

DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

*Galaxias Ultraluminosas en el Infrarrojo:
la Conexión AGN-Starburst*

Memoria que presenta
D. Antonio Hernán Caballero
para optar al grado de
Doctor en Ciencias Físicas.

INSTITUTO D ASTROFISICA D CANARIAS
julio de 2008

El Dr. D. Ismael Pérez Fournon, como director de la Tesis de Doctorado que presenta el estudiante de Tercer Ciclo del Departamento de Astrofísica de la Universidad de La Laguna D. Antonio Hernán Caballero, titulada *Galaxias Ultraluminosas en el Infrarrojo: La Conexión AGN-Starburst*,

AUTORIZO:

la presentación del trabajo de D. Antonio Hernán Caballero, realizado bajo mi supervisión, para que sea defendido en sesión pública ante el tribunal correspondiente, tal como establece el R.D. 778/1998.

Dr. D. Ismael Pérez Fournon

Fdo. el director de la Tesis de Doctorado
La Laguna, a 21 de julio de 2008

Sorprenderse, extrañarse, es comenzar a entender.
— José Ortega y Gasset (1883-1955)

Agradecimientos

Este trabajo no habría sido posible sin el apoyo material, intelectual y moral de muchas personas e instituciones, a las que estoy profundamente agradecido.

Quisiera destacar mi agradecimiento al Instituto de Astrofísica de Canarias por la beca y posterior contrato de Astrofísico Residente, así como por los enormes recursos materiales y humanos que ha puesto a mi disposición.

A NASA, el JPL y la Universidad de Cornell, por el desarrollo, lanzamiento y operación del satélite Spitzer y el espectrógrafo IRS, con los que se obtuvieron los espectros en los que está basada esta tesis.

A la colaboración SWIRE, por su excelente trabajo con los datos de IRAC/MIPS y por las instructivas y divertidas reuniones anuales; y especialmente a su I.P., la Dra. Carol J. Lonsdale, por su fantástico desempeño como coordinadora del grupo.

A mi director de tesis, Dr. Ismael Pérez Fournon, por su interés y dedicación sinceros, con buen humor y optimismo inquebrantables; por confiar en mí más que yo mismo y por permitirme acaparar durante tanto tiempo un material tan valioso.

A la revisora interna del IAC, Dra. Ana María Pérez García, por sus acertados comentarios y su paciencia con las referencias, que han hecho que la tesis sea mucho menos ilegible.

A la Dra. Evanthia Hatziminaoglou, por los buenos consejos y sugerencias durante todos estos años.

A mis padres, por ejercer como tales con tanta dedicación, y por los prismáticos y las noches de verano al raso que despertaron mi interés por la Astronomía.

A Benjamín, por catalizar la transformación de una simple afición en una verdadera pasión.

A Miguel Ángel, que siempre tuvo muy claro el camino y me llevó de la mano en los tramos difíciles.

A Alejandro y Fran, compañeros fieles de juergas y fatigas, sobre todo fatigas.

A los amigos que estaban geográficamente lejos (Alicia, Javi, Luis, María, Mar, Vanessa) y los que estaban cerca (Alejandra, Jorge, Pedro, Ruyman), por mantener alta la moral.

A Juampe, por su perspectiva realista de la vida, que me ayuda a poner de vez en cuando los pies en la tierra.

Y a Paco, por apremiarme para que terminara y comprender que me extendiese, y por su apoyo incondicional sin el que no habría podido llegar hasta el final.

Resumen

En este trabajo estudiamos una muestra de galaxias infrarrojas luminosas y ultraluminosas a desplazamientos al rojo (z) entre 0.5 y 3, seleccionadas en el infrarrojo medio y para las que disponemos de espectroscopía infrarroja obtenida con el instrumento IRS a bordo del telescopio espacial infrarrojo Spitzer, además de fotometría en óptico e infrarrojo cercano, medio y lejano. Aproximadamente la mitad de la muestra son cuásares brillantes en el óptico, mientras que el resto son AGNs oscurecidos y galaxias starburst.

