En cuanto a los *knots* situados en la cola de marea norte de IRAS 14348–1447, presentan un tamaño relativamente pequeño, en el límite de lo que se esperaría para una galaxia enana, se encuentran aparentemente cerca del cuerpo principal de la galaxia norte y, al contrario de lo que sucede en R2 de IRAS 12112+0305, el campo de velocidades en toda esta zona muestra una continuidad, lo que no hace pensar en efectos de proyección importantes. Además, presentan unas dispersiones demasiado elevadas para su tamaño por lo que probablemente estos *knots* acaben formando parte de la galaxia resultante tras el proceso de fusión.

Por el contrario, debido a su mayor distancia a las galaxias progenitoras y su elevada velocidad con respecto al sistema, parece probable que las condensaciones en la cola de marea sur de IRAS 12112+0305 consigan escapar del sistema. Tienen unos tamaños y luminosidades en H $\alpha$  adecuados para lo que se espera en una galaxia enana por lo que son buenos candidatos a TDG, aunque con los presentes datos no podemos garantizar que sean estables frente a movimientos internos en la condensación.

Resumiendo, basándonos en los resultados sobre las ULIRGs que aparecen en esta tesis y en la literatura, en esta sección hemos visto que la formación estelar en zonas externas es un fenómeno habitual en este tipo de sistemas y que presenta cierta correlación con el proceso de fusión, siendo más habitual en *mergers* tempranos. Esta formación estelar puede tener importancia en la formación de futuras TDGs similares a las encontradas en *mergers* más cercanos y menos luminosos. Hemos analizado las posibilidades de supervivencia de las diferentes condensaciones/*knots* de formación estelar presentes como futuras galaxias independientes encontrando que en todos los sistemas analizados por lo menos 1 o 2 buenos candidatos a TDG.

#### 9.4. Núcleos de las galaxias en proceso de fusión. Origen de la $L_{FIR}$ .

Las ULIRGs se han definido como aquellos objetos con  $L_{bol} \approx L_{IR}[8-1000\mu m] \gtrsim 10^{12} L_{\odot}$ , equivalente a la luminosidad bolométrica de los cuásares. Como ya se dijo en el capítulo 1, una de las cuestiones claves en el estudio de estos sistemas es determinar cuál es la fuente que da origen a esta luminosidad tan enorme y su posible conexión evolutiva con los cuásares. En ese sentido, en el estudio de estas tres galaxias se ha utilizado un rango de longitud de onda relativamente amplio que cubre desde el visible hasta el infrarrojo cercano, donde los efectos debidos a la extinción son menores, por lo que debería ser más fácil detectar dicha fuente.

Sin embargo, atendiendo a las tablas 6.2, 7.2 y 8.2, una vez corregidos los efectos de la extinción, los diferentes indicadores en estas longitudes de onda son compatibles con

formación estelar. Aún así, la formación estelar detectada puede dar cuenta únicamente de  $\sim 6-15\%$  de la luminosidad total de estos sistemas. Esta cantidad podría incrementarse en hasta un  $\sim 20\%$  si se tiene en cuenta la luminosidad aportada por las regiones de formación estelar extranucleares, pero de ninguna manera alcanzar la luminosidad detectada en el infrarrojo lejano. Así pues la fuente capaz de producir estas luminosidades permanece oculta en el óptico-infrarrojo. Esta puede ser un AGN, más formación estelar o una combinación de ambos.

Si esta fuente fuera un agujero negro, se podría estimar su masa a partir de la correlación existente entre la dispersión de velocidades estelares y la masa del agujero negro para galaxias de tipo temprano y esferoides (Merritt & Ferrarese 2001; Gebhardt et al. 2000), suponiendo que dicha relación es válida para las ULIRGs:

$$M_{\text{AN}}/M_{\odot} = 6.6 \times 10^6 \sigma_{100}^{4.3} \quad (9.6)$$

Esta expresión se ha derivado a partir de las líneas de absorción estelares. Sin embargo, para las ULIRGs, las dispersiones de velocidad derivadas bien a partir de las líneas de emisión del gas, bien a partir de las líneas estelares son similares ( $\sigma_{\text{H}\alpha}/\sigma_{\text{estelar}} = 1.01 \pm 0.13$ , Colina, Arribas, & Monreal-Ibero 2004) La masa estimada para los posibles agujeros negros presentes en los núcleos aparece en la tabla 9.7, donde se ha supuesto que la dispersión de velocidades estelares es similar a la del gas ionizado. En todos los casos, el agujero negro nuclear es como uno o dos ordenes de magnitud menos masivo que los encontrados en cuasares ( $5 \times 10^8 - 5 \times 10^9 M_{\odot}$ , Dunlop et al. 2003).

Tabla 9.7: Caracterización de los posibles agujeros negros nucleares. La primera fila muestra las dispersiones de velocidad nucleares; la segunda fila, la masa del supuesto agujero negro; la tercera fila contiene su luminosidad de Eddington asociada; la última columna muestra la eficiencia del agujero negro suponiendo que éste fuera responsable de  $\sim 80\%$  de la luminosidad bolométrica de las galaxias.

	IRAS 12112+0305		IRAS 14348-1447		IRAS 15250+0306
	Nn	Ns	Nn	Ns	N
$\sigma$ (km s <sup>-1</sup> )	106	182	131	196	182
$M_{\text{AN}}$ ( $10^7 M_{\odot}$ )	0.8	8.7	2.1	11.9	8.7
$L_{\text{Edd}}$ ( $10^{11} L_{\odot}$ )	2.8	28.6	6.9	39.3	28.6
Eficiencia	...	0.55	...	0.41	0.30

¿Podrían estos supuestos agujeros negros dar cuenta de la luminosidad bolométrica de las ULIRGs? La máxima luminosidad que puede radiar un agujero negro (luminosidad de Eddington) viene dada por la expresión:

$$L_{\text{Edd}}/L_{\odot} = 3.3 \times 10^4 M_{\text{AN}}/M_{\odot} \quad (9.7)$$

que, como aparece en la tabla 9.7, es más que suficiente para explicar la luminosidad infrarroja. Podemos encontrar una cota superior a la eficiencia de estos agujeros negros suponiendo que toda la luminosidad que no se ha podido explicar con los brotes estelares

detectados en el óptico-infrarrojo ( $\sim 80\%$   $L_{\text{bol}}$ ) está provocada por el agujero negro asociado al núcleo primario en el infrarrojo (Ns en IRAS 12112+0305 e IRAS 14348–1447 y N en IRAS 15250+0306). En la tabla 9.7 vemos que, en caso de que un agujero negro fuera el responsable de la mayor parte de la luminosidad en el infrarrojo, éste presentaría una eficiencia bastante mayor que las usualmente asociadas a los cuásares ( $\sim 0.16$ , Dunlop et al. 2003; Kaspi et al. 2000). Aunque elevadas, estas eficiencias son algo menores que las estimadas por Tacconi et al. 2002. Las diferencias pueden atribuirse a las diferentes líneas y aberturas utilizadas para estimar la dispersión de velocidades.

Por otra parte, ninguna de las tres galaxias muestra indicios de AGN en base a las observaciones en rayos X (Franceschini et al. 2003) y no siguen la correlación  $L_X - L_{H\alpha}$  encontrada para núcleos de galaxias Seyfert 1 y cuásares (Ho et al. 2001), sino que presentan un defecto en la emisión en rayos X. Esta característica es propia de objetos de transición o de objetos donde las líneas de emisión no están provocadas (al menos exclusivamente) por un AGN central.

Además, aunque de una masa menor que en los cuásares, y desde luego no visible en las longitudes de onda utilizadas en esta tesis, de las tres galaxias, la única en la que el AGN podría tener un papel relevante es IRAS 15250+3609. Esta galaxia presenta un color en el infrarrojo próximo a la frontera que separa las galaxias frías de las galaxias calientes y una SED que se puede ajustar a un modelo de dos componentes, una estelar y otra que se corresponde con el toro que rodea el AGN en la que esta última contribuiría con  $\sim 60\%$  del total de la luminosidad del sistema (Farrah et al. 2003). La aportación de esta componente al flujo emitido sería importante para  $\lambda \gtrsim 10 \mu\text{m}$ .

Así pues parece más realista suponer que, como indican las observaciones en el infrarrojo medio (Genzel et al. 1998), el agujero negro sólo fuera responsable de  $\sim 25\%$  de la luminosidad total. En este caso, las eficiencias asociadas a los supuestos agujeros negros serían  $\sim 0.13$ ,  $0.10$  y  $0.07$  para IRAS 12112+0305, IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+3609, similares a las de los cuásares ópticos. Sin embargo, existe un problema con esta posibilidad. En el caso de que la mayor parte de la luminosidad bolométrica estuviera provocada por formación estelar que no somos capaces de detectar por medio de la luminosidad en el óptico e infrarrojo cercano, la cinemática debería predecir unas masas para estas galaxias como tres o cuatro veces mayores que las predichas a partir de la luminosidad en la banda  $H$  mientras que los dos métodos predicen una masa dinámica similar o ligeramente mayor que la masa estelar. Esta discrepancia entre las masas dinámica y estelar esperadas y obtenidas puede atribuirse a las incertidumbres inherentes a ambos métodos. En particular, en lo que se refiere al método de determinación de la masa estelar a partir de la luminosidad en la banda  $H$ , una posibilidad sería que la FIM en estos sistemas tenga un límite inferior de masa mayor que el habitual. Las estrellas poco masivas, las más numerosas, constituyen una parte importante de la masa total del sistema pero apenas contribuyen a la luminosidad total. Como se ha apuntado en el capítulo 5, la relación  $M/L_H = 1$  utilizada está basada en modelos de poblaciones estelares con un límite inferior de masa  $M_{\text{inf}} = 0.1 M_{\odot}$  (de Jong 1996). Si éste se viera aumentado a  $M_{\text{inf}} = 1 M_{\odot}$ , las masas estelares derivadas serían  $\sim 0.39$  veces menores, dejando un margen entre la masa estelar detectada y la masa dinámica suficiente para explicar la posible formación estelar oculta.

En lo referente a una posible conexión evolutiva entre las ULIRGs y los cuásares, habría

que apelar a algún proceso que aumentara la masa del supuesto agujero negro, como la fusión múltiple de los SSC propuesta por Bekki & Shioya (2001). Sin embargo, aunque se estuviera dando un proceso de este tipo en las ULIRGs, desde el punto de vista observacional parece improbable una conexión de este tipo, ya que los dos tipos de objetos ocupan diferentes regiones en el plano fundamental (Dunlop et al. 2003; Tacconi et al. 2002). Además, este escenario implicaría cierta correlación entre la masa del supuesto agujero negro y el estado evolutivo del *merger*, en el sentido de que aquellos sistemas más avanzados deberían contener agujeros negros más masivos. Aunque el número de galaxias estudiadas es escaso, se ha cubierto un rango del proceso de fusión relativamente amplio sin que aparezcan indicios de una correlación de este tipo.

Resumiendo, aunque los datos en el óptico e infrarrojo pueden explicarse adecuadamente con brotes de formación estelar, es necesaria una fuente extra que de cuenta de la mayor parte de la luminosidad de estas galaxias. En caso de tratarse de un agujero negro, las dispersiones de velocidades indican que éste sería mucho menos masivo y de una eficiencia relativamente mayor que el asociado a los cuásares. En base a la forma de la SED, IRAS 15250+3609 podría ser un ejemplo de esta situación. Sin embargo, la falta de evidencias de un supuesto AGN en rayos X (Franceschini et al. 2003) y las observaciones en el infrarrojo medio sugieren la no existencia de un agujero negro similar a los que se encuentran en los cuásares y favorecen la opción de que la fuente de luminosidad oculta sea más formación estelar. En vista de las masas derivadas por medio de la cinemática y de la luminosidad en la banda *H*, esta opción requiere que la formación estelar detectada presente una FIM con un límite inferior de masas mayor que lo habitual.

Por otra parte, las diferentes posiciones de estos objetos en el plano fundamental y la falta de correlación entre la masa del supuesto agujero negro y el estado evolutivo del sistema indica que la conexión entre ULIRGs y cuásares parece poco probable.

### 9.5. Estudio preliminar de la conexión ULIRGs - Galaxias a alto *redshift*

En la sección 1.4 hemos visto que recientemente se han descubierto una serie de fuentes en el submilimétrico que parecen constituir las contrapartidas a  $z > 1$  de las ULIRGs locales (Smail, Ivison, & Blain 1997; Hughes et al. 1998; Blain, Kneib, & Ivison 1999; Gear et al. 2000; Fox et al. 2002), y cuyo análisis es de suma importancia, ya que esta época es el periodo en que se cree que se formaron una parte importante de las estrellas del Universo actual (Madau, Pozzetti, & Dickinson 1998; Blain et al. 1999). En la actualidad, es posible llevar a cabo análisis de los espectros ópticos en el sistema de laboratorio de estos objetos (infrarrojo para el observador) para los que resulta fundamental una comparación con los resultados ya obtenidos para las ULIRGs, ya sea mediante rendija larga o mediante espectroscopía 2D.

Esta sección resalta las consideraciones más importantes que se deben tener en cuenta en base a los resultados que aparecen en esta tesis a la hora de interpretar datos futuros de sistemas a un mayor desplazamiento al rojo. Ya que se trata de comparar unas observaciones de un objeto posiblemente similar a una ULIRG con una ULIRG, se han utilizado los datos de las galaxias objeto de estudio tal y como fueron obtenidos, sin tener en cuenta ningún

efecto evolutivo. Los efectos más importantes a la hora de observar un objeto similar a una ULIRG pero mucho más alejado son principalmente tres: la fuente ocupa mucho menor tamaño angular; el espectro del sistema está desplazado hacia el rojo; y el brillo superficial de la fuente a observar es mucho menor.

Veamos qué tamaño tendría el campo de una de nuestras galaxias a  $z \sim 2$ . Un sistema cercano, que se encuentra a una distancia  $D$  de la Tierra y con un tamaño físico  $d$ , subtende un ángulo  $\theta_0 = d/D$  mientras que a un desplazamiento al rojo  $z$ , subtendería un ángulo:

$$\theta_z = d \frac{(1+z)^2}{D_L} \quad (9.8)$$

donde  $D_L$  es la distancia de luminosidad y viene dada por:

$$D_L = \frac{cz}{H_0} \times \left[ 1 + \frac{z(1-q_0)}{(1+2q_0z)^{1/2} + 1 + q_0z} \right] \quad (9.9)$$

siendo  $c$ , la velocidad de la luz en el vacío,  $H_0$  la constante de Hubble, y  $q_0$  el parámetro de desaceleración (Lang 1999). Suponiendo  $q_0 = 0.5$ , para IRAS 12112+0305, IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+3609, cuyos desplazamientos al rojo eran  $z \sim 0.073$ ,  $0.082$  y  $0.055$  respectivamente, el campo de  $17''0$  de lado cubierto por INTEGRAL ocuparía  $3''9$ ,  $4''3$  y  $3''0$  en cada caso, para  $z \sim 2$ , mientras que el radio efectivo ( $\sim 1''0$  para las ULIRGs locales) sería de  $\sim 0''2$ .

Por otra parte, para este desplazamiento al rojo, las líneas de emisión del gas ionizado deberían observarse en el infrarrojo cercano (por ejemplo  $\lambda_{\text{obs}}(\text{H}\beta) \sim 1.46 \mu\text{m}$  y  $\lambda_{\text{obs}}(\text{H}\alpha) \sim 1.97 \mu\text{m}$ ).

Otro efecto observacional importante es el debilitamiento de las fuentes como consecuencia de su lejanía. Realizar un análisis detallado de esta cuestión es muy complejo, e implicaría tener en cuenta una serie de factores, como pueden ser el tamaño del telescopio, la eficiencia del instrumento a utilizar, características del detector, importancia del fondo de cielo o ruido instrumentales, por lo que, dado que únicamente pretendemos ilustrar los problemas que pueden presentarse, en lo que sigue, supondremos que el conjunto de estos factores, excepto el tamaño del telescopio, es similar a INTEGRAL y que estamos dominados por la disminución del brillo superficial promedio en función del desplazamiento al rojo,  $\sigma \propto (1+z)^{-3}$ .

Una forma de abordar el estudio de estos sistemas sería mediante la utilización de espectrógrafos de rendija larga, como por ejemplo los trabajos de Kobulnicky & Koo (2000), Lemoine-Busserolle et al. (2003) y Erb et al. (2003) que utilizan NIRSPEC en el Keck II o ISAAC en el VLT. Los principales problemas que plantea esta técnica son los mismos que para las ULIRGs locales, incrementados por la pérdida de resolución espacial y/o sensibilidad que conlleva el observar objetos lejanos.

Como aproximación a lo que se podría encontrar utilizando rendija larga hemos simulado como se verían las tres galaxias de esta tesis a  $z \sim 2$ , si se observaran con una rendija de  $\sim 0''5$  de anchura, que equivale aproximadamente a  $2''0$  en el caso de las ULIRGs locales. Por simplicidad, supondremos siempre la rendija orientada en dirección N-S. Si se tuviera una imagen hacia el óptico, lo lógico sería centrar la rendija en la región más brillante en este

rango del espectro: Nn+R2 para IRAS 12112+0305, Ns para IRAS 14348–1447 y N para IRAS 15250+3609. De esta forma, observaríamos el supuesto núcleo principal de cada galaxia y en parte, el núcleo secundario (Ns de IRAS 12112+0305 y Nn de IRAS 14348–1447). Otras regiones de ionización importantes, como R1 en IRAS 12112+0305, R2 en IRAS 14348–1447 y R en IRAS 15250+3609 no serían observadas. La *rendija* estaría formada por una banda de fibras en dirección N-S de 2''0 de ancho centrada en la fibra más próxima al núcleo principal en el óptico (#107 para IRAS 12112+0305, #106 para IRAS 14348–1447, #107 para IRAS 15250+3609) y simulamos los espectros nucleares extraídos como la suma de los correspondientes a las fibras que caen en la banda y se encuentran a una distancia de hasta 1''0 en dirección N-S de la fibra de referencia). En la tabla 9.8 aparecen las fibras utilizadas para simular los espectros nucleares extraídos.

Tabla 9.8: Fibras utilizadas para simular espectros nucleares de ULIRGs a  $z \sim 2$ .

Galaxia	Núcleo	Fibras
IRAS 12112+0305	Nn	101, 102, 103, 106, 107, 108, 110
	Ns	79, 80, 90, 91, 100
IRAS 14348–1447	Nn	103, 104, 108, 112, 116
	Ns	99, 100, 101, 106, 107, 110, 114
IRAS 15250+3609	N	101, 102, 103, 106, 107, 108, 110

Tabla 9.9: Enrojecimiento y cocientes de líneas corregidos de extinción derivados con rendija larga para las galaxias a  $z \sim 2$ . Se muestra en paréntesis los valores medidos para las galaxias a su  $z$  original en los mapas de INTEGRAL y para una abertura de 0''45 de radio para comparación.

Galaxia	Núcleo	$E(B - V)$	$\log ([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$	$\log ([\text{OI}]/\text{H}\alpha)$	$\log ([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$	$\log ([\text{SII}]/\text{H}\alpha)$
IRAS 12112+0305	Nn	0.81(1.02)	0.20(0.43)	-0.81(-0.87)	-0.31(-0.38)	-0.36(-0.37)
	Ns	0.63(2.33)	0.19(0.17)	-0.87(-0.82)	-0.45(-0.15)	-0.40(-0.44)
IRAS 14348–1447	Nn	0.82(1.75)	0.19(0.26)	-0.78(-0.65)	-0.18(-0.20)	-0.34(-0.37)
	Ns	1.37(1.44)	0.15(0.17)	-0.99(-0.94)	-0.24(-0.19)	-0.47(-0.61)
IRAS 15250+3609	N	1.08(0.81)	0.13(0.15)	-1.11(-1.22)	-0.34(-0.34)	-0.59(-0.59)

Hemos derivado algunas propiedades de las galaxias a  $z \sim 2$  a partir de estos espectros nucleares para compararlas con lo que se esperaría encontrar tras haber analizado las tres ULIRGs de esta tesis. En la tabla 9.9 aparecen el enrojecimiento  $E(B - V)$  para las regiones nucleares obtenido a partir del cociente de  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  así como los cocientes de líneas corregidos de extinción necesarios para clasificar espectroscópicamente en el óptico los núcleos de las galaxias. En primer lugar en el análisis de las tres galaxias individuales, así como en el apartado 9.1 se ha visto la importancia que tiene la extinción diferencial a la hora de derivar propiedades morfológicas y estructurales de las ULIRGs. Si las galaxias a mayor desplazamiento al rojo son similares a las ULIRGs, con gran cantidad de polvo, es necesario conocer la distribución de la extinción en el sistema. Sin embargo, el enrojecimiento que aparece en la primera columna de esta tabla es el promedio obtenido en una región de  $\sim 2\text{-}4$  kpc y en general es sustancialmente menor que el derivado para los núcleos de las

tres ULIRGs de esta tesis mediante ECI. Esto podría tener consecuencias importantes a la hora de estimar la luminosidad en  $H\alpha$  y por tanto el ritmo de formación estelar en estos sistemas, que se vería subestimado.