Los desplazamientos al rojo se obtuvieron a partir de espectroscopía óptica, z fotométricos y la espectroscopía infrarroja de IRS. Las estimaciones de z a partir del espectro IRS son robustas en objetos oscurecidos o con formación estelar importante, por lo que supone un complemento ideal a la espectroscopía óptica. Medimos una serie de parámetros a partir de la fotometría y los espectros IRS de estos objetos, que nos permiten identificar la naturaleza de cada uno utilizando como referencia una muestra de galaxias starburst, galaxias ultraluminosas infrarrojas (ULIRGs) y AGNs del universo local ampliamente estudiadas; para ello utilizamos los diagramas de diagnóstico en el infrarrojo medio habituales en la literatura reciente, así como otros nuevos que proponemos.

Podemos distinguir en la muestra tres tipos de objeto: AGNs no oscurecidos, identificables con los cuásares (tipo 1) en el óptico, AGNs oscurecidos (tipo 2) y starbursts. Las galaxias starburst son las menos numerosas (1/7 de la muestra), y se concentran a $z \sim 0.8$. Tienen intensas bandas de hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs) y un continuo débil en el infrarrojo medio pero intenso en el infrarrojo lejano, con bandas de absorción de silicatos poco profundas. Son más parecidas a las galaxias starburst menos luminosas que a las ULIRGs locales de luminosidad comparable. Los cuásares se distribuyen entre $z \sim 0.5$ y 3, y muestran un continuo intenso y uniforme, generalmente con emisión débil de silicatos y bandas de PAHs muy débiles que se traducen, sin embargo, en una tasa de formación estelar promedio alta en comparación con lo habitual en cuásares a z bajo, pero inferior a la observada en cuásares a $z \sim 2$ seleccionados en milimétricas. Los AGNs oscurecidos se concentran a $z \sim 1-2$ y muestran un continuo con forma de ley de potencias a $\lambda < 7 \mu\text{m}$ con mayor pendiente que en los cuásares, y generalmente silicatos en absorción. Las bandas de PAHs son relativamente intensas y delatan formación estelar unas 6 veces más intensa que en los cuásares de la muestra.

Las propiedades encontradas en los AGNs y starbursts son consistentes con las observadas en otras muestras de ULIRGs a z alto, y sugieren diferencias importantes con los objetos del universo local: las ULIRGs starburst son más parecidas a starbursts locales de menor luminosidad que a las ULIRGs cercanas, lo que puede deberse a brotes de formación estelar más extensos y ricos en gas, mientras que los cuásares a z alto tienen mayores tasas de formación estelar que a z bajo, pero aun así no mantienen la relación entre luminosidad del starburst y del AGN que se observa en las galaxias Seyfert locales.

Las discrepancias encontradas en otras muestras entre la absorción en rayos X e infrarrojo medio, la escasa variación de la relación entre la luminosidad en rayos X y en el infrarrojo medio entre objetos de tipo 1 y 2, y la medida de tasas de formación estelar sensiblemente mayores en los objetos de tipo 2 dificultan la descripción de los AGNs en el marco del Modelo Unificado, favoreciendo en su lugar una interpretación evolutiva: en el proceso de interacción entre galaxias, primero se originaría una fase starburst en la región nuclear, en cuyo interior se activa un AGN embebido (tipo 2). Posteriormente, la mayor parte del gas y polvo es acretao por el agujero negro, aumentando la luminosidad del AGN, y el resto es expulsado por los vientos del AGN o las supernovas, dejando un AGN expuesto (tipo 1) mientras la formación estelar disminuye o desaparece.

Summary

In this work we review a sample of infrared-luminous galaxies at redshift $0.5 < z < 3$ selected in the mid-infrared for which we have obtained infrared spectra from the IRS spectrograph onboard Spitzer. In addition, there is optical and near-, mid- and far-infrared photometry available. Roughly half of the sources in the sample are optically bright quasars, while the other half are obscured AGN and starbursts.