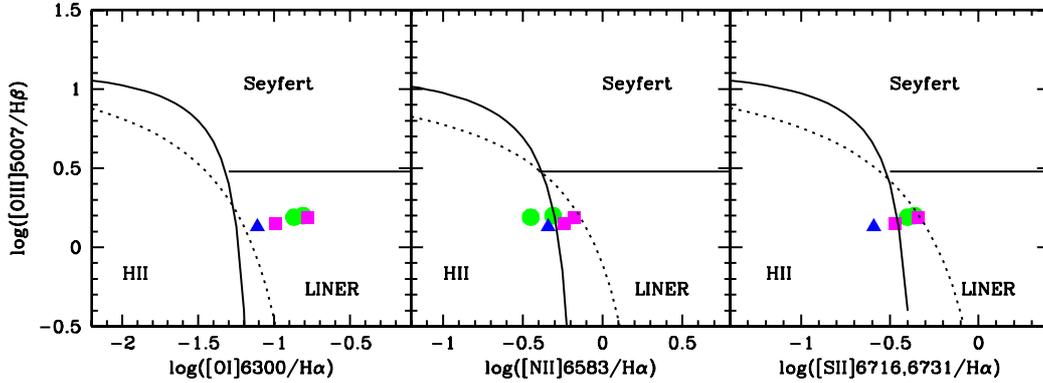


Figura 9.8: Diagramas de diagnóstico que se esperaría obtener para las regiones nucleares de tres galaxias similares a las ULIRGs de esta tesis pero a  $z \sim 2$ , si se observaran con una rendija de  $0''.5$  de ancho orientada en dirección N-S y centrados en el núcleo más brillante en el óptico. Las trazas continuas muestran las fronteras empíricas propuestas por Veilleux & Osterbrock (1987). La líneas discontinuas muestran las fronteras teóricas propuestas por Kewley et al. (2001b). Los círculos verdes, los cuadrados fucsias y el triángulo azul representan los datos para las galaxias similares a IRAS 12112+0305, IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+3609, respectivamente.

Por otra parte, a la hora de determinar, por ejemplo, cuál es el número de AGNs en función del desplazamiento al rojo, es necesario clasificar espectroscópicamente el sistema objeto de estudio. Los cocientes de las líneas de emisión en estos casos en particular no son muy diferentes a los obtenidos para los núcleos de las tres ULIRGs de esta tesis con INTEGRAL y clasificarían los núcleos de estos sistemas como en la frontera entre los LINERs débiles en [OI] y las regiones HII. Sin embargo, estos cocientes de líneas se han calculado en una zona de los sistemas muy extensa. Hemos visto en esta tesis (secciones 6.5, 7.5, 8.5 y 9.2) que un fenómeno común en las ULIRGs es la existencia de una estructura de ionización compleja, probablemente inducida por el proceso de fusión, en la que es habitual encontrar ionización de tipo LINER en zonas extensas, no asociada necesariamente al núcleo(s) de la galaxia(s). Si bien no es el caso en estos ejemplos, debido a que el método utilizado para crear los espectros nucleares nos garantiza un centrado adecuado de la rendija en, al menos, uno de los núcleos, errores en el alineamiento de la fuente con la rendija (mucho más críticos que en galaxias más cercanas), junto con el tamaño lineal de la región observada por la rendija podrían llevarnos a clasificar una galaxia de éstas como LINER, sin que esto significara que el núcleo(s) del sistema presente un espectro de este tipo. Esto, en conjunto con la variedad de mecanismos capaces de producir un espectro LINER hace que sea más difícil todavía que en las ULIRGs locales asociar esta clase de espectro, con un AGN en el interior de la galaxia.

Finalmente, desde el punto de vista cinemático, puede haber problemas a la hora de estimar la masa del sistema a partir de las líneas ópticas en emisión, las únicas disponibles, dada la debilidad de las líneas de absorción estelares. Si, como ocurre en muchas ULIRGs

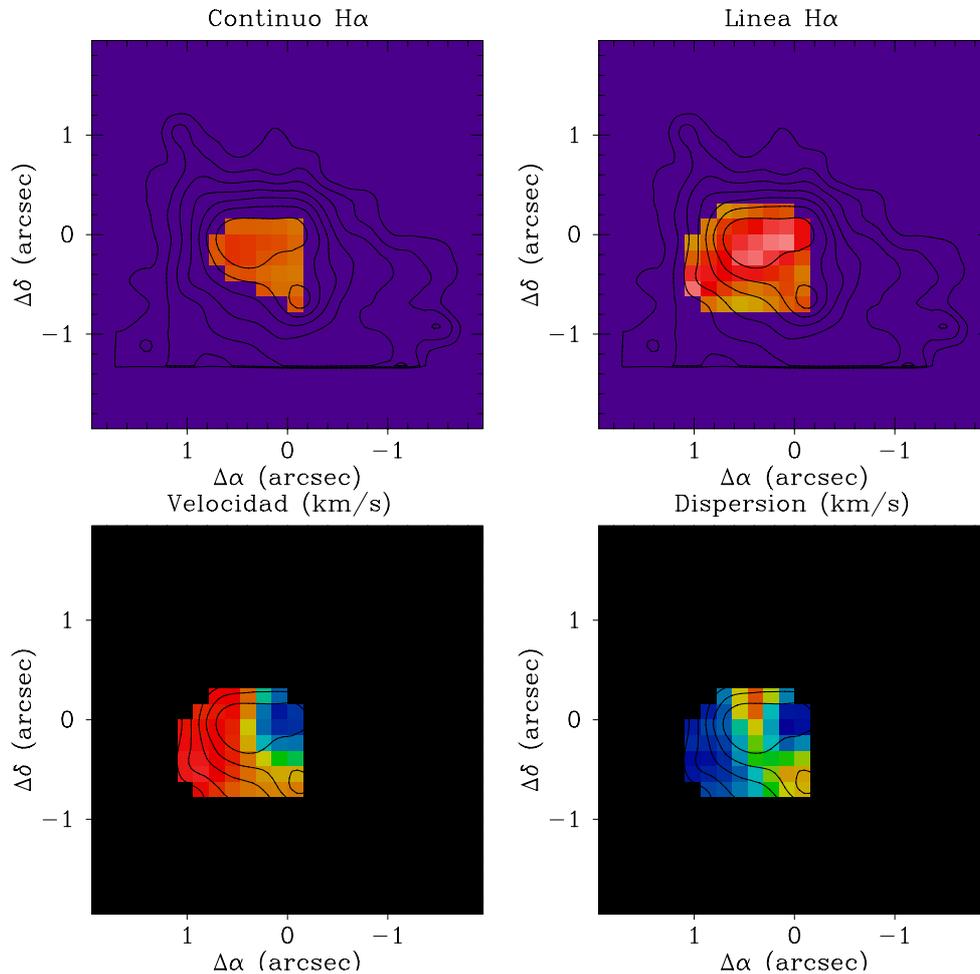


Figura 9.9: Simulación de la imagen en el continuo y la línea de H $\alpha$ , campo de velocidad y de dispersión de velocidades para una galaxia similar a IRAS 12112+0305 a  $z \sim 2$  observada con un instrumento similar a GNIRS. En cada una de las imágenes se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en H $\alpha$  de IRAS 12112+0305 como referencia. Se han utilizado las mismas escalas de colores que en el capítulo 6.

el pico de emisión del gas ionizado está desacoplado del continuo estelar o, la distribución de gas y estrellas no trazan el verdadero núcleo de la galaxia (caso de IRAS 12112+0305) o, existen campos de velocidad complicados con gradientes de velocidad considerables, que tras la pérdida de resolución espacial provoquen el ensanchamiento artificial de las líneas o incluso la presencia de dobles componentes, las medidas de dispersión de velocidades no resueltas espacialmente implican una estimación de la masa con un error indeterminado.

Una opción, en principio, más apropiada para llevar a cabo un tratamiento de la extinción y una clasificación espectroscópica adecuada así como un análisis cinemático completo de objetos de este tipo son los espectrógrafos para el infrarrojo con capacidad para realizar ECI, como la unidad de campo integral que se está desarrollando para GNIRS (Dubbeldam et al. 2000; Elias et al. 1998). En su modo de baja resolución, este instrumento posee un campo de visión de  $3''.2 \times 4''.4$  con una resolución en el muestreo de  $0''.15$  que en escala lineal

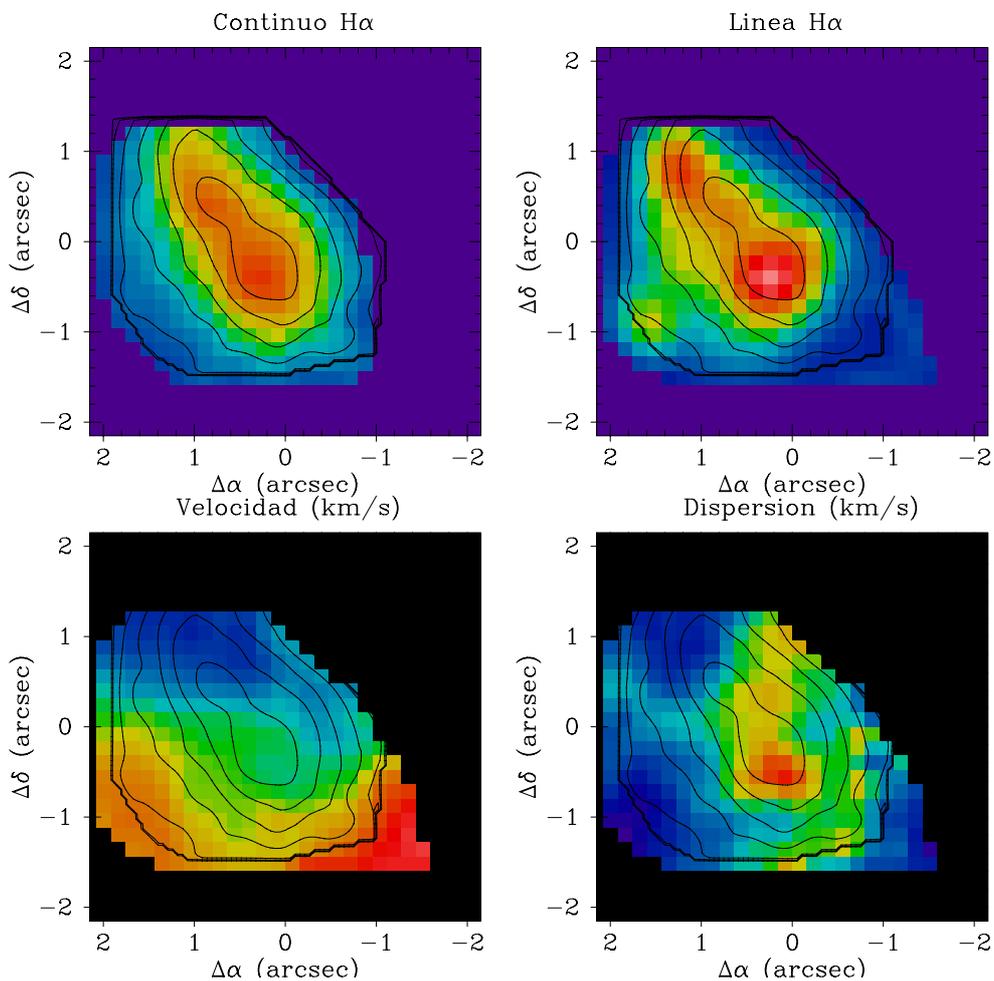


Figura 9.10: Simulación de la imagen en el continuo y la línea de  $H\alpha$ , campo de velocidad y de dispersión de velocidades para una galaxia similar a IRAS 14348–1447 a  $z \sim 2$  observada con un instrumento similar a GNIRS. En cada una de las imágenes se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en  $H\alpha$  de IRAS 14348–1447 como referencia. Se han utilizado las mismas escalas de colores que en el capítulo 7.

y a  $z \sim 2$  es similar a lo que cubre una fibra del haz SB2 de INTEGRAL para las ULIRGs locales. Si, como hemos dicho antes, en primera aproximación, todos los factores que afectan a la sensibilidad, excepto la disminución de brillo superficial con  $z$  y el tamaño del telescopio ( $\varnothing = 8.1$  m para el Gemini Sur frente a  $\varnothing = 4.2$  m para el WHT), las regiones de las galaxias más débiles que se podrían detectar con instrumentación de este tipo serán  $\sim 20$  veces más brillantes que las correspondientes a las ULIRGs locales observadas con INTEGRAL. En otras palabras, a la misma resolución lineal, INTEGRAL+WYFFOS+WHT es  $\sim 20$  veces más sensible a la hora de observar ULIRGs locales que GNIRS+GEMINI a la hora de observar ULIRGs a  $z \sim 2$ .

En las figuras 9.9, 9.10, 9.11 se muestra el aspecto que presentarían algunos de los observables utilizados en esta tesis para unas galaxias similares a IRAS 12112+0305, IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+3609 pero a  $z \sim 2$  si se hubieran observado con este instrumento. Estos ma-

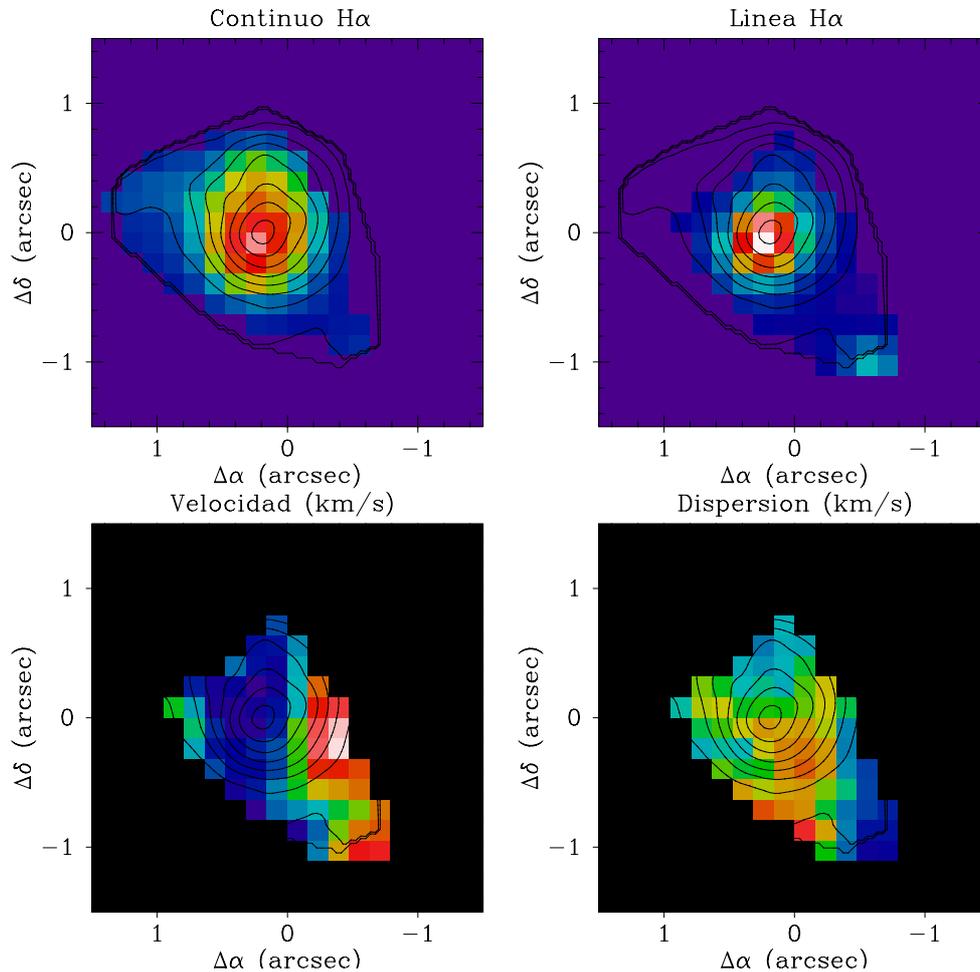


Figura 9.11: Simulación de la imagen en el continuo y la línea de H $\alpha$ , campo de velocidad y de dispersión de velocidades para una galaxia similar a IRAS 15250+3609 a  $z \sim 2$  observada con un instrumento similar a GNIRS. En cada una de las imágenes se ha superpuesto con contornos el mapa del continuo en H $\alpha$  de IRAS 15250+3609 como referencia. Se han utilizado las mismas escalas de colores que en el capítulo 8.

pas ponen en relieve cómo, debido a la debilidad de las fuentes, el campo que se es capaz de observar es menor que en el caso de las ULIRGs locales. Aún así, con una instrumentación de este tipo se detectaría emisión en H $\alpha$  en zonas que probablemente no se hubieran observado de utilizar rendija larga. Los ejemplos más claros serían las regiones homólogas a R1 en IRAS 12112+0305 y R2 en IRAS 14348–1447. También R1 y R3 de esta última galaxia son regiones que no se hubieran detectado con nuestra rendija artificial orientada en dirección N-S, pero dada la morfología de IRAS 14348–1447, una rendija orientada en la dirección de la línea que une los núcleos probablemente permitiría obtener información de R1 y, tal vez, R3. En la figura 9.11 aparece detectada de forma marginal la región homóloga a R de IRAS 15250+0305. Dado que no hemos sido extremadamente estrictos al establecer el límite de detección, es muy posible que, en una galaxia de este tipo (*merger* avanzado con alguna posible candidata a TDG), únicamente se observara la región nuclear. Es decir,

la detección de candidatas a TDGs que hayan sobrevivido al proceso de fusión es muy complicada, incluso con espectroscopía 2D.

Hay que tener en cuenta que los observables que se acaban de mostrar son los asociados a la más fuerte de las líneas de emisión, por lo que es de esperar que, en muchos casos, el campo cubierto por líneas como  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  o  $\text{H}\beta$  sea previsiblemente menor, lo que dificultaría la evaluación de magnitudes como la extinción o determinados cocientes de líneas en zonas extranucleares.

En resumen, la observación y análisis de las galaxias supuestamente similares a las ULIRGs pero a alto desplazamiento al rojo es complicada, ya que añade a la complejidad morfológica, cinemática y de ionización de las ULIRGs locales, un considerablemente menor brillo superficial y tamaño angular, que exige para mantener resoluciones lineales similares un muestreo angular muy detallado. Su estudio se puede abordar bien vía espectroscopía de rendija larga, en cuyo caso se pierden los detalles debidos a su estructura compleja, bien mediante ECI, con la que, con telescopios de 8–10 m parece difícil conseguir una suficiente S/R para analizar la morfología estelar y del gas ionizado, cinemática y estructura de ionización de una forma similar a como se ha hecho en el presente estudio para tres ULIRGs locales. En este sentido es muy importante la existencia de trabajos como esta tesis, ya que constituyen una referencia clave en el análisis de estos sistemas.

# 10

---

## Conclusiones y trabajo futuro

En este capítulo se resumen las conclusiones más importantes de este trabajo. Además se indican las líneas de trabajo que podrían resultar interesantes en un futuro próximo, en base a lo realizado en esta tesis, y en cuyo desarrollo estamos trabajando en la actualidad.

### 10.1. Conclusiones

En esta tesis se ha realizado un análisis detallado de las galaxias IRAS 12112+0305, IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+3609 basado en ECI (INTEGRAL+WYFFOS) e imagen de alta resolución (HST). Para llevar a cabo el estudio de estas tres ULIRGs, ha sido necesario un trabajo técnico previo asociado al proceso de reducción y análisis de los datos de INTEGRAL que se detalla a continuación:

- Se ha sistematizado por vez primera la calibración absoluta en flujo de los datos de INTEGRAL, desarrollando un método para llevarla a cabo, analizando como afectan diferentes factores a dicha calibración y demostrando que, en las condiciones típicas de trabajo (*seeing*, haz, dispersión espectral, masa de aire, etc.), dicha calibración puede llevarse a cabo con unas incertidumbres  $\sim 10 - 20\%$ . La utilización de otras técnicas observacionales en este tipo de objetos es muy compleja y, posiblemente introduce mayores incertidumbres. En el caso de rendija larga éstas están asociadas a la secuencialidad con que se obtienen los datos, a problemas de centrado (agravados en el caso de refracción atmosférica diferencial) y a la influencia del *seeing*, mientras que la utilización de imagen directa (filtros estrechos) conlleva problemas asociados al desplazamiento al rojo de los sistemas, a sus movimientos internos (que cubren un rango de velocidades de unos  $\sim 600 \text{ km s}^{-1}$ ) y al solapamiento de las líneas de emisión, haciendo impracticable la calibración absoluta.