Redshifts were measured from the optical spectra, optical and near-infrared photometry and mid-infrared spectra. Redshift measurements from the IRS spectra turn out to be reliable in obscured and/or star-forming sources, thus becoming an ideal complement to optical spectroscopy. We calculate a series of parameters from the photometry and IRS spectra of these sources, that allow us to identify the nature of each of them by taking as a comparison a sample of thoroughly studied starbursts, ULIRGs and AGN in the local universe. To this aim, we use some widely known mid-infrared diagnostic diagrams as well as some others from our own.

We recognize three types of sources in the sample: unobscured AGN, which correspond to optical quasars (type 1), obscured AGN (type 2) and starbursts. Starburst galaxies are the smallest population in the sample (1/7 of total) and concentrate at redshift ~ 0.8 . They are characterized by strong polycyclic aromatic hydrocarbon (PAH) emission features and a weak but steep continuum in the mid-infrared, with shallow silicate absorption bands. They are not as similar to local ULIRGs as to less luminous nearby starburst galaxies. Quasars spread over the whole $0.5 < z < 3$ range and show a strong and smooth continuum, usually with weak silicate emission and very faint PAH features on top of it. The estimated star formation rate from PAH features is higher than that of local quasars, but lower than the rate observed in $z \sim 2$ submm-selected quasars. The obscured AGN concentrate around $z \sim 1-2$, and show a power-law continuum at $\lambda < 7 \mu\text{m}$ steeper than that of quasars, with silicates in absorption in most cases. The PAH features are relatively strong and suggest star formation rates 6 times higher than those of the quasars in the sample.

The observed properties of starbursts and AGN are consistent with those found in other high- z samples, and suggest some bold differences with sources in the local universe: starburst ULIRGs are more similar to lower luminosity starbursts than local ULIRGs, perhaps due to more extended star formation in unusually gas-rich regions; quasars at high redshift

show higher star formation rates than their local counterparts, but the ratio between the luminosities of the starburst and AGN observed in local Seyferts seems to saturate at high z .

Interpretation of the properties of the AGN in the frame of the Unified Model is hindered by discrepancies found in other samples regarding the X-ray and mid-infrared obscuration measurements, the weak dependency of the ratio between X-ray and mid-infrared luminosity on the AGN type, and the bias towards of higher star formation rates in type 2 AGN. These findings favour instead an evolutive frame in which a nuclear starburst would develop first as a phase of the merger process, with an embedded AGN (type 2) in its core. Later, most of the gas is accreted by the AGN, increasing its luminosity while the remaining is blown away by the supernovae or AGN winds, unveiling an exposed (type 1) AGN, and the star formation fades out.

Índice

1. Introducción	1
2. El espectro infrarrojo de las galaxias	7
2.1. Emisión de PAHs	9
2.2. Extinción	13
2.3. Estallidos de formación estelar	16
2.4. AGNs: el Modelo Unificado	17
2.5. La conexión AGN-Starburst	21
3. La muestra ELAIS-IRS	23
3.1. Selección de la muestra y observaciones	23
3.2. Fotometría en el óptico e infrarrojo cercano	28
3.3. Fotometría en el infrarrojo medio y lejano (SWIRE)	28
3.4. Información adicional	34
3.5. Muestra de comparación	35
4. Reducción de espectros IRS	39
4.1. El espectrógrafo IRS	39
4.2. Reducción BCD	41
4.3. Reducción Post-BCD	43
4.4. Extracción y calibración	45
5. Estimación de desplazamientos al rojo	51
5.1. z espectroscópicos	52
5.2. z fotométricos	52
5.3. z a partir de bandas de PAHs	54
5.4. z por correlación de espectros IRS	56
5.5. Mejor z , clasificación por calidades	62
5.6. Distribución en z de la muestra ELAIS-IRS	63
6. Parámetros observacionales en el infrarrojo medio	67
6.1. Flujos y Luminosidades del continuo	67
6.2. Descomposición Espectral	72
6.3. Intensidad de PAHs y extinción	75

7. Infrarrojo lejano, Luminosidad infrarroja	85
7.1. Catálogo de SEDs patrón	86
7.2. Ajuste de la SED infrarroja	89
7.3. Incertidumbres en la Luminosidad infrarroja	91
7.4. Luminosidad infrarroja de la muestra ELAIS-IRS	98
7.5. Tasas de Formacion Estelar	102
8. Diagramas de diagnóstico	107
8.1. Diagrama de Laurent	108
8.2. Diagrama de Peeters	110
8.3. Diagrama de la descomposición espectral	114
8.4. Diagrama de 7.7 μm	116
8.5. Diagrama de Spoon	118
8.6. Diagrama continuo-silicato	120
8.7. Clasificación de las fuentes ELAIS-IRS	122
9. Espectros promedio	127
9.1. AGNs de tipo 1	129
9.2. AGNs de tipo 2	131
9.3. Starbursts	133
10. Otras muestras de ULIRGs a z alto	135
11. Discusión	141
11.1. Las galaxias starburst a alto z	141
11.2. Formación estelar en los AGNs	145
11.3. Geometría de la distribución del polvo	150
11.4. La conexión AGN-Starburst	153
12. Conclusiones	157
A. SEDs ELAIS-IRS	161
B. SEDs de la biblioteca	173
C. Medida de PAHs y continuo	191
D. Clasificación infrarroja de los espectros de la Biblioteca	199
Bibliografía	203

Índice de tablas

3.1. Registro de observaciones con IRS	24
3.2. Fotometría óptica y en el infrarrojo cercano	30
3.3. Fotometría en el infrarrojo medio y lejano	32
3.4. Biblioteca de espectros de referencia	37
4.1. Resumen módulos IRS	41
4.2. Resumen calibración IRS-fotometría	50
5.1. Desplazamientos al rojo espectroscópicos	53
5.2. Desplazamientos al rojo fotométricos	55
5.3. Desplazamientos al rojo ajustando PAHs	55
5.4. Desplazamientos al rojo $zXcorr$	61
5.5. Resumen desplazamientos al rojo	65
6.1. Flujos y luminosidades monocromáticas del continuo	70
6.2. Medida de PAHs y silicatos	82
7.1. Bandas fotométricas utilizadas en el ajuste de la SED	91
7.2. Fotometría utilizada en ajustes de la biblioteca	93
7.3. Distribución de errores en Luminosidad IR de la biblioteca	93
7.4. Flujos en infrarrojo lejano y Luminosidad infrarroja	100
7.5. Medidas recientes de L_{PAH}/L_{IR}	103
7.6. Tasas de Formación Estelar	104
8.1. Criterios de diagnóstico	123
8.2. Resultados del diagnóstico ELAIS-IRS	124
8.3. Evaluación del diagnóstico de la biblioteca	126
11.1. SFR y SFL_{IR} en espectros promedio	147
D.1. Resultados diagnóstico biblioteca	200

Índice de figuras

2.1. Espectros LWS de galaxias en el infrarrojo lejano	8
2.2. Espectros IRS de Galaxias BGS	10
2.3. Regiones HII y PDR en M17	12
2.4. Leyes de extinción en el infrarrojo	14
2.5. Configuraciones de la distribución del polvo	15
3.1. Distribución de z en ELAIS 15 μm	27
3.2. Diagrama $\log(S_{15}/S_r)$ frente a z	29
4.1. Aperturas en el plano focal de Spitzer	40
4.2. Ejemplo de espectros en el módulo <i>Short-Low</i>	43
4.3. Sustracción de cielo <i>nod-nod</i>	44
4.4. Comparación de extracciones con <i>nod-nod</i> y <i>mod-mod</i>	45
4.5. Sustracción de cielo <i>mod-mod</i>	46
4.6. Incertidumbres en f_ν	47
4.7. Calibración de espectros con fotometría a 8, 15 y 24 μm	49
4.8. Residuos de la calibración en flujo	50
5.1. Medida de z en bandas de PAHs	57
5.2. Ejemplo de determinación de zX_{corr}	59
5.3. Comparación de zX_{corr} con z espectroscópico	60
5.4. Criterios de clasificación de z por calidades	63
5.5. Comparación de z fotométrico y zX_{corr}	64
5.6. Histograma de distribución de z	66
6.1. Estimación de flujos a 15 μm en reposo	69
6.2. Leyes de extinción	73
6.3. Componentes para descomposición espectral	74
6.4. Ejemplos de descomposición espectral	75
6.5. Ejemplos de ajuste continuo+PAHs+extinción en ELAIS-IRS	78
6.6. Ejemplos de ajuste continuo+PAHs+extinción en la Biblioteca	79
6.7. Correlación entre $\tau_{9,7}$ y S_{sil}	81
7.1. Espectros patrón para el ajuste de la SED	89