Con relación a nuestros objetos, hemos podido caracterizar sus propiedades individuales de manera más completa que en estudios precedentes. Las características analizadas para cada sistema individual ya se han presentado en las secciones 6.7, 7.7 y 8.7, por lo que no se repetirán aquí e incluyen morfología del gas ionizado y de la componente estelar, extinción,

cinemática, estructura de ionización, poblaciones estelares presentes y masa del sistema y de las componentes individuales.

Los resultados más notables relacionados con la caracterización de las ULIRGs como grupo son los siguientes:

- Se ha estimado la masa total del sistema y la de las galaxias individuales (ahí donde ha sido posible) bien a partir de la luminosidad en  $H$ , bien a partir de la dispersión de velocidades dentro del radio efectivo. Ambos indican que las galaxias en proceso de fusión son de masa similar, en consonancia con los modelos teóricos propuestos por Mihos & Hernquist (1996).
- El análisis de los campos de velocidad y de dispersión de velocidades muestran cómo la cinemática de este tipo de sistemas está dominada por los movimientos asociados al proceso de fusión incluso en aquellos casos en que éste se encuentra en sus primeras fases, apartándose claramente de la rotación típica de un disco, propio de galaxias espirales.
- Las tres galaxias estudiadas presentan indicios de posibles supervientos, especialmente IRAS 14348–1447, similares a los encontrados en otras ULIRGs como Arp 220 (Arribas, Colina, & Clements 2001), por lo que éste podría ser un fenómeno muy habitual en las ULIRGs. En todos los casos, este posible superviento parece asociado a las regiones centrales ( $\sim 1 - 8$  kpcs) y muestra una velocidad relativa la sistema de  $\sim 150 - 300$  km s $^{-1}$ .
- Se ha realizado un estudio detallado de la extinción en estos sistemas analizando cuidadosamente los factores que intervienen en su determinación. En lo que se refiere a la metodología empleada para determinar su magnitud, hemos comparado la utilización de los colores infrarrojos y de las líneas de recombinación del hidrógeno encontrando que la presencia de componentes diferentes a la estelar en la SED nuclear, como polvo caliente, puede provocar una sobreestimación de la extinción.

Las diferencias en los valores de la extinción derivados a partir de los colores infrarrojos tiende a disminuir al alejarnos del núcleo, donde la presencia de polvo es menor. Por el contrario, las diferencias entre las extinciones derivadas a partir de las líneas de recombinación del hidrógeno y a partir de los colores infrarrojos aumentan debido, probablemente, a la diferente distribución del gas ionizado y de la componente estelar.

En cuanto a su distribución en el sistema, ambos métodos muestran que ésta es claramente no uniforme y que la extinción es mayor en las zonas centrales. Dadas las incertidumbres presentes a la hora de determinar las masas de estos sistemas, no considerar los efectos de la extinción diferencial parece tener un efecto secundario, aunque apreciable pudiendo provocar una sobreestimación de la masa estelar de  $\lesssim 15\%$  tanto mayor cuanto menos avanzado se encuentra el sistema.

- Fuera de las regiones centrales, se ha encontrado una correlación entre el estado de ionización de una determinada zona del sistema y la dispersión de velocidades en el sentido de que aquellas zonas con un estado de ionización más alto presentan mayor

dispersión. Esta correlación se mantiene para las galaxias individuales, especialmente en IRAS 14348–1447 e IRAS 15250+3609, lo que indica una conexión directa entre las condiciones dinámicas del gas y su estado de ionización. Las tres galaxias muestran regiones extensas con espectro LINER y dispersiones altas fuera de los núcleos, en zonas no asociadas a una concentración elevada de masa que parecen provocadas por choques en el gas asociados directamente al propio proceso de fusión, más que a supervientos creados en las regiones internas. Con relación a las zonas nucleares/centrales, la detección de dobles componentes en las líneas de emisión indica que parte de los espectros de tipo LINER en las ULIRGs podrían deberse a ionización por choques provocados por supervientos.

Por último, en lo referente a las tres preguntas fundamentales asociadas al estudio de las ULIRGs mencionadas en el capítulo 1, esta tesis aporta las siguientes conclusiones generales:

- La luminosidad bolométrica asociada a los brotes de formación estelar detectados en el óptico e infrarrojo representa  $\lesssim 20\%$  de la luminosidad bolométrica de estos sistemas, lo que implica que la fuente responsable de la mayoría de la energía de estos sistemas permanece oculta en estas longitudes de onda. Si suponemos que estos objetos albergan un agujero negro, sus masas (obtenidas a partir de las dispersiones de velocidad) son  $\sim 10^7 - 10^8 M_{\odot}$ , bastante menores que las asociadas a los cuásares ópticos. Si estos agujeros negros fueran responsables de la luminosidad en el infrarrojo lejano que no se puede explicar con los brotes detectados en el óptico/infrarrojo, entonces deberían tener unas eficiencias bastante mayores que las estimadas habitualmente para los cuásares (Dunlop et al. 2003; Kaspi et al. 2000).

Parece más adecuado pensar que la mayor parte de la luminosidad bolométrica de estos sistemas está provocada por más formación estelar aunque en ese caso, las masas derivadas a partir de la luminosidad en la banda  $H$  y a partir de la cinemática sugieren que la FIM en estos sistemas presenta un límite inferior de masas mayor que lo habitual.

- Los mapas del gas ionizado de las ULIRGs de la presente tesis y de las ya analizadas en la literatura indican que un fenómeno habitual en este tipo de sistemas es la formación estelar extranuclear. Ésta parece seguir una evolución paralela al proceso de fusión. En las fases más tempranas de éste, la formación estelar es mayor y se encuentra asociada a las regiones más externas, sobre todo en colas de marea, mientras que en las fases finales, ésta parece concentrarse en las regiones circumnucleares. Este resultado para el gas ionizado es similar al obtenido a partir de imágenes en el ultravioleta cercano (Surace & Sanders 2000).

En los tres sistemas se han encontrado condensaciones de formación estelar reciente con unos tamaños, masas, distancias y velocidades relativas al centro de masas, etc. adecuadas para considerarlas buenas candidatas a sobrevivir al proceso de fusión, escapar del sistema y convertirse en futuras TDGs.

- Dada la aparente conexión entre este tipo de objetos y las galaxias detectadas a  $z \sim 2$  responsables del fondo submilimétrico (fuentes SCUBA), hemos realizado un estudio preliminar de unas simulaciones de unas galaxias similares a las ULIRGs pero

a mayor desplazamiento al rojo utilizando los datos obtenidos con INTEGRAL. Los resultados de estas simulaciones indican que la observación de este tipo de sistemas es complicada ya que añade a la complejidad morfológica, cinemática y de ionización de las ULIRGs locales, un considerable menor brillo superficial y tamaño angular. En el caso de utilizar espectroscopía de rendija larga, se pierden los detalles debidos a su estructura compleja. Una de las consecuencias más relevantes es que se medirían unos valores incorrectos para la extinción nuclear (generalmente menores que los reales), lo que implicaría que la luminosidad en  $H\alpha$ , y por tanto el ritmo de formación estelar, serían subestimados. Por otra parte, con la ECI parece complicado conseguir una S/R suficiente para realizar en estos objetos un estudio tan detallado como el presente trabajo. En cualquier caso, resulta clave disponer de una muestra amplia de ULIRGs en las que se haya realizado un análisis similar al de estas galaxias para poder interpretar de forma adecuada tanto los datos obtenidos vía espectroscopía de rendija larga como con ECI.

## 10.2. Trabajo futuro

La continuación natural de este trabajo es el análisis de una cantidad mayor de ULIRGs con la intención de obtener una muestra significativa de galaxias en las que se pudiera confirmar las tendencias generales observadas en las tres galaxias de esta tesis y su dependencia con determinadas características de las ULIRGs, como pueden ser el estado del proceso de fusión o luminosidad en el infrarrojo. Sería interesante que la muestra barriera una escala de luminosidades amplia (por ejemplo de  $10^{11} L_{\odot}$  a  $10^{13} L_{\odot}$ ), con galaxias en los diferentes estados evolutivos y con una proporción de galaxias frías/galaxias calientes  $\sim 3/1$ , similar a la que se encuentra en las ULIRGs como grupo.

También, otra línea de trabajo en la que esta tesis juega un papel relevante es el estudio de la conexión entre las ULIRGs y galaxias a mayor desplazamiento al rojo. En principio, las fuentes SCUBA parece que son sistemas con unas propiedades similares a las ULIRGs, y por lo tanto, esta tesis constituye una referencia muy adecuada a la hora de profundizar en el estudio de esta posibilidad con los nuevos sistemas de ECI que están desarrollandose para los telescopios de la serie de 8 – 10 m. En la sección 9.5 se ha mostrado un análisis preliminar que indica las dificultades de observar objetos de este tipo a alto desplazamiento al rojo. Sin embargo, parece necesario un análisis más detallado en el que se incluyan los diferentes factores que puedan afectar a la obtención de los datos como pueden ser eficiencia del telescopio+detector, ruido de lectura, corriente de oscuridad etc. del instrumento.

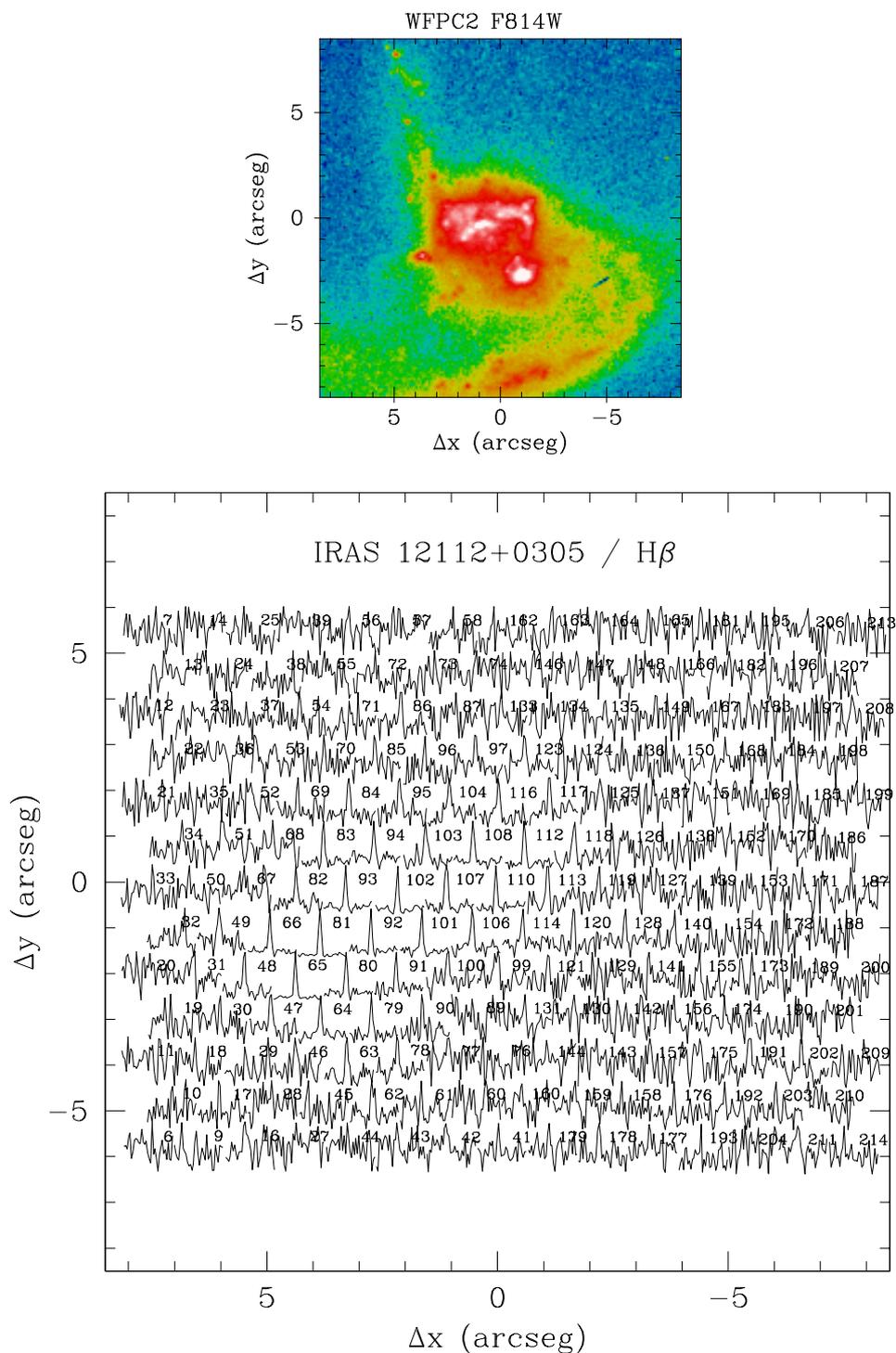
# A

---

## Distribución bidimensional de los espectros

Este apéndice muestra las distribuciones bidimensionales de las diferentes líneas de emisión para las tres galaxias que se han estudiado en la presente tesis. En estas figuras, es más fácil ver como varía un determinado espectro de una región a otra de la galaxia. En todas ellas, el número en la esquina superior derecha de un determinado espectro indica la fibra con la que fue observado y aparece en un recuadro pequeño, la sección de la imagen de WFPC2/HST que se observó en cada caso, como referencia. Los ejes, centrados en el centro del haz SB2, miden distancias relativas entre las diferentes regiones de las galaxias en segundos de arco. Los diagramas están orientados de la forma habitual, con el norte hacia arriba y el este hacia la izquierda, excepto los correspondientes al 14 de abril del 2001, en los que el norte está abajo y el este a la derecha.

## A.1. IRAS 12112+0305. 2 abril 1998

Figura A.1: Distribución bidimensional de los perfiles de H $\beta$  en IRAS 12112+0305.

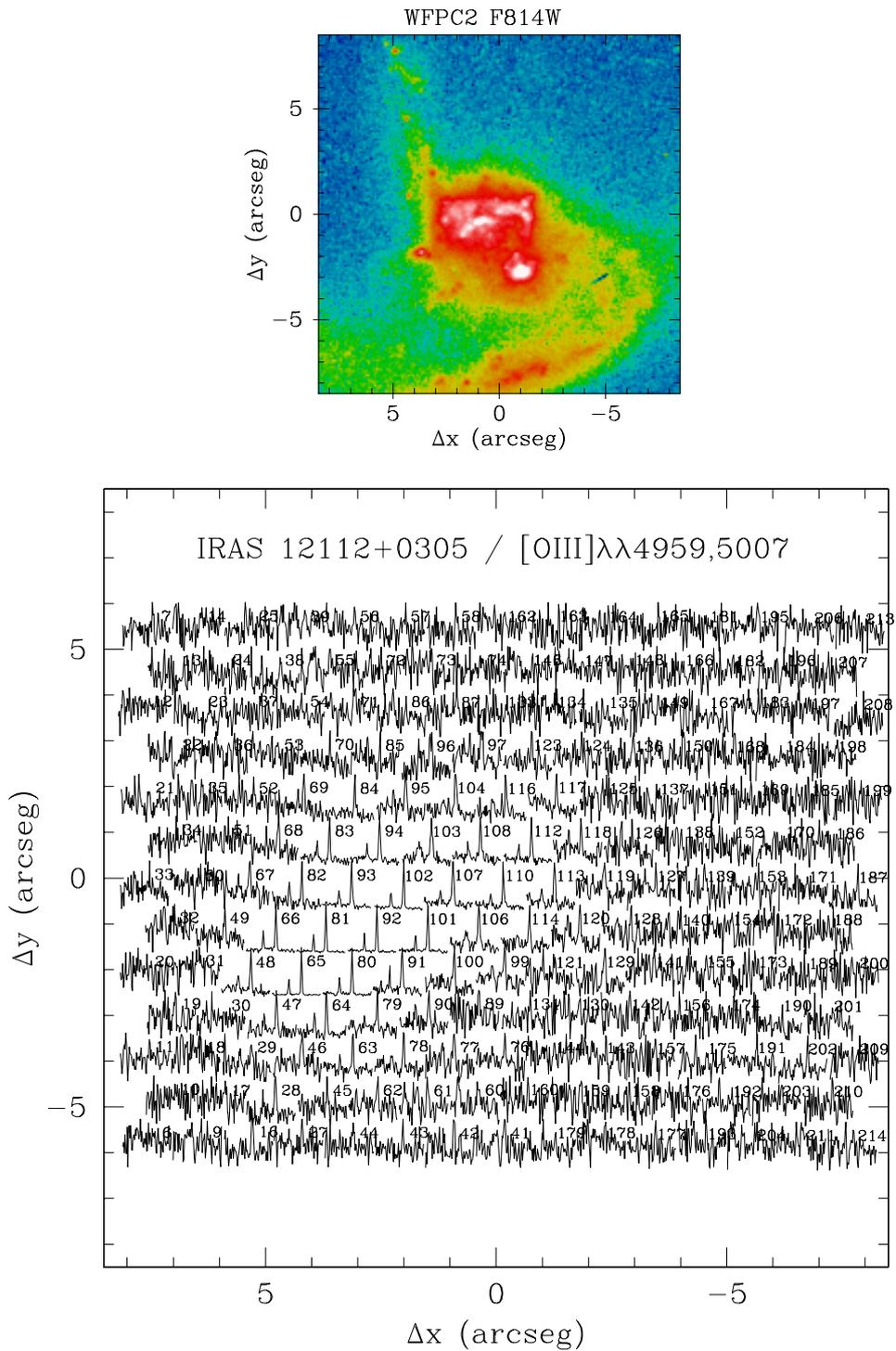
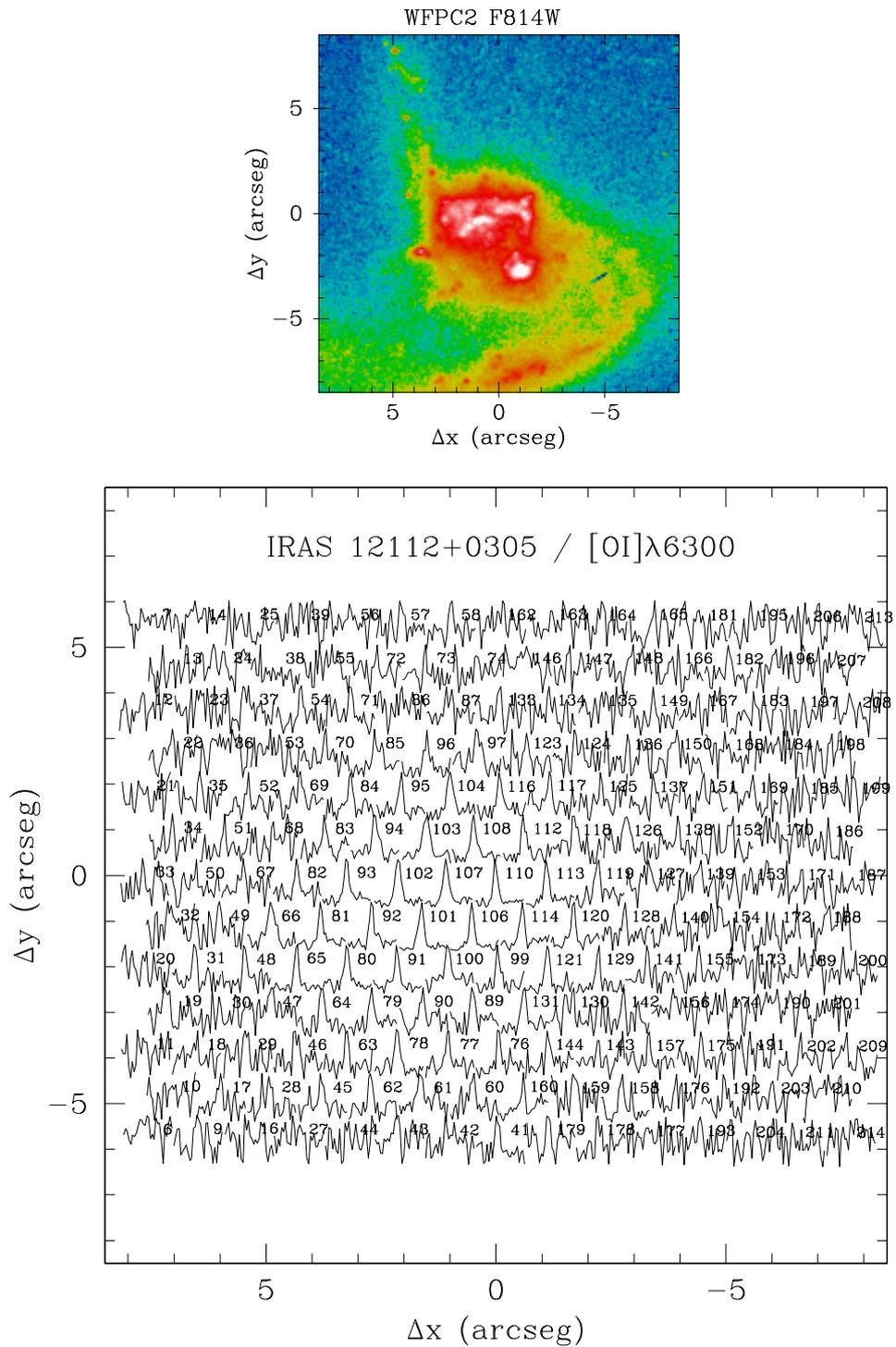


Figura A.2: Distribución bidimensional de los perfiles de [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007 en IRAS 12112+0305.

Figura A.3: Distribución bidimensional de los perfiles de [OI] $\lambda$ 6300 en IRAS 12112+0305.

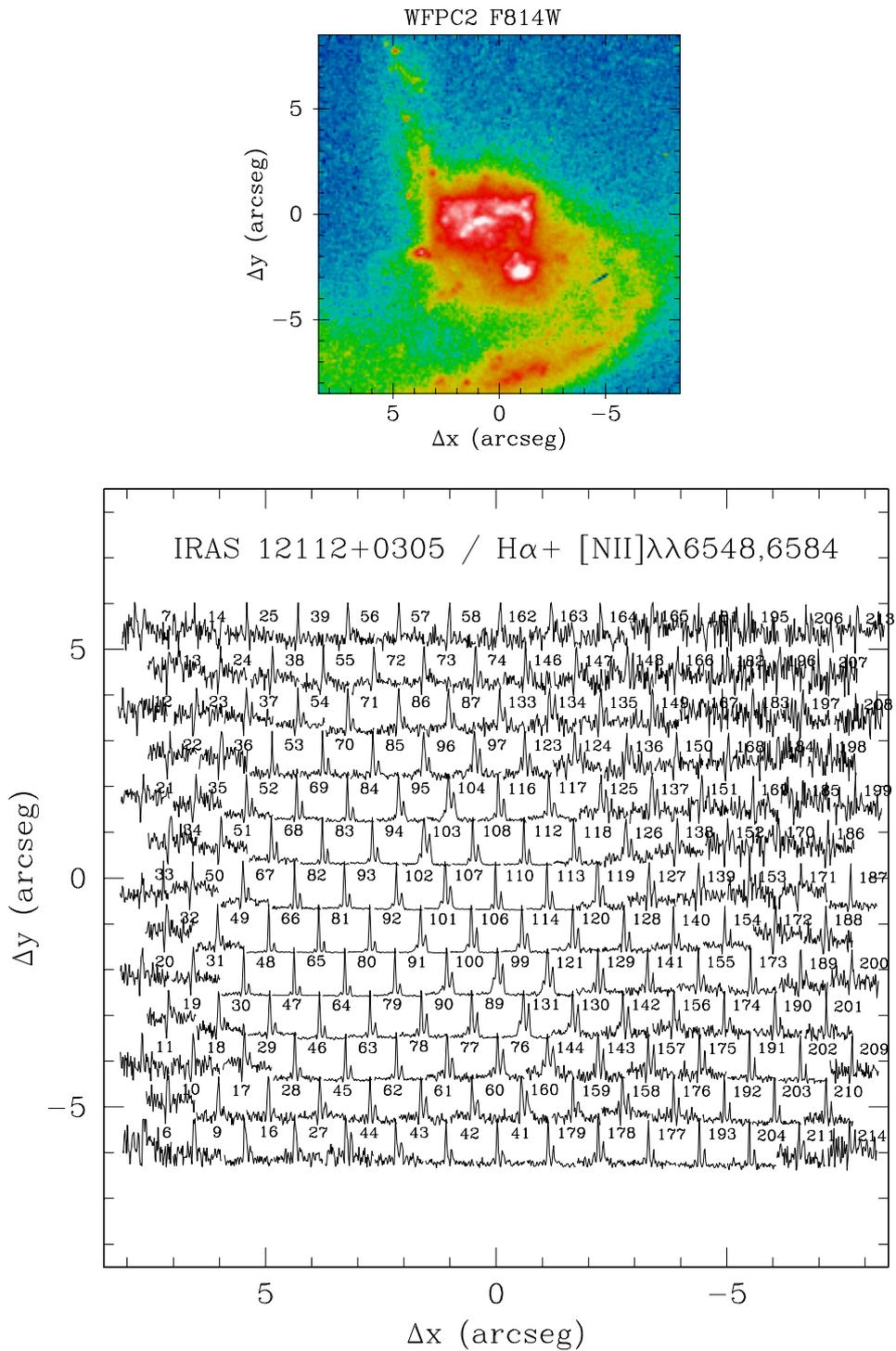
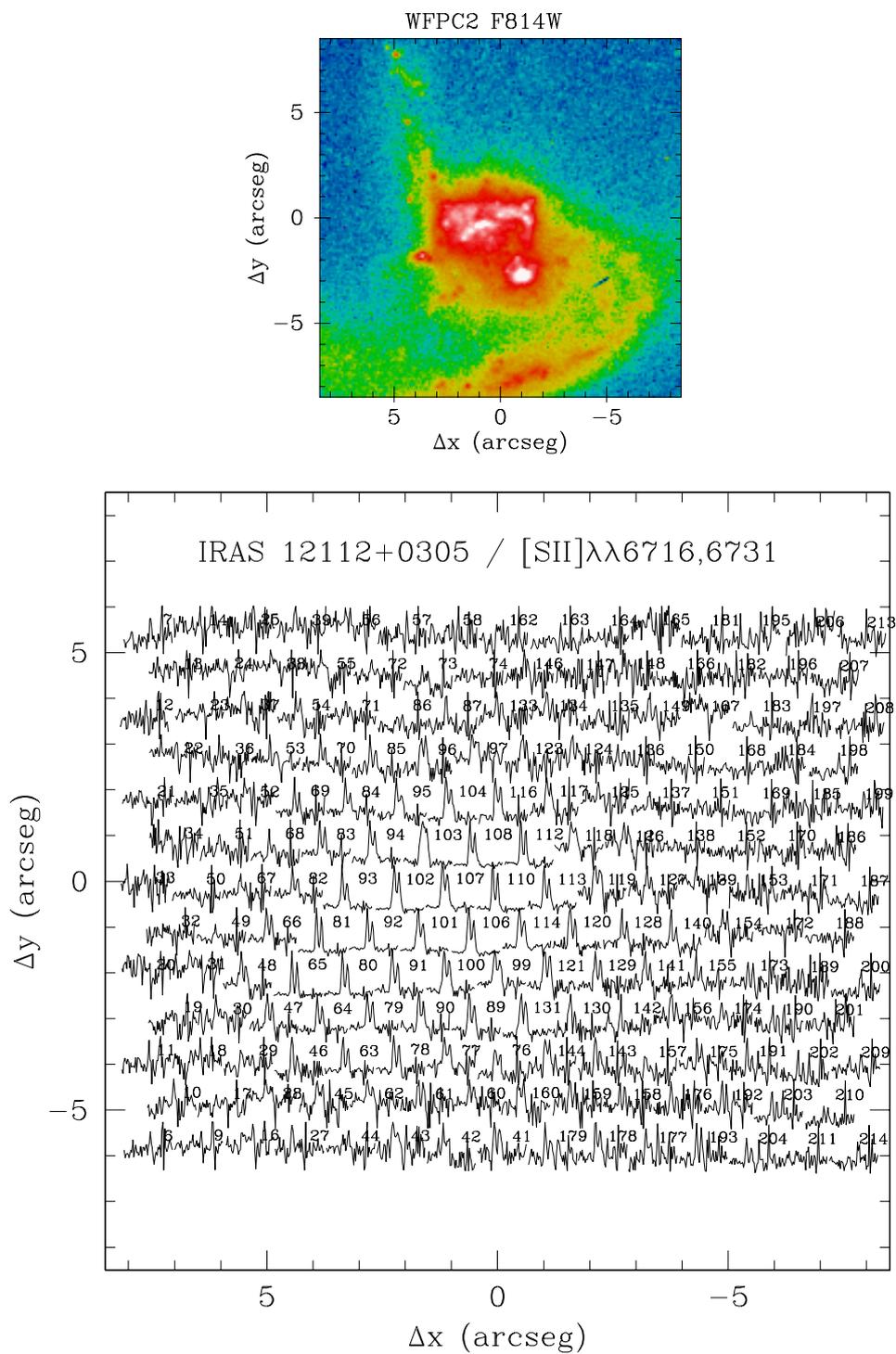
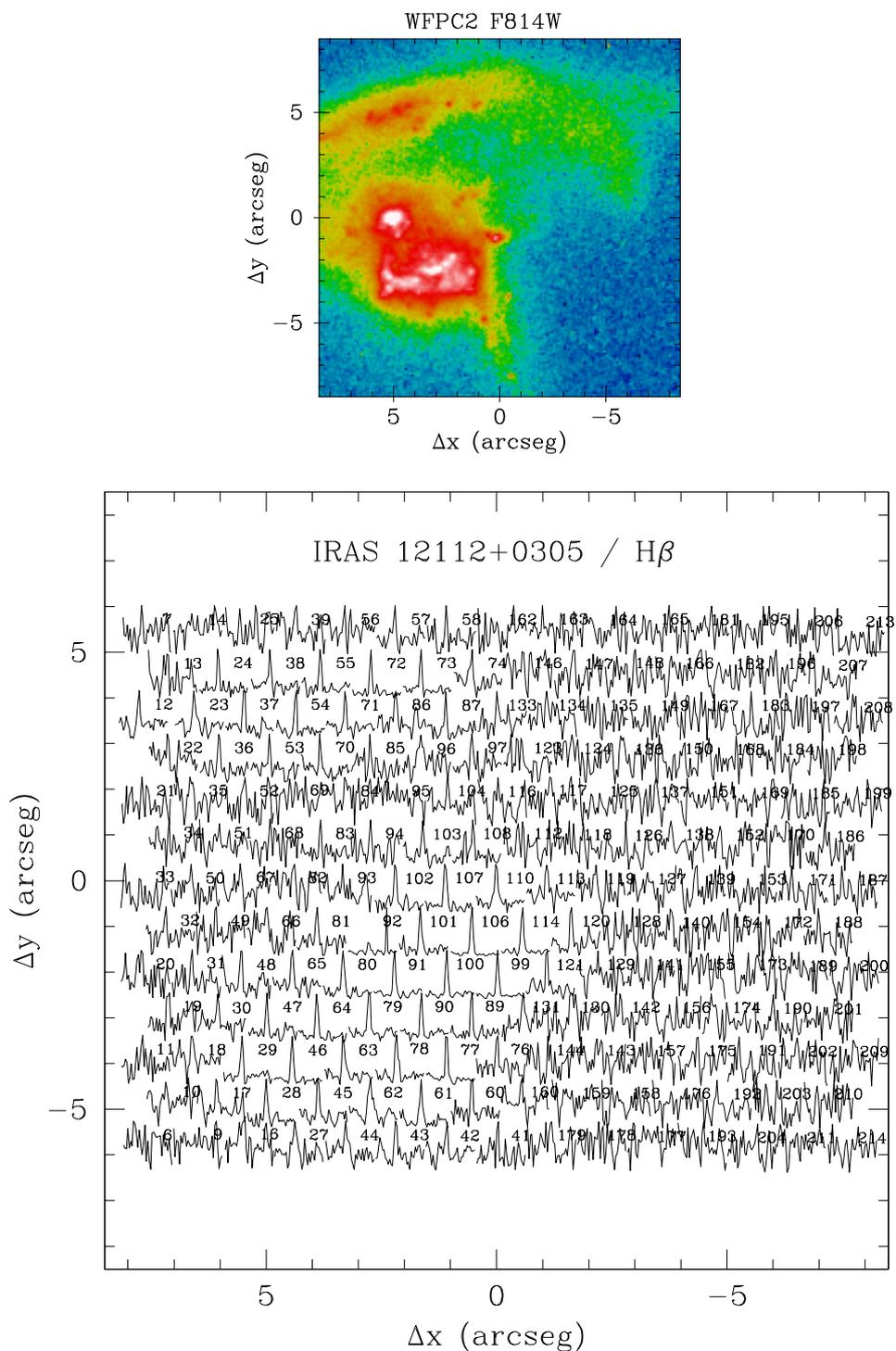
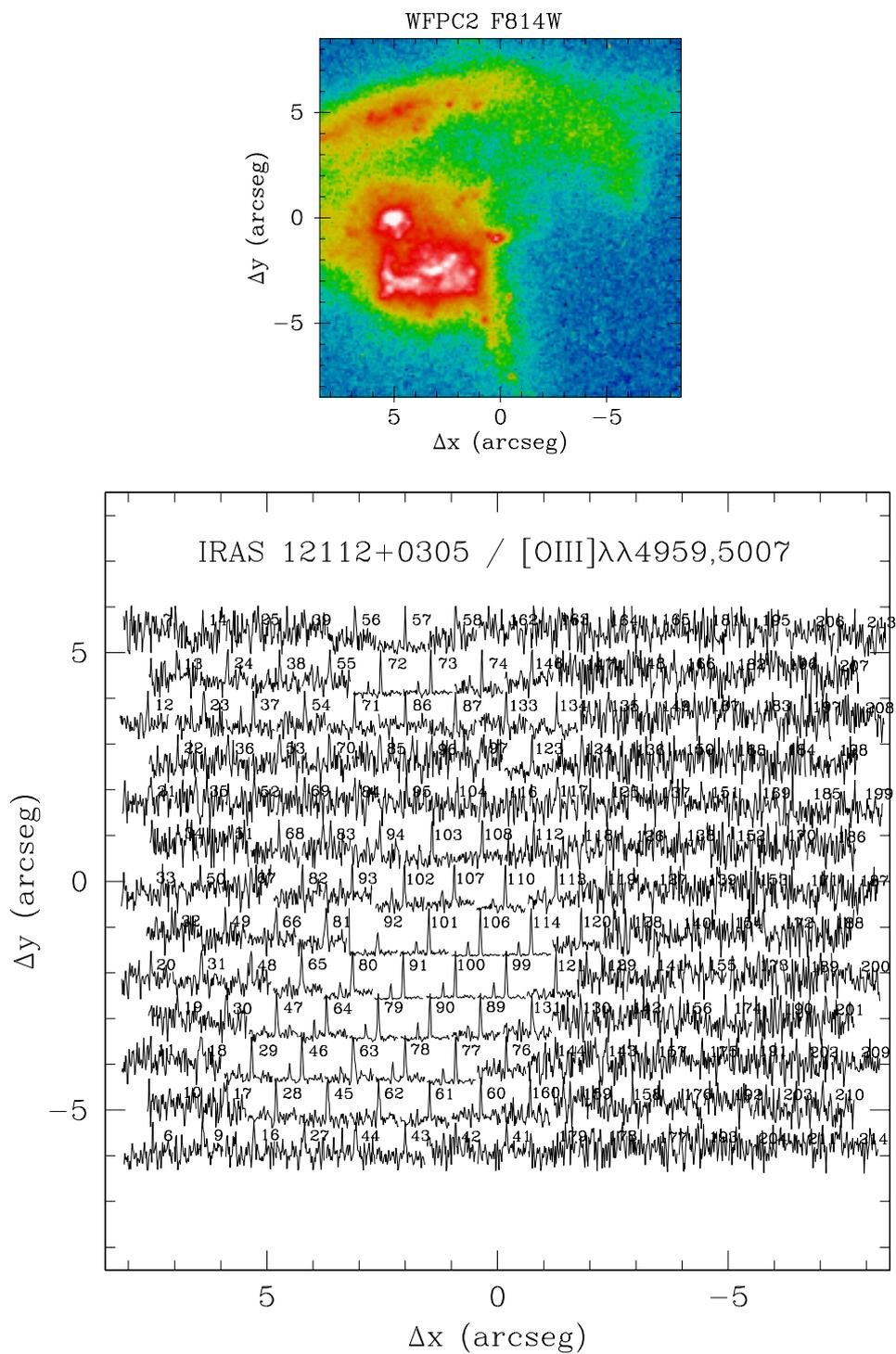


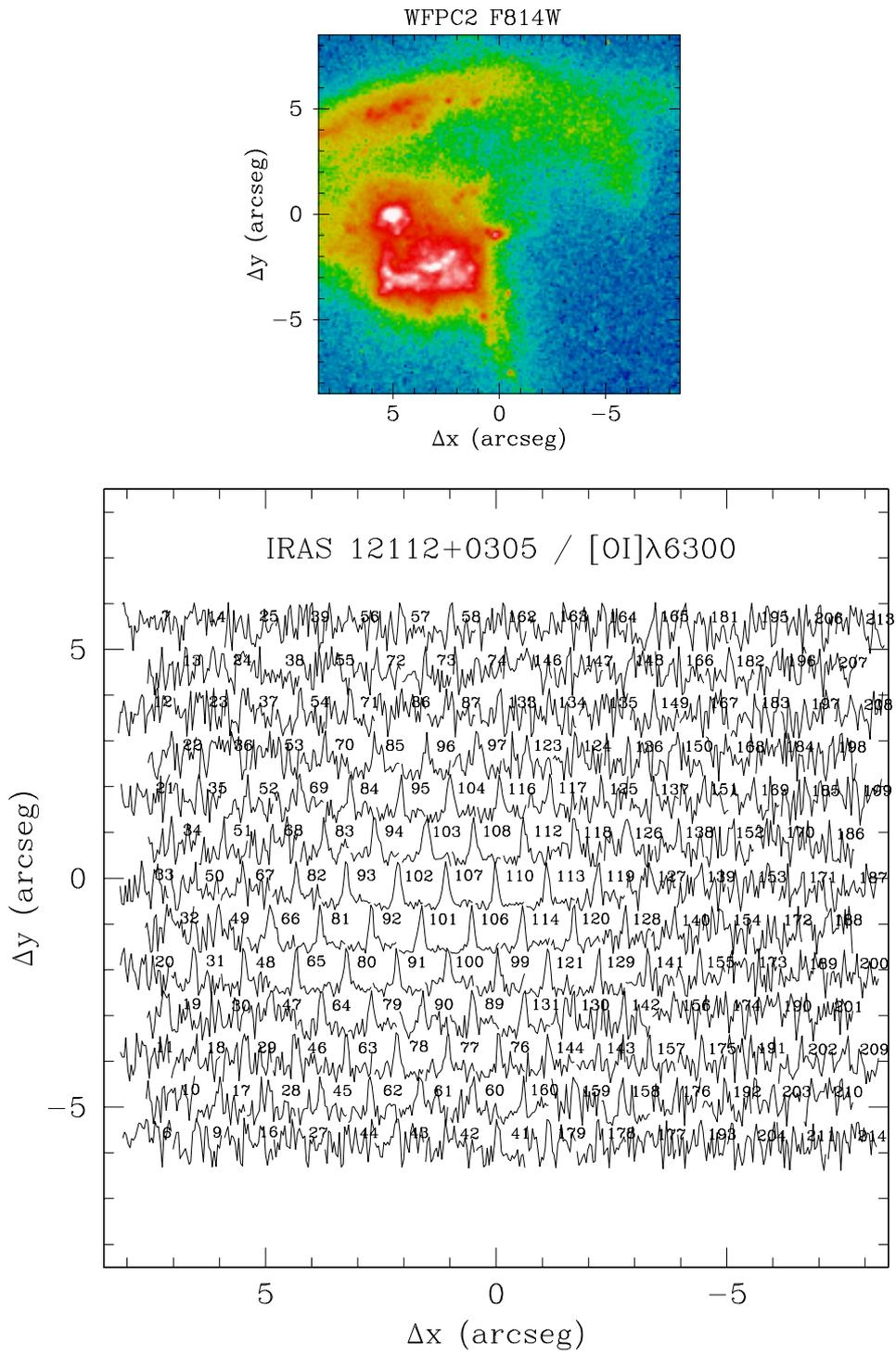
Figura A.4: Distribución bidimensional de los perfiles de  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548, 6584$  en IRAS 12112+0305.