7.2. Correspondencia entre la fotometría en ELAIS-IRS y la Biblioteca	94
7.3. Luminosidad Infrarroja de la Biblioteca	95
7.4. Errores en la medida de L_{IR} de la Biblioteca	96
7.5. Histograma de errores en L_{IR} de la Biblioteca	97
7.6. Histograma de L_{IR} ELAIS-IRS	99
7.7. Histograma de Tasas de Formación Estelar	105
8.1. Diagrama de Laurent de la Biblioteca	109
8.2. Diagrama de Laurent ELAIS-IRS	110
8.3. Diagrama de Peeters	112
8.4. Cociente L_{55}/L_{IR} para los AGNs	113
8.5. Diagrama de la Descomposición Espectral	115
8.6. Diagrama del PAH 7.7 μm	117
8.7. Diagrama de Spoon	119
8.8. Diagrama continuo-silicato	121
9.1. Espectros promedio ELAIS-IRS	128
9.2. Espectro promedio de los AGNs de tipo 1	129
9.3. Espectros promedio de los AGN1 según luminosidad a 5.5 μm	131
9.4. Espectro promedio de los AGNs de tipo 2	132
9.5. Espectro promedio de las galaxias starburst	133
10.1. Diagrama S_{24}/S_8 frente a S_{24}/S_r para muestras de alto z	136
10.2. Distribución de S_{24}/S_r frente a z	137
10.3. Diagrama L- z para muestras de alto z	138
10.4. Límites de detección en misiones infrarrojas	140
11.1. Espectros promedio de starbursts a alto z	142
11.2. Diagrama de Spoon para espectros promedio	143
11.3. Cocientes de flujos en bandas de PAHs	144
11.4. Espectros promedio de AGN1 a z alto	148
11.5. Espectros promedio de AGNs según S_{sil}	151
11.6. Pendiente del continuo frente a S_{sil}	152
11.7. Ejemplos de AGNs oscurecidos	154
11.8. Espectros promedio de AGNs oscurecidos alto- z	155

1

Introducción

Las primeras observaciones infrarrojas de galaxias se llevaron a cabo a finales de la década de 1960 (Low & Kleinmann 1968; Kleinmann & Low 1970a,b), y pronto se descubrió la existencia de una población de galaxias dominadas por la emisión en el infrarrojo (IR) de su región nuclear (Rieke & Low 1972). El descubrimiento de una relación entre la emisión en radio y en el IR (de Jong et al. 1985; Helou et al. 1985), inicialmente sugerida por van der Kruit (1971), llevó a un debate sobre si el origen de la emisión infrarroja era térmico o no térmico (Rees et al. 1969; Burbidge & Stein 1970) con la conclusión de que, en la mayor parte de las galaxias, la emisión infrarroja procede de la re-emisión por polvo de la radiación estelar (Rieke & Lebofsky 1979). La formación estelar parecía el origen más verosímil de la radiación necesaria para calentar el polvo en galaxias normales o con estallidos de formación estelar (galaxias *starburst*), pero un núcleo galáctico activo (AGN) rodeado de polvo podía ser un modelo plausible para las galaxias Seyfert y los cuásares.