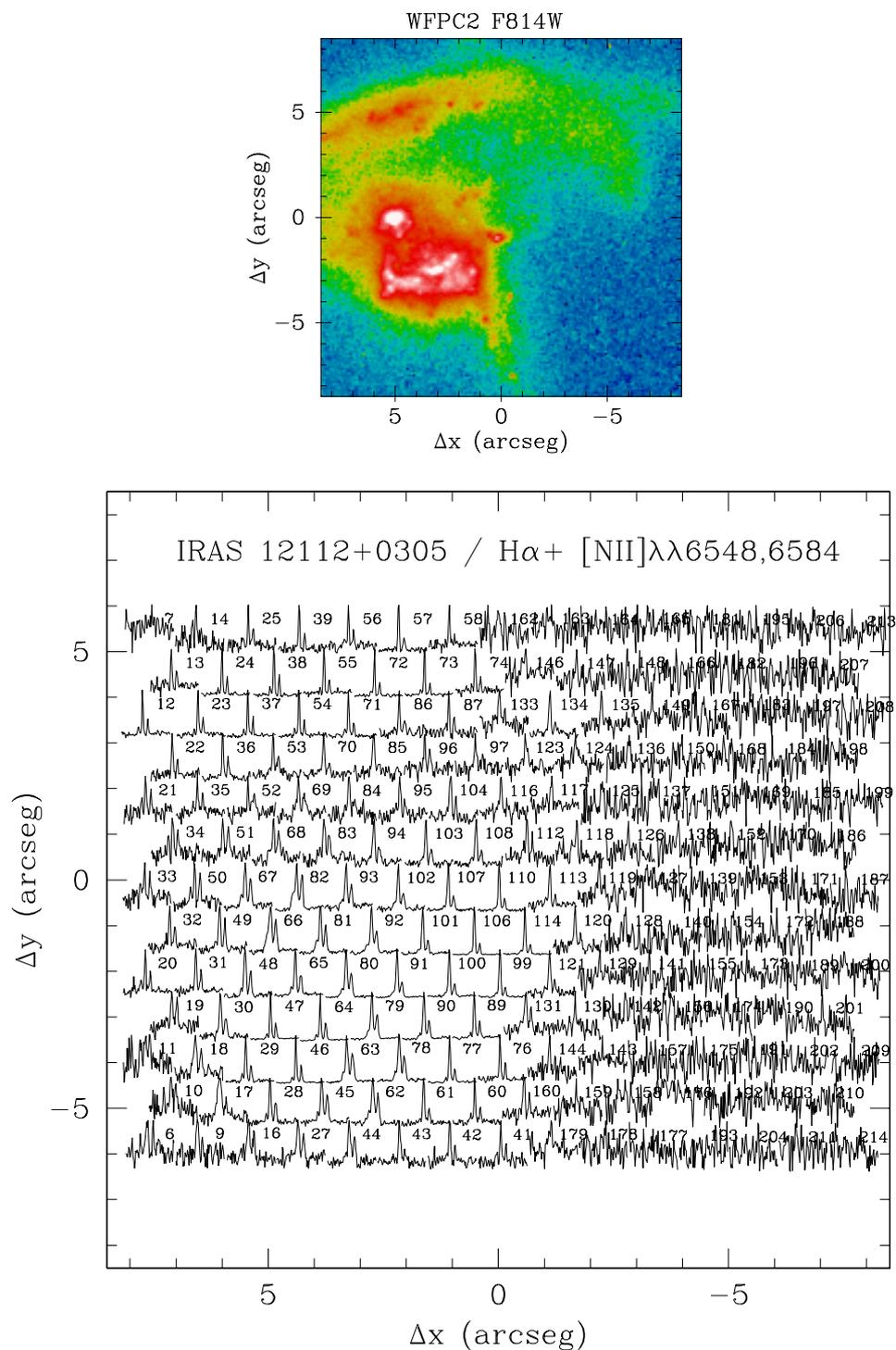
Figura A.5: Distribución bidimensional de los perfiles de [SII] $\lambda\lambda$ 6716,6731 en IRAS 12112+0305.

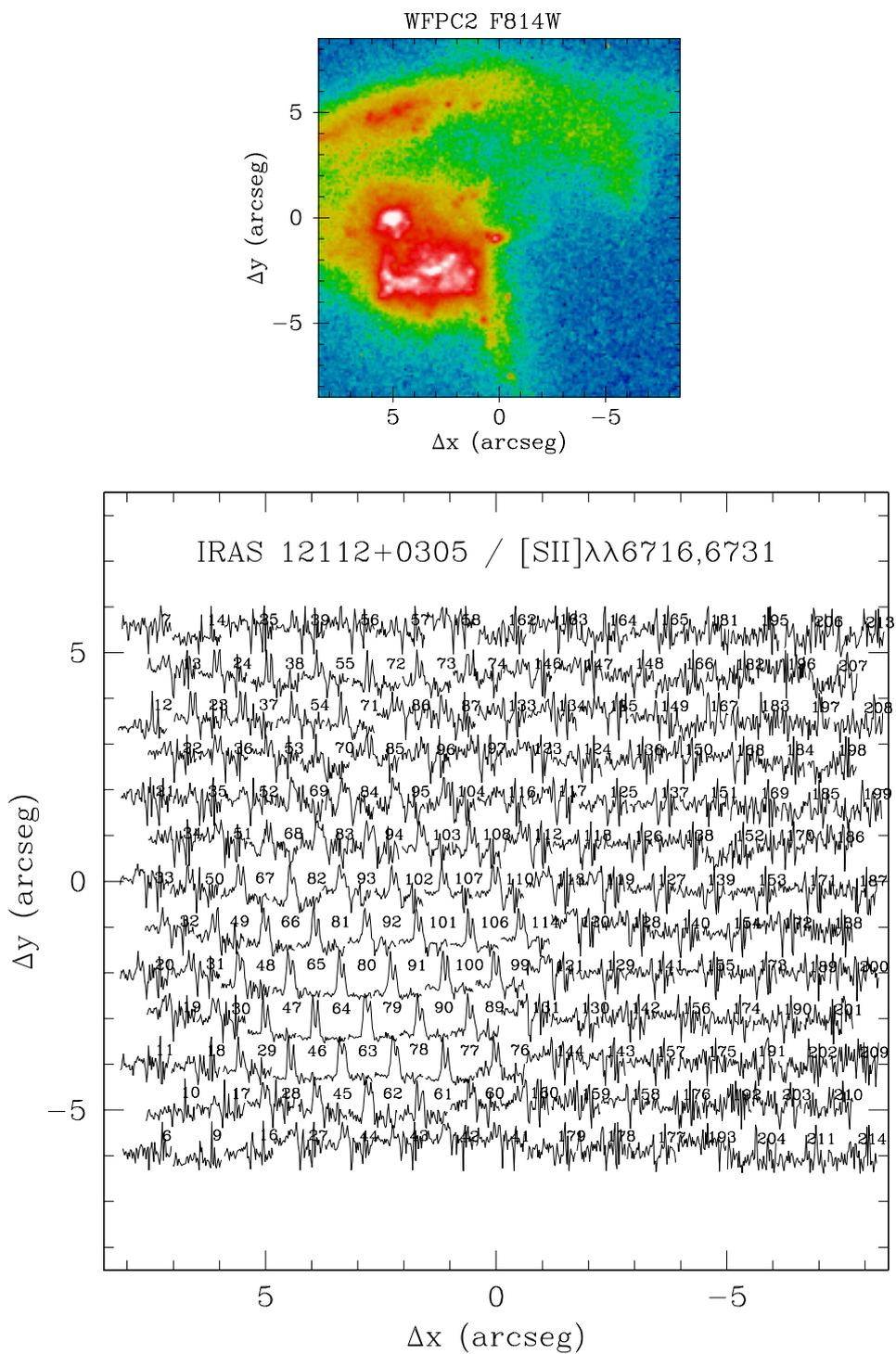
## A.2. IRAS 12112+0305. 14 abril 2001

Figura A.6: Distribución bidimensional de los perfiles de H $\beta$  en IRAS 12112+0305.

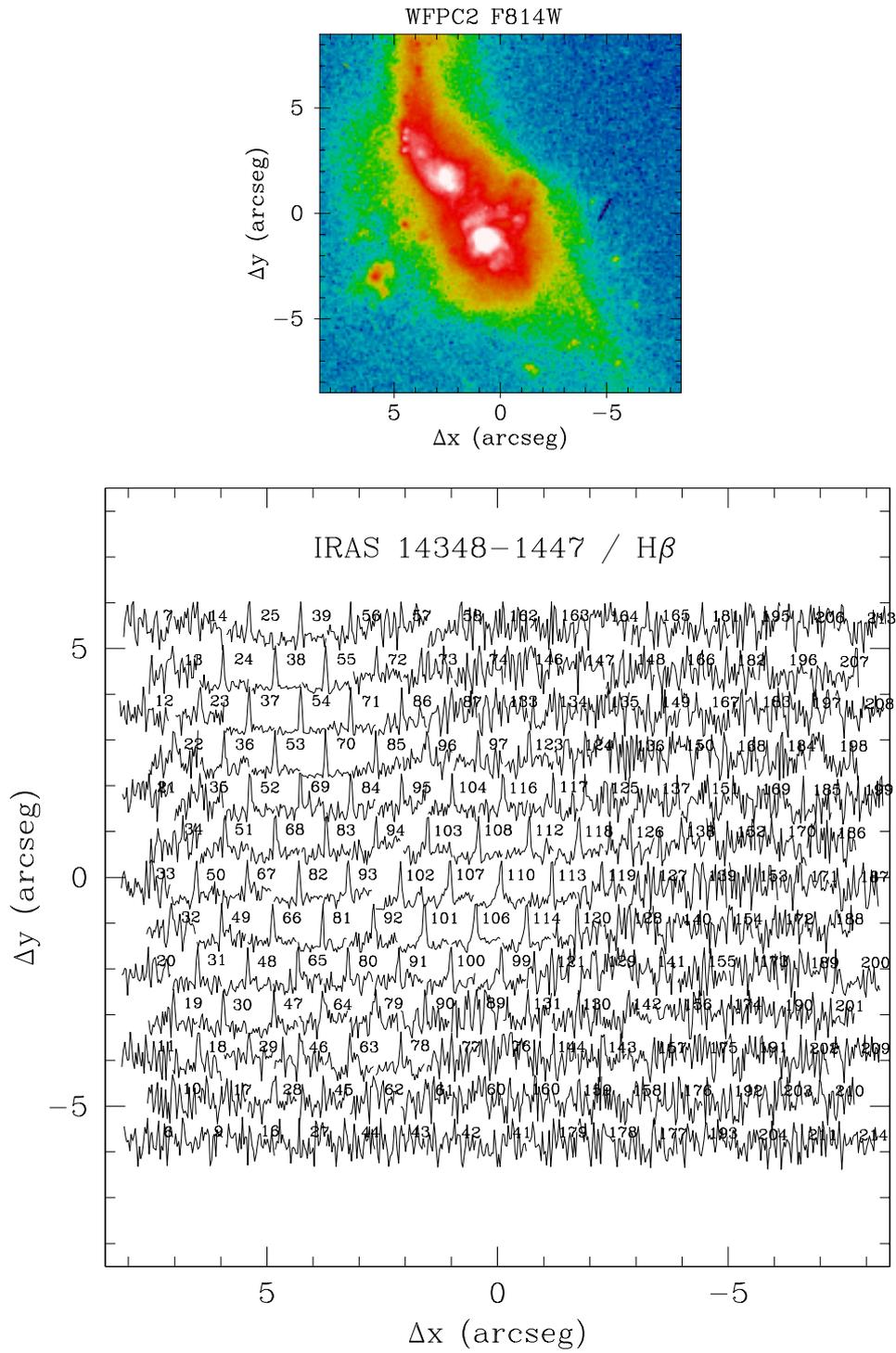
Figura A.7: Distribución bidimensional de los perfiles de [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007 en IRAS 12112+0305.

Figura A.8: Distribución bidimensional de los perfiles de [OI] $\lambda$ 6300 en IRAS 12112+0305.

Figura A.9: Distribución bidimensional de los perfiles de  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548, 6584$  en IRAS 12112+0305.

Figura A.10: Distribución bidimensional de los perfiles de [SII] $\lambda\lambda$ 6716,6731 en IRAS 12112+0305.

## A.3. IRAS 14348–1447

Figura A.11: Distribución bidimensional de los perfiles de H $\beta$  en IRAS 14348–1447.

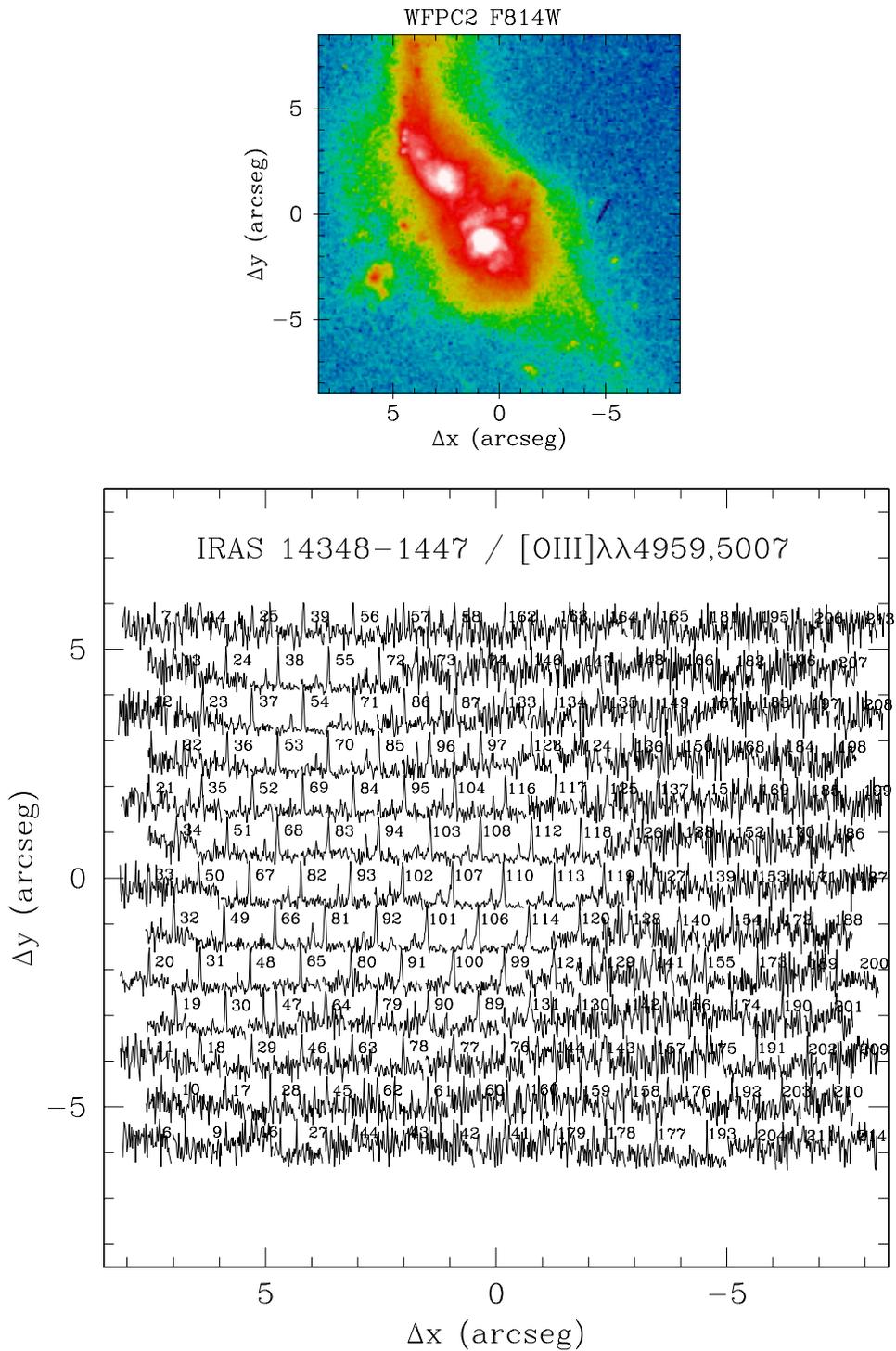


Figura A.12: Distribución bidimensional de los perfiles de [OIII]  $\lambda\lambda$  4959,5007 en IRAS 14348–1447.

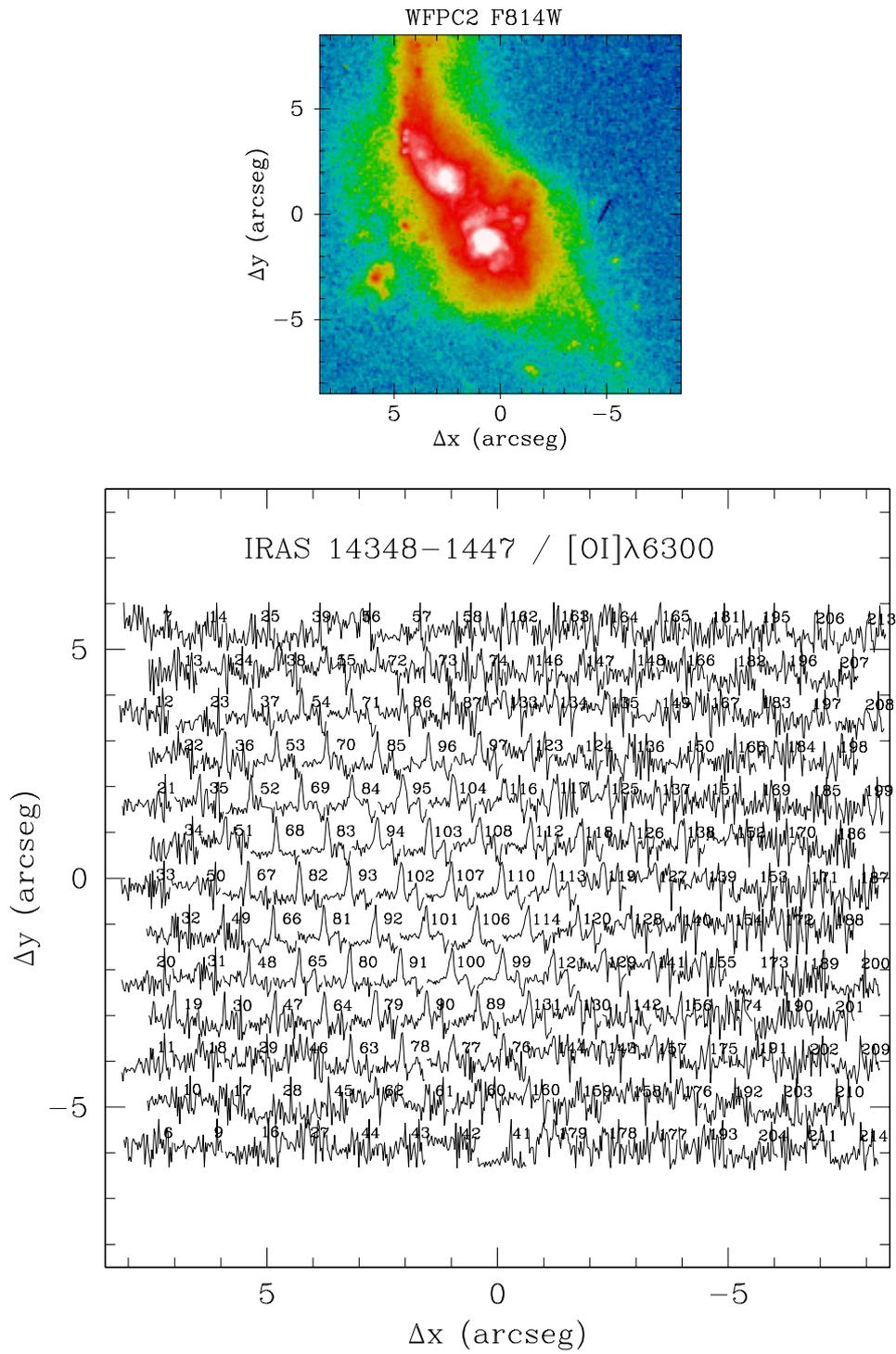


Figura A.13: Distribución bidimensional de los perfiles de [OI] $\lambda$ 6300 en IRAS 14348-1447.

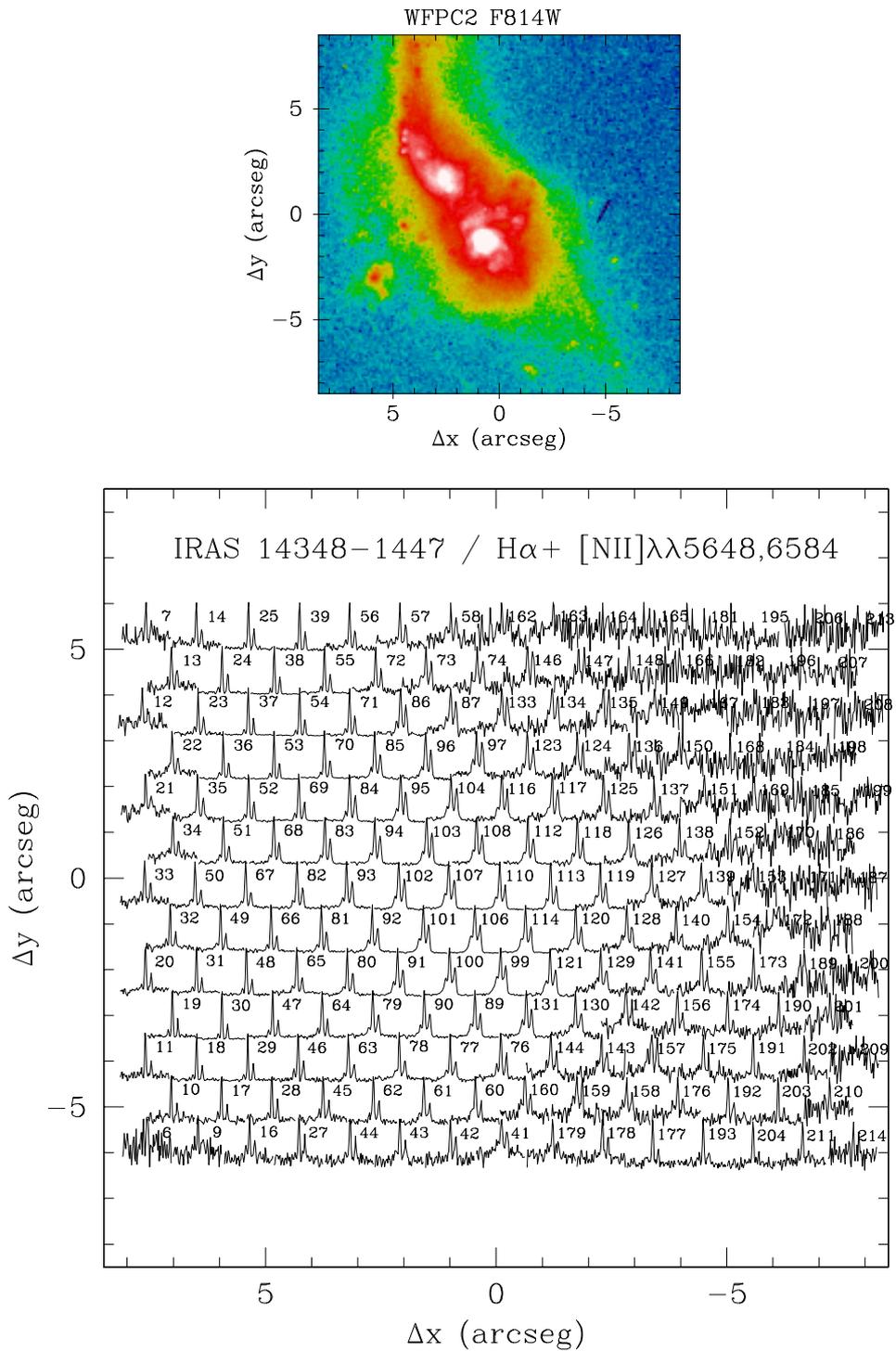
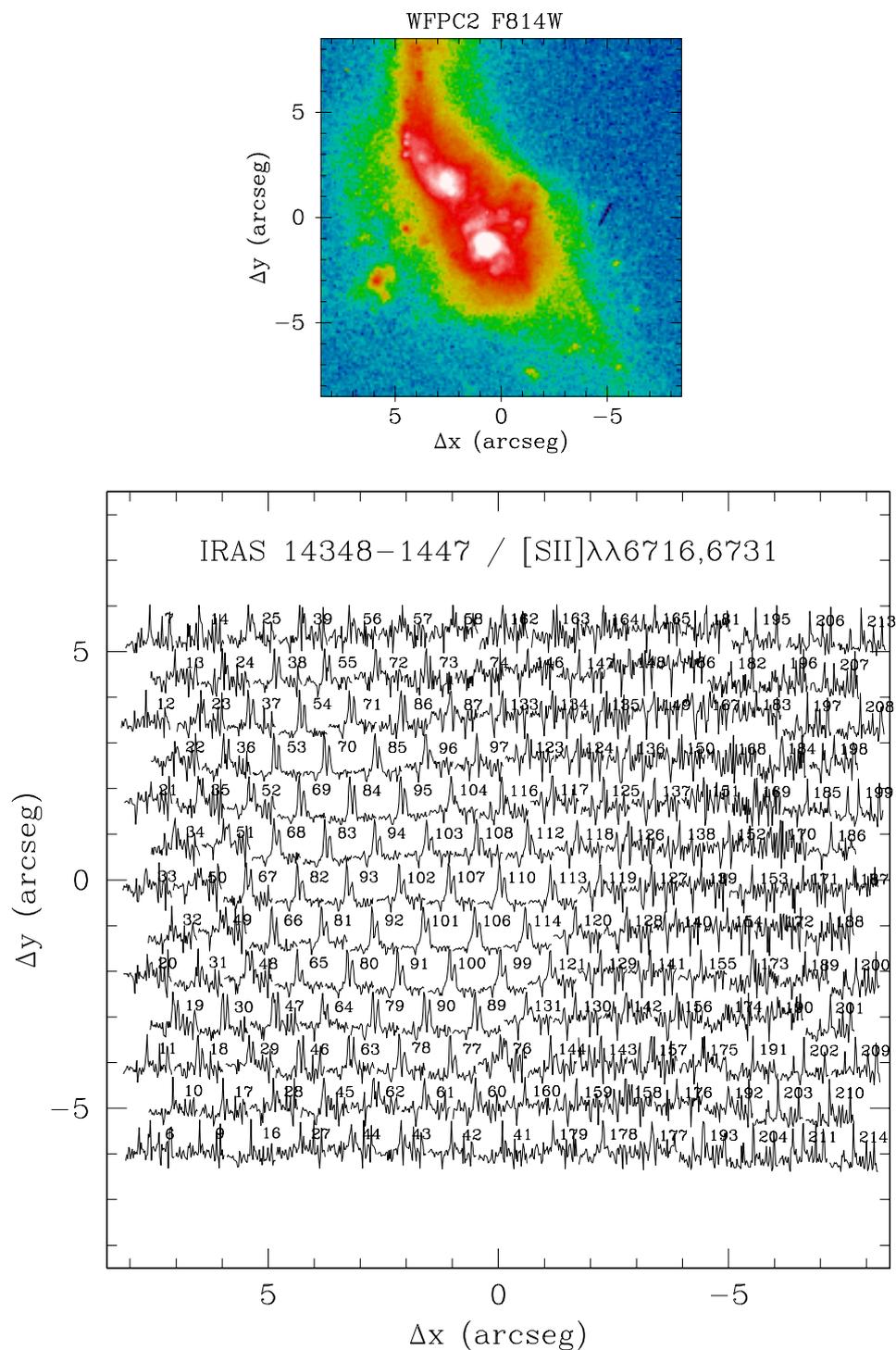


Figura A.14: Distribución bidimensional de los perfiles de  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 5648, 6584$  en IRAS 14348–1447.

Figura A.15: Distribución bidimensional de los perfiles de [SII] $\lambda\lambda$ 6716,6731 en IRAS 14348-1447.

## A.4. IRAS 15250+0306

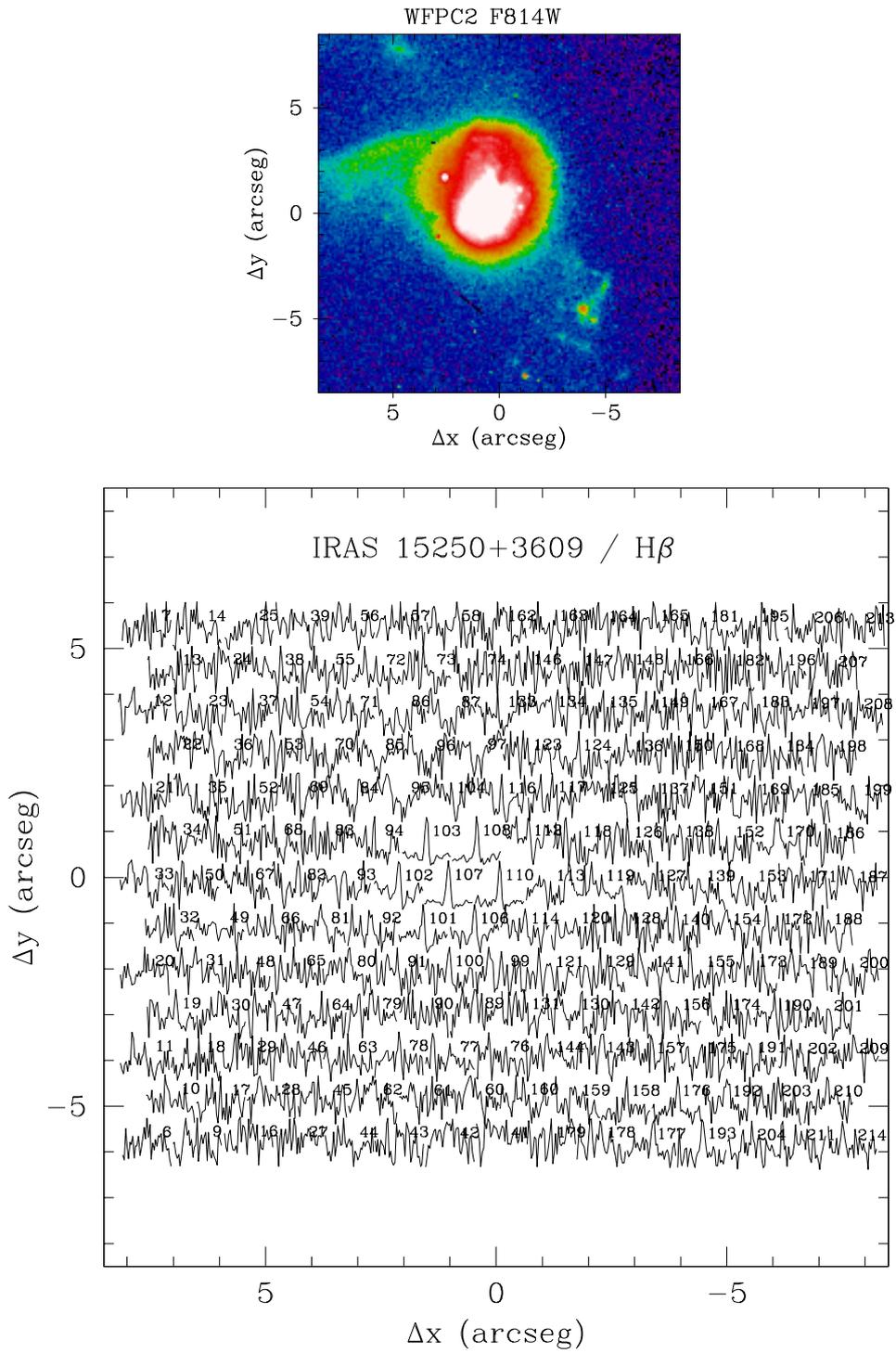


Figura A.16: Distribución bidimensional de los perfiles de H $\beta$  en IRAS 15250+0306.

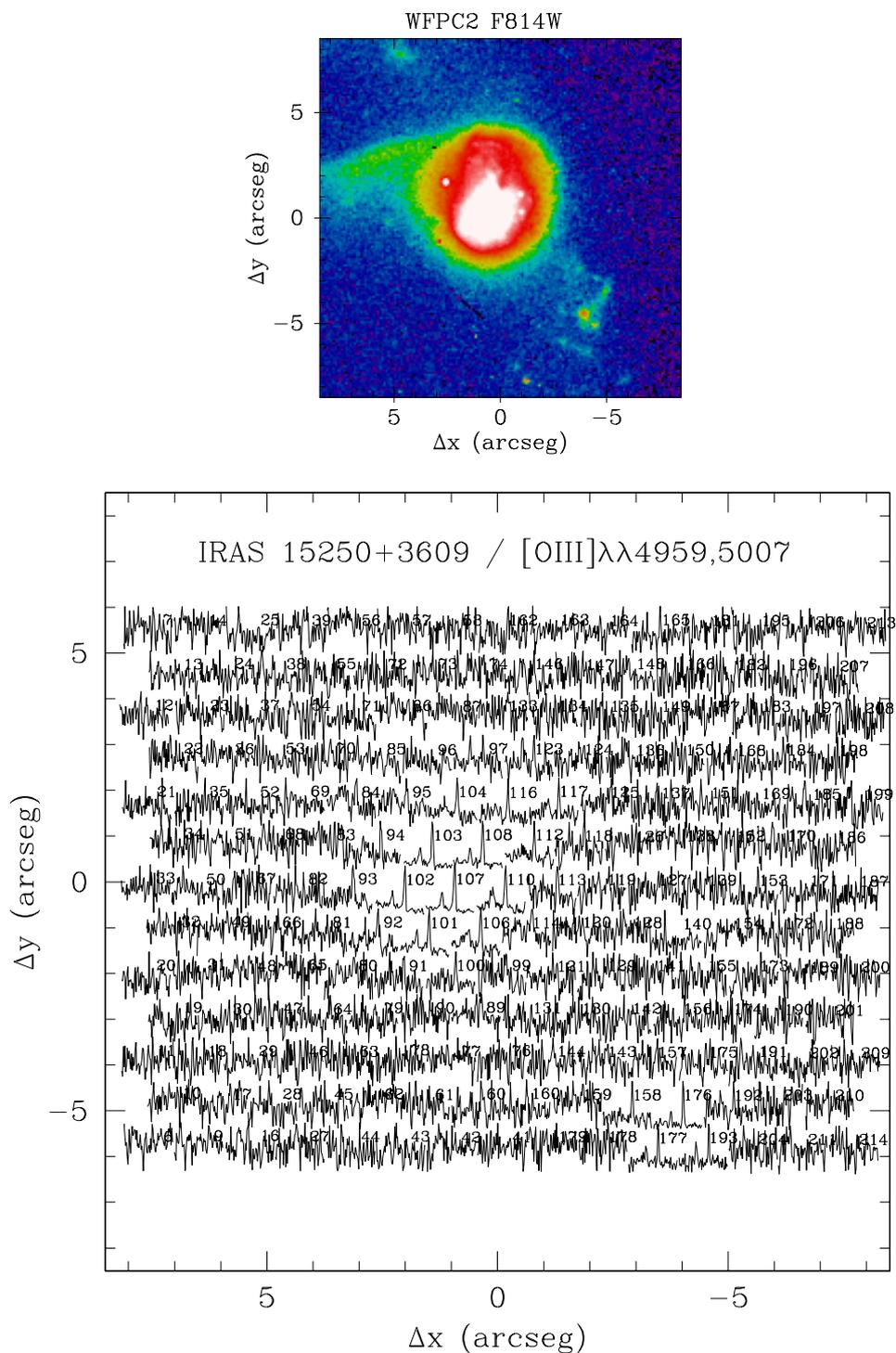


Figura A.17: Distribución bidimensional de los perfiles de [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007 en IRAS 15250+0306.

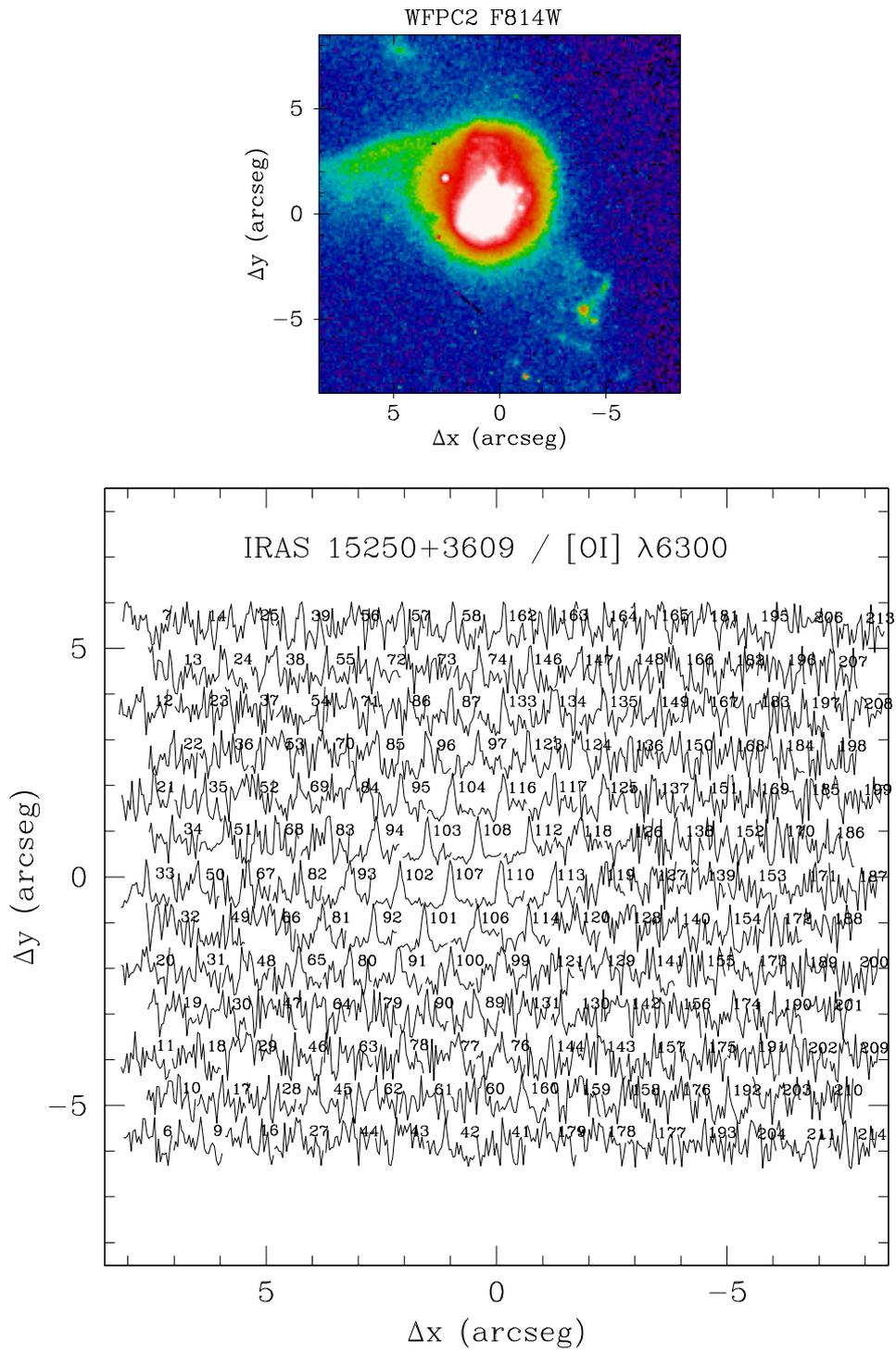


Figura A.18: Distribución bidimensional de los perfiles de [OI] $\lambda$ 6300 en IRAS 15250+0306.