En la década de 1980, el *Infrared Astronomical Satellite* (IRAS) observó casi todo el cielo en cuatro bandas del infrarrojo medio y lejano, centradas a 12, 25, 60 y 100 μm . Esto permitió descubrir galaxias excepcionalmente luminosas en el IR en comparación con su emisión óptica, a las que se denominó *Luminous Infrared Galaxies* (LIRGs) si su luminosidad infrarroja integrada entre 8 y 1000 μm (L_{IR}) estaba entre 10^{11} y 10^{12} veces la luminosidad solar (L_{\odot}), o *Ultra-luminous Infrared Galaxies* (ULIRGs) si era mayor que $10^{12} L_{\odot}$. Algunos autores añaden la categoría *Hyper-luminous Infrared Galaxies* (HLIRGs o HyLIRGs) para las galaxias que superan $10^{13} L_{\odot}$, pero nosotros mantendremos la definición más frecuente de ULIRG: $L_{IR} > 10^{12} L_{\odot}$ (e.g. Soifer et al. 1987; Sanders & Mirabel 1996).

Los primeros cartografiados de imagen de galaxias en el infrarrojo mostraron un amplio rango de luminosidades (desde $< 10^9$ hasta $\sim 10^{12} L_{\odot}$) y revelaron una curiosa tendencia (Soifer et al. 1984; Rieke & Lebofsky 1986): las fuentes con $L_{IR} < 10^9 L_{\odot}$ son principalmente galaxias elípticas y de tipo S0, con pocas espirales. Sin embargo, la proporción de espirales aumenta rápidamente con L_{IR} , y la mayoría de las galaxias en el rango $10^{10} L_{\odot} < L_{IR} < 10^{11} L_{\odot}$ son de tipo Sb o Sc. Las galaxias por encima de $L_{IR} = 10^{11} L_{\odot}$ siguen siendo principalmente espirales, pero con una fracción creciente de objetos implica-

dos en interacciones, o que presentan signos de perturbaciones morfológicas. En los primeros estudios de imagen de ULIRGs se comprobó que la proporción de galaxias en interacción es mucho más alta que en sistemas menos luminosos, con al menos un 70 % de ULIRGs mostrando la morfología esperada de la colisión de dos galaxias espirales (Armus et al. 1987).

Inicialmente, el estudio de las ULIRGs estuvo motivado por su luminosidad extrema, puesto que son objetos raros en el universo local y por tanto no se pensaba que jugaran un papel fundamental en la historia de la evolución de las galaxias. Sin embargo, esta percepción cambió abruptamente cuando se constató que las ULIRGs son mucho más numerosas a alto z . La primera indicación en este sentido vino de un seguimiento espectroscópico de los cartografiados del satélite IRAS (Hacking et al. 1987; Lonsdale et al. 1990; Saunders et al. 1990), que mostró que muchos de estos objetos están a desplazamientos al rojo elevados¹ y confirmó la existencia de una fuerte evolución de la función de luminosidad de las ULIRGs con el desplazamiento al rojo.

A principios de la década de 1990, el *Cosmic Background Explorer* (COBE) descubrió el Fondo Cósmico Infrarrojo (CIB; Puget et al. 1996; Schlegel et al. 1998), que había sido predicho décadas antes (Partridge & Peebles 1967). La intensidad del CIB era sorprendentemente alta, comparable o superior a la emisión óptica integrada de las galaxias del *Hubble Deep Field* (HDF; Hauser et al. 1998). Cuando se comparó con la historia de formación estelar cósmica derivada de los cartografiados ópticos y ultravioleta (Maddau et al. 1996) resultó que el CIB detectado requería una formación estelar al menos un factor 2 superior de lo que se deduce de las observaciones en óptico y ultravioleta, implicando que la mayor parte de la formación estelar en el Universo está oscurecida por polvo.