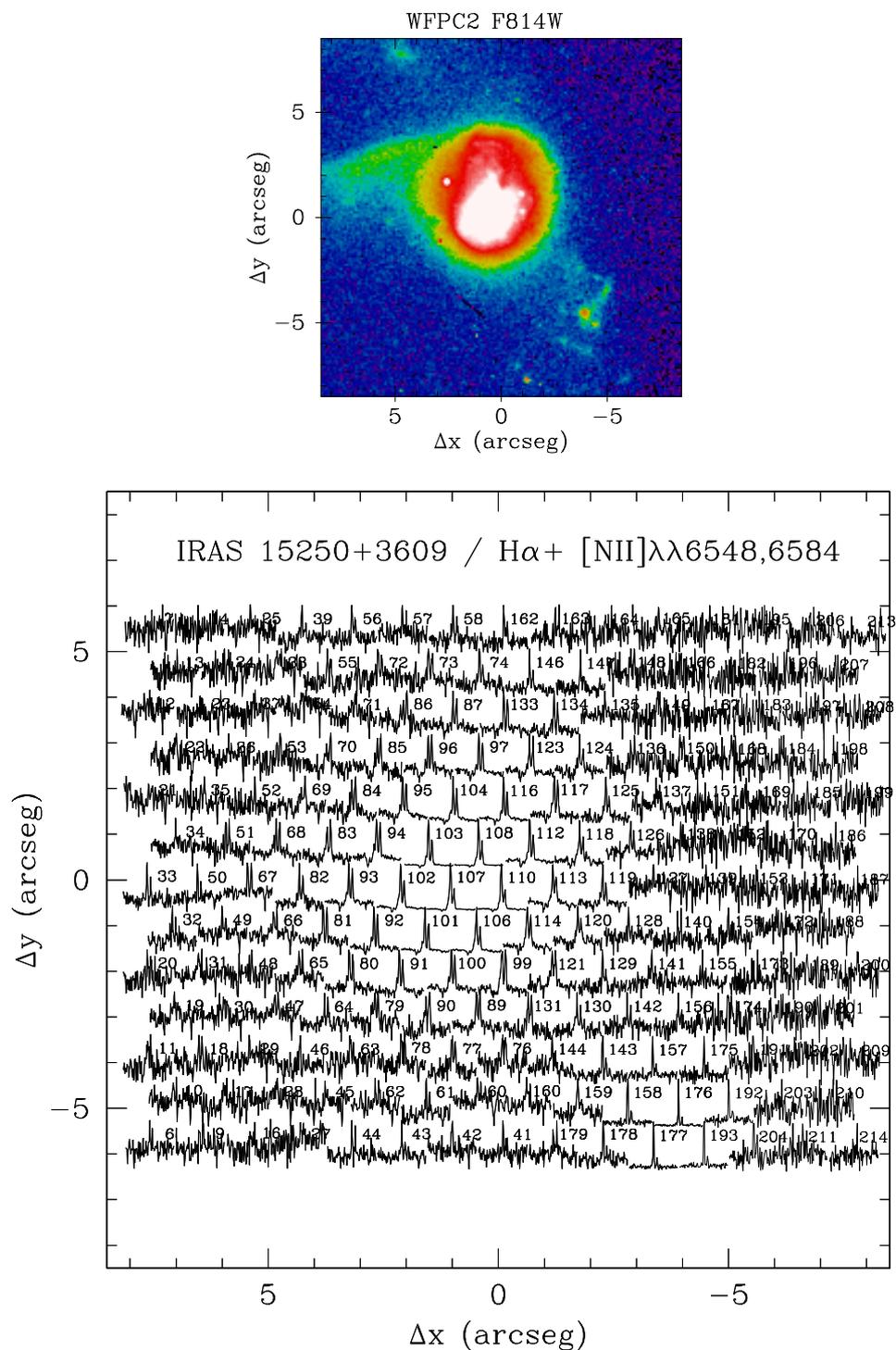


Figura A.19: Distribución bidimensional de los perfiles de  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548,6584$  en IRAS 15250+0306.

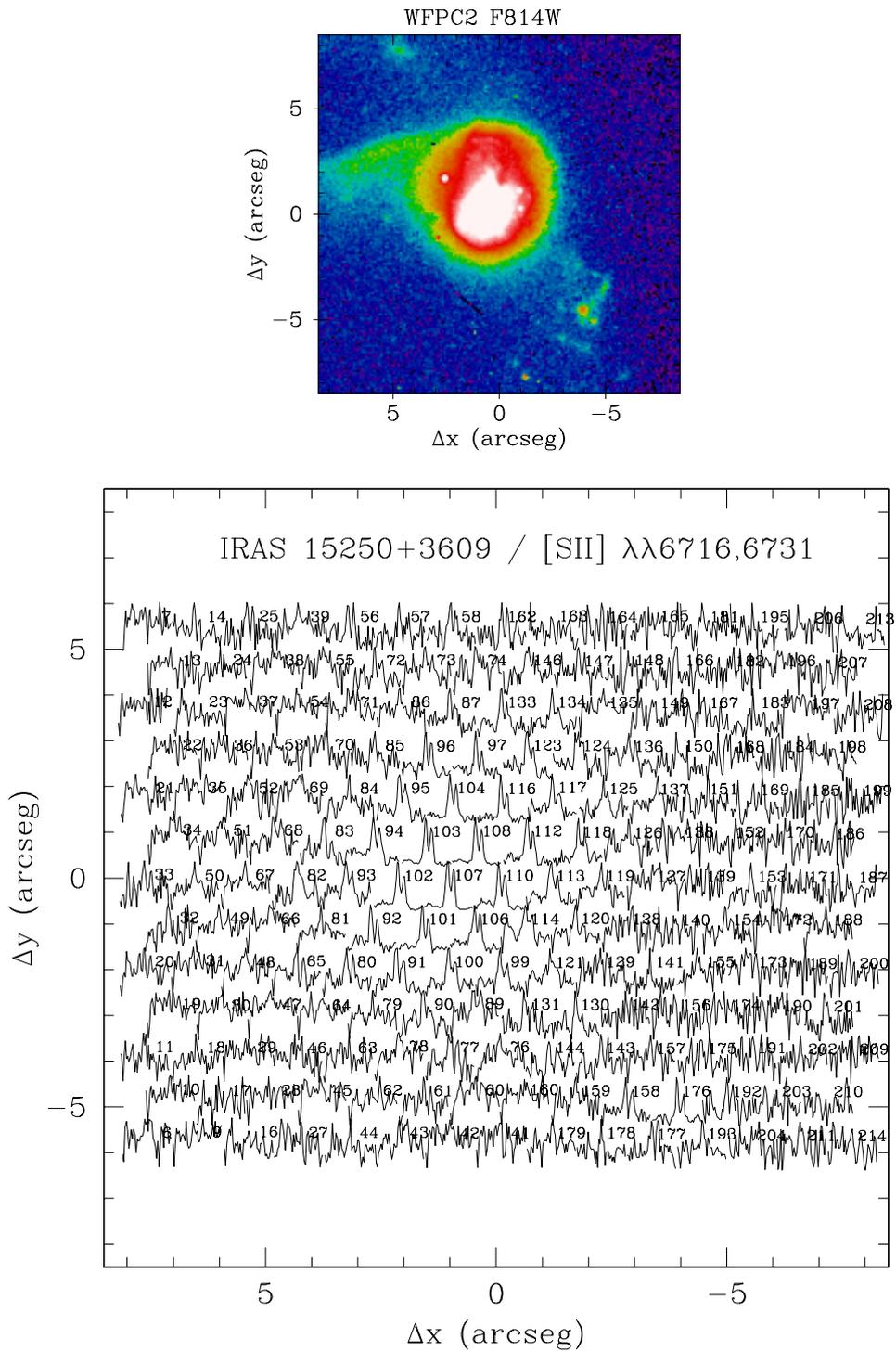


Figura A.20: Distribución bidimensional de los perfiles de [SII] $\lambda\lambda 6716,6731$  en IRAS 15250+0306.

# B

---

## Abreviaturas, siglas y acrónimos

- A&A  $\equiv$  *Astronomy and Astrophysics*.  
A&AS  $\equiv$  *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*.  
AJ  $\equiv$  *Astronomical Journal*.  
AGN  $\equiv$  *Active Galactic Nucleus*.  
ApJ  $\equiv$  *Astrophysical Journal*.  
ApJS  $\equiv$  *Astrophysical Journal Supplement Series*.  
ARA&A  $\equiv$  *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*.  
ASP Conf. Ser.  $\equiv$  *Astronomical Society of the Pacific Conferences Series*.  
BCDs  $\equiv$  *Blue Compact Dwarfs*. Galaxias Enanas Azules.  
CFHT  $\equiv$  *Canada-France-Hawaii Telescope*.  
CuAr  $\equiv$  Cobre-Argón.  
CuNe  $\equiv$  Cobre-Neón.  
DN  $\equiv$  *Digital number*. Cuentas.  
ECI  $\equiv$  Espectroscopía de Campo Integral.  
ESA  $\equiv$  *European Space Agency*.  
FIM  $\equiv$  Función Inicial de Masas.  
FRD  $\equiv$  *Focal Ratio Degradation*. Degradación de la Razón Focal.  
FSC  $\equiv$  *Faint Source Catalog*.  
CCD  $\equiv$  *Charged Coupled Device*.  
GHASP  $\equiv$  *Gassendi H $\alpha$  survey of SPirals*.  
GHRIL  $\equiv$  *Ground-based High Resolution Imaging Laboratory*.  
GNIRS  $\equiv$  *Gemini Infra-red Spectrograph*.  
H<sub>0</sub>  $\equiv$  Constante de Hubble.  
HST  $\equiv$  *Hubble Space Telescope*.  
IFS  $\equiv$  *Integral Field Spectroscopy*. Espectroscopía de Campo Integral.  
ING  $\equiv$  *Isaac Newton Group*.  
IR  $\equiv$  Infrarrojo.  
IRAF  $\equiv$  *Image Reduction and Analysis Facilities*.  
IRAS  $\equiv$  *Infrared Astronomical Satellite*.  
ISAAC  $\equiv$  *VLT Infrared Spectrometer And Array Camera*.

- LINER  $\equiv$  *Low Ionization Nuclear Emission-line Region*.  
MNRAS  $\equiv$  *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.  
MPE  $\equiv$  *Max-Planck-Institut for Extraterrestrial Physics*.  
NASA  $\equiv$  *National Aeronautics & Space Administration*.  
NICMOS  $\equiv$  *Near Infrared Camera and MultiObject Spectrometer*.  
NIRSPEC  $\equiv$  *Near Infrared Echelle SPECTrograph*.  
QSO  $\equiv$  *Quasi Stellar Object*. Cuásar.  
PAH  $\equiv$  *Polycyclic Aromatic Hydrocarbon*. Hidrocarburos Aromáticos Policíclicos.  
PSS  $\equiv$  *Palomar Sky Survey*.  
RFE  $\equiv$  Ritmo de Formación Estelar.  
SB  $\equiv$  *Standard Bundle*. Haz estándar para uso científico.  
SCUBA  $\equiv$  *Submillimeter Common User Bolometer Array*.  
SED  $\equiv$  *Spectral Energy Distribution*. Distribución espectral de energía.  
SINFONI  $\equiv$  *SINGLE Far Object Near-ir Investigation*.  
SPIE  $\equiv$  *The International Society for Optical Engineering*.  
SPIFFI  $\equiv$  *SPECTrograph for Infrared Faint Field Imaging*.  
SSC  $\equiv$  *Super Stellar Cluster*. Supergrupo estelar.  
STIS  $\equiv$  *Space Telescope Imaging Spectrograph*.  
STScI  $\equiv$  *Space Telescope Science Institute*.  
TDG  $\equiv$  *Tidal Dwarf Galaxy*. Galaxia Enana de Marea.  
TIGRE  $\equiv$  *Traitement Integral des Galaxies par l'Etude de leurs Raies*.  
TEIFU  $\equiv$  *Thousand Element Integral Field Unit*.  
ULIRGs  $\equiv$  *Ultraluminous Infrared Galaxies*. Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas.  
VIMOS  $\equiv$  *Visible Imaging Multi-Object Spectrograph*.  
VLT  $\equiv$  *Very Large Telescope*.  
WFPC2  $\equiv$  *Wide Field / Planetary Camera 2*.  
WHT  $\equiv$  *William Herschel Telescope*.  
WYFFOS  $\equiv$  *Wide-Field Fibre Spectrograph*.

# Referencias

- Aaronson, M. 1977, Ph.D. Thesis
- Alonso-Herrero, A., Engelbracht, C. W., Rieke, M. J., Rieke, G. H., & Quillen, A. C. 2001, *ApJ*, 546, 952
- Alonso-Herrero, A., Rieke, G. H., Rieke, M. J., & Scoville, N. Z. 2000, *ApJ*, 532, 845
- Alonso-Herrero, A., Rieke, G. H., Rieke, M. J., & Scoville, N. Z. 2002, *AJ*, 124, 166
- Aoki, K., Ohtani, H., Yoshida, M., & Kosugi, G. 1994, *PASJ*, 46, 539
- Arribas, S., et al. 1998a, in *Proc. SPIE Vol. 3355*, p. 821-827, *Optical Astronomical Instrumentation*, Sandro D'Odorico; Ed., Vol. 3355, 821
- Arribas, S., & Colina, L. 2002, *ApJ*, 573, 576
- Arribas, S., & Colina, L. 2003, *ApJ*, 591, 791
- Arribas, S., Colina, L., & Borne, K. D. 2000, *ApJ*, 545, 228
- Arribas, S., Colina, L., & Clements, D. 2001, *ApJ*, 560, 160
- Arribas, S., et al. 1998b, *Integral users manual*
- Arribas, S., & Mediavilla, E. 1993, *ApJ*, 410, 552
- Arribas, S., & Mediavilla, E. 2000, in *ASP Conf. Ser. 195: Imaging the Universe in Three Dimensions*, 295
- Arribas, S., Mediavilla, E., & Fuensalida, J. J. 1998, *ApJ*, 505, L43
- Arribas, S., Mediavilla, E., García-Lorenzo, B., del Burgo, C., & Fuensalida, J. J. 1999, *A&AS*, 136, 189
- Arribas, S., Mediavilla, E., & Rasilla, J. L. 1991, *ApJ*, 369, 260
- Ashman, K. M., & Zepf, S. E. 1993, in *ASP Conf. Ser. 48: The Globular Cluster-Galaxy Connection*, 776
- Baan, W. A., Salzer, J. J., & Lewinter, R. D. 1998, *ApJ*, 509, 633
- Bacon, R., et al. 1995, *A&AS*, 113, 347
- Bacon, R., et al. 2001, *MNRAS*, 326, 23
- Baggett, S. e. a. 2002, *HST WFPC2 Data Handbook v. 4.0* (ed. B. Mobasher, Baltimore, STScI)

- Bahcall, J.Ñ., Kirhakos, S., Saxe, D. H., & Schneider, D. P. 1997, *ApJ*, 479, 642
- Barger, A. J., Cowiw, L. L., Sanders, D. B., Fulton, E., Taniguchi, Y., Sato, Y., Kawara, K., & Okuda, H. 1998, "Nature", 394, 248
- Barnes, J. E. 1988, *ApJ*, 331, 699
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1992, *Nature*, 360, 715
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 471, 115
- Barth, A. J., & Shields, J. C. 2000, *PASP*, 112, 753
- Bekki, K. 2001, *ApJ*, 546, 189
- Bekki, K., & Shioya, Y. 2001, *ApJS*, 134, 241
- Bell, E. F., & de Jong, R. S. 2001, *ApJ*, 550, 212
- Bender, R., Burstein, D., & Faber, S. M. 1992, *ApJ*, 399, 462
- Binette, L., Magris, C. G., Stasinska, G., & Bruzual, A. G. 1994, *A&A*, 292, 13
- Bingham, R. G., Gellatly, D. W., Jenkins, C. R., & Worswick, S. P. 1994, in *Proc. SPIE* Vol. 2198, p. 56-64, *Instrumentation in Astronomy VIII*, David L. Crawford; Eric R. Craine; Eds., Vol. 2198, 56
- Blain, A. W., Kneib, J.-P., & Ivison, I., R. J. and smail. 1999, *ApJ*, 512, L87
- Blain, A. W., Smail, I., Ivison, R. J., & Kneib, J.-P. 1999, *MNRAS*, 302, 632
- Borne, K. D., Bushouse, H., Lucas, R. A., & Colina, L. 2000, *ApJ*, 529, L77
- Boyce, P. J., et al. 1996, *ApJ*, 473, 760
- Boyce, P. J., Disney, M. J., & Bleaken, D. G. 1999, *MNRAS*, 302, L39
- Bruzual A., G., & Charlot, S. 1993, *ApJ*, 405, 538
- Bryant, P. M., & Scoville, N. Z. 1996, *ApJ*, 457, 678
- Bushouse, H. A. 1986, *AJ*, 91, 255
- Bushouse, H. A., et al. 2002, *ApJS*, 138, 1
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, *ApJ*, 429, 582
- Canalizo, G., & Stockton, A. 2001, *ApJ*, 555, 719
- Carico, D. P., Graham, J. R., Matthews, K., Wilson, T. D., Soifer, B. T., Neugebauer, G., & Sanders, D. B. 1990, *ApJ*, 349, L39
- Cecil, G., Bland-Hawthorn, J., Veilleux, S., & Filippenko, A. V. 2001, *ApJ*, 555, 338
- Chevalier, R. A., & Clegg, A. W. 1985, *Nature*, 317, 44
- Clements, D. L., Sutherland, W. J., McMahon, R. G., & Saunders, W. 1996, *MNRAS*, 279, 477
- Colina, L., Arribas, S., & Borne, K. D. 1999, *ApJ*, 527, L13
- Colina, L., Arribas, S., & Monreal-Ibero, A. 2004, en preparación
- Colina, L., et al. 2001, *ApJ*, 563, 546

- Combes, F., Boissé, P., Mazure, A., & Blanchard, A. 2002, "Galaxies and Cosmology, 2<sup>nd</sup> edition" (Springer)
- Condon, J. J., Helou, G., Sanders, D. B., & Soifer, B. T. 1990, ApJS, 73, 359
- Condon, J. J., Huang, Z. P., Yin, Q. F., & Thuan, T. X. 1991, ApJ, 378, 65
- Courtès, G. 1982, in ASSL Vol. 92: IAU Colloq. 67: Instrumentation for Astronomy with Large Optical Telescopes, 123
- Cowie, L. L., Hu, E. M., Jenkins, E. B., & York, D. G. 1983, ApJ, 272, 29
- Crawford, T., Marr, J., Partridge, B., & Strauss, M. A. 1996, ApJ, 460, 225
- Cui, J., Xia, X.-Y., Deng, Z.-G., Mao, S., & Zou, Z.-L. 2001, AJ, 122, 63
- Davidson, K., & Netzer, H. 1979, Rev. Mod. Phys., 51, 715
- de Jong, R. S. 1996, A&A, 313, 45
- del Burgo, C. 2000, Ph.D. thesis, Universidad de La Laguna
- del Burgo, C., Mediavilla, E., & Arribas, S. 2000, ApJ, 540, 741
- del Burgo, C., Peletier, R. F., Vazdekis, A., Arribas, S., & Mediavilla, E. 2001, MNRAS, 321, 227
- Dickinson, M. E. e. a. 2002, HST NICMOS Data Handbook v. 5.0 (ed. B. Mobasher, Baltimore, STScI)
- Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 1995, ApJ, 455, 468
- Downes, D., & Solomon, P. M. 1998, ApJ, 507, 615
- Dubbeldam, M., Content, R., Allington-Smith, J. R., Pokrovski, S., & Robertson, D. J. 2000, in Proc. SPIE Vol. 4008, p. 1181-1192, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds., Vol. 4008, 1181
- Duc, P.-A., Brinks, E., Springel, V., Pichardo, B., Weilbacher, P., & Mirabel, I. F. 2000, AJ, 120, 1238
- Duc, P.-A., & Mirabel, I. F. 1994, A&A, 289, 83
- Duc, P.-A., & Mirabel, I. F. 1998, A&A, 333, 813
- Duc, P.-A., Mirabel, I. F., & Maza, J. 1997, A&AS, 124, 533
- Dunlop, J. S., McLure, R. J., Kukula, M. J., Baum, S. A., O'Dea, C. P., & Hughes, D. H. 2003, MNRAS, 340, 1095
- Eales, S., Lilly, S., Gear, W., Dunne, L., Bond, J. R., Hammer, F., Le Fèvre, O., & Crampton, D. 1999, ApJ, 515, 518
- Eales, S., Lilly, S., Webb, T., Dunne, L., Gear, W., Clements, D., & Yun, M. 2000, AJ, 120, 2244
- Eisenhauer, F., Tecza, M., Mengel, S., Thatte, N. A., Roehle, C., Bickert, K., & Schreiber, J. 2000, in Proc. SPIE Vol. 4008, p. 289-297, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds., Vol. 4008, 289
- Elias, J. H., et al. 1998, in Proc. SPIE Vol. 3354, p. 555-565, Infrared Astronomical Instrumentation, Albert M. Fowler; Ed., 555

- Elmegreen, B. G., & Efremov, Y.Ñ. 1997, *ApJ*, 480, 235
- Elmegreen, B. G., Kaufman, M., & Thomasson, M. 1993, *ApJ*, 412, 90
- English, J., & Freeman, K. C. 2003, *AJ*, 125, 1124
- Erb, D. K., Shapley, A. E., Steidel, C. C., Pettini, M., Adelberger, K. L., Hunt, M. P., Moorwood, A. F. M., & Cuby, J. 2003, *ApJ*, 591, 101
- Evans, A. S., Mazzarella, J. M., Surace, J. A., & Sanders, D. B. 2002, *ApJ*, 580, 749
- Evans, A. S., Surace, J. A., & Mazzarella, J. M. 2000, *ApJ*, 529, L85
- Fabian, A. C., Arnaud, K. A., Nulsen, P. E. J., & Mushotzky, R. F. 1986, *ApJ*, 305, 9
- Farrah, D., Afonso, J., Efstathiou, A., Rowan-Robinson, M., Fox, M., & Clements, D. 2003, *MNRAS*, 343, 585
- Farrah, D., et al. 2001, *MNRAS*, 326, 1333
- Filippenko, A. V. 1996, in *ASP Conf. Ser. 103: The Physics of Liners in View of Recent Observations*, 17
- Filippenko, A. V., & Terlevich, R. 1992, *ApJ*, 397, L79
- Fitte, C., & Adam, G. 1994, *A&A*, 282, 11
- Fixsen, D. J., Dwek, E., Mather, J. C., Bennett, C. L., & Shafer, R. A. 1998, *ApJ*, 508, 123
- Fosbury, R. A. E., & Wall, J. V. 1979, *MNRAS*, 189, 79
- Fox, M. J., et al. 2002, *MNRAS*, 331, 839
- Franceschini, A., et al. 2003, *MNRAS*, 343, 1181
- García, A. A., Rasilla, J. L., Arribas, S., & Mediavilla, E. 1994, in *Proc. SPIE Vol. 2198*, p. 75-86, *Instrumentation in Astronomy VIII*, David L. Crawford; Eric R. Craine; Eds., Vol. 2198, 75
- García-Lorenzo, B., Arribas, S., & Mediavilla, E. 2001, *A&A*, 378, 787
- Garrido, O., Marcelin, M., Amram, P., & Boissin, O. 2003, *A&A*, 399, 51
- Garrido, O., Marcelin, M., Amram, P., & Boulesteix, J. 2002, *A&A*, 387, 821
- Gear, W. K., Lilly, S. J., Stevens, J. A., Clements, D. L., Webb, T. M., Eales, S. A., & Dunne, L. 2000, *MNRAS*, 316, L51
- Gebhardt, K., et al. 2000, *ApJ*, 539, L13
- Genzel, R., & Cesarsky, C. J. 2000, *ARA&A*, 38, 761
- Genzel, R., et al. 1998, *ApJ*, 498, 579
- Genzel, R., Tacconi, L. J., Rigopoulou, D., Lutz, D., & Tecza, M. 2001, *ApJ*, 563, 527
- Goldader, J. D., Joseph, R. D., Doyon, R., & Sanders, D. B. 1995, *ApJ*, 444, 97
- Goldader, J. D., Meurer, G., Heckman, T. M., Seibert, M., Sanders, D. B., Calzetti, D., & Steidel, C. C. 2002, *ApJ*, 568, 651

- Haynes, R., Doel, A. P., Content, R., Allington-Smith, J. R., & Lee, D. 1998, in Proc. SPIE Vol. 3355, p. 788-797, Optical Astronomical Instrumentation, Sandro D'Odorico; Ed., Vol. 3355, 788
- Heckman, T. M. 1980, A&A, 87, 152
- Heckman, T. M. 1981, ApJ, 250, L59
- Heckman, T. M., Armus, L., & Miley, G. K. 1990, ApJS, 74, 833
- Heckman, T. M., Baum, S. A., van Breugel, W. J. M., & McCarthy, P. 1989, ApJ, 338, 48
- Hernquist, L. 1992, ApJ, 400, 460
- Hernquist, L. 1993, ApJ, 409, 548
- Hibbard, J. E., van der Hulst, J. M., Barnes, J. E., & Rich, R. M. 2001, AJ, 122, 2969
- Hibbard, J. E., & van Gorkom, J. H. 1996, AJ, 111, 655
- Ho, L. C., et al. 2001, ApJ, 549, L51
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. W. 1993, ApJ, 417, 63
- Holland, W. S., et al. 1999, MNRAS, 303, 659
- Hughes, D., et al. 1998, "Nature", 394, 241
- Hunsberger, S. D., Charlton, J. C., & Zaritsky, D. 1996, ApJ, 462, 50
- Iglesias-Páramo, J., & Vílchez, J. M. 2001, ApJ, 550, 204
- Iwasawa, K. 1999, MNRAS, 302, 96
- Johnstone, R. M., Fabian, A. C., & Nulsen, P. E. J. 1987, MNRAS, 224, 75
- Joseph, R. D. 1999, Ap&SS, 266, 321
- Joseph, R. D., & Wright, G. S. 1985, MNRAS, 214, 87
- Kaspi, S., Smith, P. S., Netzer, H., Maoz, D., Jannuzi, B. T., & Giveon, U. 2000, ApJ, 533, 631
- Keel, W. C. 1985, AJ, 90, 1449
- Keel, W. C. 1990, AJ, 100, 356
- Kennicutt, R. C., & Chu, Y. 1988, AJ, 95, 720
- Kennicutt, R. C., Roettiger, K. A., Keel, W. C., van der Hulst, J. M., & Hummel, E. 1987, AJ, 93, 1011
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001a, ApJ, 556, 121
- Kewley, L. J., Heisler, C. A., Dopita, M. A., & Lumsden, S. 2001b, ApJS, 132, 37
- Kim, D. ., & Sanders, D. B. 1998, ApJS, 119, 41
- Kim, D.-C. 1995, Ph.D. thesis, University of Hawaii
- Kim, D. C., Sanders, D. B., Veilleux, S., Mazzarella, J. M., & Soifer, B. T. 1995, ApJS, 98, 129

- Kim, D. C., Veilleux, S., & Sanders, D. B. 1998, *ApJ*, 508, 627
- Klaas, U., et al. 2001, *A&A*, 379, 823
- Kobulnicky, H. A., & Koo, D. C. 2000, *ApJ*, 545, 712
- Komossa, S., Burwitz, V., Hasinger, G., Predehl, P., Kaastra, J. S., & Ikebe, Y. 2003, *ApJ*, 582, L15
- Kormendy, J., & Sanders, D. B. 1992, *ApJ*, 390, L53
- Krabbe, A., Colina, L., Thatte, N., & Kroker, H. 1997, *ApJ*, 476, 98
- Lang, K. R. 1999, *Astrophysical formulae* (*Astrophysical formulae / K.R. Lang*. New York : Springer, 1999. (Astronomy and astrophysics library,ISSN0941-7834))
- Lawrence, A., Rowan-Robinson, M., Leech, K., Jones, D. H. P., & Wall, J. V. 1989, *MNRAS*, 240, 329
- Le Fevre, O., et al. 1998, in *Proc. SPIE Vol. 3355*, p. 8-19, *Optical Astronomical Instrumentation*, Sandro D'Odorico; Ed., Vol. 3355, 8
- Leech, K. J., Rowan-Robinson, M., Lawrence, A., & Hughes, J. D. 1994, *MNRAS*, 267, 253
- Lehnert, M. D., & Heckman, T. M. 1996, *ApJ*, 462, 651
- Leitherer, C., et al. 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lemoine-Busserolle, M., Contini, T., Pelló, R., Le Borgne, J.-F., Kneib, J.-P., & Lidman, C. 2003, *A&A*, 397, 839
- Lequeux, J. 1983, *A&A*, 125, 394
- Lilly, S. J., Eales, S. A., Gear, W. K. P., Hammer, F. ., Le Fèvre, O., Crampton, D., Bond, J. R., & Dunne, L. 1999, *ApJ*, 518, 641
- Lutz, D., Spoon, H. W. W., Rigopoulou, D., a. F. M., M., & Genzel, R. 1998, *ApJ*, 505, L103
- Madau, P., Pozzetti, L., & Dickinson, M. 1998, *ApJ*, 498, 106
- Majewski, S. R., Hereld, M., Koo, D. C., Illingworth, G. D., & Heckman, T. M. 1993, *ApJ*, 402, 125
- Malivoir, C., Encrenaz, T., Vanderriest, C., Lemonnier, J. P., & Kohl-Moreira, J. L. 1990, *Icarus*, 87, 412
- Marlowe, A. T., Meurer, G. R., Heckman, T. M., & Schommer, R. 1997, *ApJS*, 112, 285
- Martin, P., Pinet, P. C., Bacon, R., & Rousset, A. 1994, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, Vol. 25, 837
- Mateo, M. L. 1998, *ARA&A*, 36, 435
- Mazzarella, J. M., Soifer, B. T., Graham, J. R., Neugebauer, G., Matthews, K., & Gaume, R. A. 1991, *AJ*, 102, 1241
- McCradly, N., Gilbert, A. M., & Graham, J. R. 2003, *ApJ*, 596, 240
- McGaugh, S. S., Schombert, J. M., Bothun, G. D., & de Blok, W. J. G. 2000, *ApJ*, 533, L99

- Mediavilla, E., & Arribas, S. 1993, *Nature*, 365, 420
- Mediavilla, E., et al. 1998, *ApJ*, 503, L27
- Mediavilla, E., Arribas, S., & Rasilla, J. L. 1992, *ApJ*, 396, 517
- Melnick, J., & Mirabel, I. F. 1990, *A&A*, 231, L19
- Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Amram, P., Balkowski, C., & Bolte, M. 2001, *AJ*, 121, 2524
- Merritt, D., & Ferrarese, L. 2001, *ApJ*, 547, 140
- Mihalas, D., & Binney, J. 1981, *Galactic astronomy: Structure and kinematics* /2nd edition/ (San Francisco, CA, W. H. Freeman and Co., 1981. 608 p.)
- Mihos, J. C., & Bothun, G. D. 1998, *ApJ*, 500, 619
- Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1994, *ApJ*, 431, L9
- Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 464, 641
- Miller, J. S., & Mathews, W. G. 1972, *ApJ*, 172, 593
- Mirabel, I. F., Dottori, H., & Lutz, D. 1992, *A&A*, 256, L19
- Mirabel, I. F., Lutz, D., & Maza, J. 1991, *A&A*, 243, 367
- Monreal-Ibero, A., Arribas, S., & Colina, L. 2004, en preparación
- Moshir, M., et al. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 2156, 0
- Murphy, T. W., Armus, L., Matthews, K., Soifer, B. T., Mazzarella, J. M., Shupe, D. L., Strauss, M. A., & Neugebauer, G. 1996, *AJ*, 111, 1025
- Murphy, T. W., Soifer, B. T., Matthews, K., & Armus, L. 2001a, *ApJ*, 559, 201
- Murphy, T. W., Soifer, B. T., Matthews, K., Armus, L., & Kiger, J. R. 2001b, *AJ*, 121, 97
- Murphy, T. W., Soifer, B. T., Matthews, K., Kiger, J. R., & Armus, L. 1999, *ApJ*, 525, L85
- Murray, G. J., Allington-Smith, J. R., Content, R., Dodsworth, G.Ñ., Dunlop, C.Ñ., Haynes, R., Sharples, R. M., & Webster, J. 2000, in *Proc. SPIE Vol. 4008*, p. 611-622, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds., Vol. 4008, 611
- Nakajima, T., Kawara, K., Nishida, M., & Gregory, B. 1991, *ApJ*, 373, 452
- Neugebauer, G., Green, R. F., Matthews, K., Schmidt, M., Soifer, B. T., & Bennett, J. 1987, *ApJS*, 63, 615
- Origlia, L., & Leitherer, C. 2000, *AJ*, 119, 2018
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (University Science Books)
- Peletier, R. F., Vazdekis, A., Arribas, S., del Burgo, C., García-Lorenzo, B., Gutiérrez, C., Mediavilla, E., & Prada, F. 1999, *MNRAS*, 310, 863
- Phillips, M. M. 1981, *MNRAS*, 197, 659

- Planesas, P., Colina, L., & Perez-Olea, D. 1997, *A&A*, 325, 81
- Prieto, E., Le Fevre, O., Saisse, M., Voet, C., & Bonneville, C. 2000, in *Proc. SPIE Vol. 4008*, p. 510-521, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds., Vol. 4008, 510
- Puget, J.-L., Abergel, A., Bernard, J.-P., Boulanger, F., Burton, W. B., Desert, F.-X., & Hartmann, D. 1996, *A&A*, 308, L5
- Rando, N., et al. 2000, in *Proc. SPIE Vol. 4008*, p. 646-656, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds., Vol. 4008, 646
- Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rigopoulou, D., Lawrence, A., & Rowan-Robinson, M. 1996, *MNRAS*, 278, 1049
- Rigopoulou, D., Spoon, H. W. W., Genzel, R., Lutz, D., Moorwood, A. F. M., & Tran, Q. D. 1999, *AJ*, 118, 2625
- Rogstad, D. H., Lockart, I. A., & Wright, M. C. H. 1974, *ApJ*, 193, 309
- Rozas, M., Relaño, M., Zurita, A., & Beckman, J. E. 2002, *A&A*, 386, 42
- Sakamoto, K., Scoville, N. Z., Yun, M. S., Crosas, M., Genzel, R., & Tacconi, L. J. 1999, *ApJ*, 514, 68
- Sanders, D. B. 1999, *Ap&SS*, 266, 331
- Sanders, D. B., & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
- Sanders, D. B., Scoville, N. Z., Young, J. S., Soifer, B. T., Schloerb, F. P., Rice, W. L., & Danielson, G. E. 1986, *ApJ*, 305, L45
- Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., Neugebauer, G., & Matthews, K. 1988a, *ApJ*, 328, L35
- Sanders, D. B., Soifer, J., Madore, B., Matthews, K., Neugebauer, G., & Scoville, N. Z. 1988b, *ApJ*, 325, 74
- Schulz, H., & Fritsch, C. 1994, *A&A*, 291, 713
- Scott, S. E., et al. 2002, *MNRAS*, 331, 817
- Scoville, N. Z., et al. 2000, *AJ*, 119, 991
- Scoville, N. Z., Yun, M. S., & Bryant, P. M. 1997, *ApJ*, 484, 702
- Shaya, E. J., Dowling, D. M., Currie, D. G., Faber, S. M., & Groth, E. J. 1994, *AJ*, 107, 1675
- Shields, J. C. 1992, *ApJ*, 399, L27
- Shioya, Y., Taniguchi, Y., & Trentham, N. 2001, *MNRAS*, 321, 11
- Smail, I., Ivison, R. J., & Blain, A. W. 1997, *ApJ*, 490, L5
- Smith, H. E., Lonsdale, C. J., & Lonsdale, C. J. 1998, *ApJ*, 492, 137
- Soifer, B., Sanders, D. B., Madore, B., Neugebauer, G., Danielson, G. E., H., E. J., Lonsdale, C. J., & Rice, W. L. 1987, *ApJ*, 320, 238

- Soifer, B. T., et al. 2000, *AJ*, 119, 509
- Solomon, P. M., Downes, D., & Radford, S. J. E. 1992, *ApJ*, 387, L55
- Solomon, P. M., Downes, D., Radford, S. J. E., & Barrett, J. W. 1997, *ApJ*, 478, 144
- Solomon, P. M., & Sage, L. J. 1988, *ApJ*, 334, 613
- Spitzer, L. 1987, *Dynamical evolution of globular clusters* (Princeton, NJ, Princeton University Press, 1987, 191 p.)
- Stanford, S. A., & Bushouse, H. A. 1991, *ApJ*, 371, 92
- Strauss, M. A., Huchra, J. P., Davis, M., Yahil, A., Fisher, K. B., & Tonry, J. 1992, *ApJS*, 83, 29
- Surace, J. A., & Sanders, D. B. 1999, *ApJ*, 512, 162
- Surace, J. A., & Sanders, D. B. 2000, *AJ*, 120, 604
- Surace, J. A., Sanders, D. B., & Evans, A. S. 2000, *ApJ*, 529, 170
- Surace, J. A., Sanders, D. B., & Evans, A. S. 2001, *AJ*, 122, 2791
- Surace, J. A., Sanders, D. B., & Vacca, W. D. 1998, *ApJ*, 492, 116
- Tacconi, L. J., Genzel, R., Lutz, D., Rigopoulou, D., Baker, A. J., Iserlohe, C., & Tecza, M. 2002, *ApJ*, 580, 73
- Tacconi, L. J., Genzel, R., Tecza, M., Gallimore, J. F., Downes, D., & Scoville, N. Z. 1999, *ApJ*, 524, 732
- Taniguchi, Y., Ikeuchi, S., & Shioya, Y. 1999, *ApJ*, 514, L9
- Taniguchi, Y., Ohya, Y., & Nishiura, S. 1999, *ApJ*, 514, 660
- Tecza, M., Thatte, N. A., Eisenhauer, F., Mengel, S., Roehrle, C., & Bickert, K. 2000, in *Proc. SPIE Vol. 4008, p. 1344-1350, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds., Vol. 4008, 1344
- Temporin, S., Weinberger, R., Galaz, G., & Kerber, F. 2003, *ApJ*, 587, 660
- Terlevich, E., Diaz, A. I., Terlevich, R., Gonzalez-Delgado, R. M., Perez, E., & Garcia Vargas, M. L. 1996, *MNRAS*, 279, 1219
- Terlevich, R., & Melnick, J. 1981, *MNRAS*, 195, 839
- Terlevich, R., & Melnick, J. 1985, *MNRAS*, 213, 841
- Thatte, N. A., et al. 1998, in *Proc. SPIE Vol. 3353, p. 704-715, Adaptive Optical System Technologies*, Domenico Bonaccini; Robert K. Tyson; Eds., Vol. 3353, 704
- Toomre, A., & Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623
- Trentham, N. 1997, *A&A*, 321, 81
- Trentham, N., Kormendy, J., & Sanders, D. B. 1999, *AJ*, 117, 2152
- van den Bergh, S. 1990, in *Dynamics and Interactions of Galaxies*, 492
- Vanderriest, C., & Lemonnier, J.-P. 1988, "Instrumentation for ground-based Astronomy" (IX<sup>th</sup> Santa-Cruz workshop) ("Springer-Verlag"), 304

- Veilleux, S., Kim, D. ., Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., & Soifer, B. T. 1995, ApJS, 98, 171
- Veilleux, S., Kim, D.-C., & Sanders, D. B. 1999a, ApJ, 522, 139
- Veilleux, S., Kim, D.-C., & Sanders, D. B. 1999b, ApJ, 522, 113
- Veilleux, S., Kim, D.-C., & Sanders, D. B. 2002, ApJS, 143, 315
- Veilleux, S., & Osterbrock, D. E. 1987, ApJS, 63, 295
- Weilbacher, P. M., Duc, P.-A., & Fritze-v. Alvensleben, U. 2003, A&A, 397, 545
- Weilbacher, P. M., Fritze-v. Alvensleben, U., Duc, P., & Fricke, K. J. 2002, ApJ, 579, L79
- Weitzel, L., Krabbe, A., Kroker, H., Thatte, N., Tacconi-Garman, L. E., Cameron, M., & Genzel, R. 1996, A&AS, 119, 531
- Whitmore, B. C., Zhang, Q., Leitherer, C., Fall, S. M., Schweizer, F., & Miller, B. W. 1999, AJ, 118, 1551
- Wills, B. J., Brotherton, M. S., Fang, D., Steidel, C. C., & Sargent, W. L. W. 1993, ApJ, 415, 563
- Wilman, R. J., Crawford, C. S., & Abraham, R. G. 1999, MNRAS, 309, 229
- Witt, A.Ñ., & Gordon, K. D. 2000, ApJ, 528, 799
- Witt, A.Ñ., Thronson, H. A., & Capuano, J. M. 1992, ApJ, 393, 611
- Wright, G. S., James, P. A., Joseph, R. D., & McLean, I. S. 1990, Nature, 344, 417
- Xia, X. Y., Xue, S. J., Mao, S., Boller, T., Deng, Z. G., & Wu, H. 2002, ApJ, 564, 196
- Yun, M. S., Reddy, N. A., & Condon, J. J. 2001, ApJ, 554, 803
- Yun, M. S., Reddy, N. A., Scoville, N. Z., Frayer, D. T., Robson, E. I., & Tilanus, R. P. J. 2004, ApJ, 601, 723
- Zhang, Q., Fall, S. M., & Whitmore, B. C. 2001, ApJ, 561, 727
- Zhenlong, Z., Xiaoyang, X., Zugan, D., & Hongjun, S. 1991, MNRAS, 252, 593
- Zwicky, F. 1956, .Ergeb. Exakt. Naturwiss", 29, 344