Con la llegada del *Infrared Space Observatory* (ISO; Kessler et al. 1996) se pudo empezar a resolver el CIB en fuentes individuales en los cartografiados extragalácticos realizados a 7 y 15 μm con ISOCAM y a 90 y 170 μm con ISOPHOT, especialmente en el HDF (Oliver et al. 1997; Rowan-Robinson et al. 1997), en el *European Large Area ISO Survey* (ELAIS; Oliver et al. 2000; Rowan-Robinson et al. 2004) y en FIRBACK (Puget et al. 1999; Dole et al. 2001). Las fuentes detectadas a 15 μm daban cuenta de aproximadamente el 80 % del CIB mediante una extrapolación razonable de su distribución espectral de energía (SED) en el IR lejano (Elbaz et al. 2002). El seguimiento espectroscópico de estas fuentes mostró que están a $\langle z \rangle \sim 0.8$ y que su densidad comóvil de luminosidad infrarroja es al menos 40 veces mayor a $z \sim 1$ que en el universo local (Hauser et al. 1998).

Los cartografiados extragalácticos de ISO (Rowan-Robinson et al. 1997; Dole et al. 2001; Verma et al. 2005) y en submilimétricas (Hughes et al. 1998; Eales et al. 2000; Scott et al. 2002; Borys et al. 2003; Mortier et al. 2005), mostraron que hay cientos de ULIRGs por grado cuadrado a $z > 1$. Cartografiados posteriores con Spitzer han mostrado que las ULIRGs contribuyen una fracción creciente de la densidad de energía bolométrica comóvil al aumentar el desplazamiento al rojo, alcanzando niveles comparables a la contribución de galaxias

¹La fuente más lejana descubierta por IRAS, 10214+4724, tiene $z = 2.286$ y su luminosidad aparente de $3 \times 10^{14} L_{\odot}$ la convertía en el objeto más luminoso conocido (Rowan-Robinson et al. 1991) aunque después se descubrió que está amplificada por una lente gravitatoria.

menos luminosas a $z > 1$ (Le Floch et al. 2005; Babbedge et al. 2006; Rowan-Robinson et al. 2008).

ISO también permitió obtener espectroscopía infrarroja para una muestra amplia de ULIRGs cercanas. A partir de los datos de IRAS e ISO, un gran número de estudios mostraron que la luminosidad IR de las ULIRGs procede del procesamiento por polvo de la emisión óptica y ultravioleta de regiones de formación estelar intensa (starbursts) y AGNs (e.g. Sanders & Mirabel 1996; Laurent et al. 2000). Para alimentar estos starbursts o AGNs se requieren grandes concentraciones de gas molecular, y por tanto es común en las ULIRGs el oscurecimiento de la región nuclear debido al gas y al polvo. Este oscurecimiento dificulta la estimación de la contribución relativa del starburst y la actividad AGN a la luminosidad bolométrica de la galaxia. La clasificación óptica (Veilleux et al. 1995; Goldader et al. 1995; Kim et al. 1998) está muy afectada por la extinción, mientras que en radio, aunque no hay extinción, no se obtiene una clasificación clara (Condon et al. 1991, Lonsdale & Smith 1993, Smith & Lonsdale 1998). En la última década, gracias a la espectroscopía en infrarrojo medio (Genzel et al. 1998; Lutz et al. 1998; Rigopoulou et al. 1999; Armus et al. 2007; Imanishi et al. 2007), y observaciones en rayos X (Franceschini et al. 2003; Ptak et al. 2003), se ha ido alcanzando un consenso sobre la naturaleza de las ULIRGs. Las ULIRGs locales son probablemente objetos “compuestos”; la mayoría están alimentados por un starburst, pero una fracción significativa ($\sim 45\%$) también contiene un AGN. Las ULIRGs locales también se asocian casi exclusivamente con pares de galaxias en proceso de fusión (*mergers*; Bushouse et al. 2002; Veilleux et al. 2002) y pueden estar en parte implicadas en la ignición de la actividad AGN (Sanders et al. 1988; Tacconi et al. 2002; Kawakatu et al. 2006; Zauderer et al. 2007).

Las ULIRGs distantes parecen ser similares a sus contrapartidas de bajo z : están alimentadas tanto por starbursts como por actividad AGN (Smail et al. 2003, 2004; Alexander et al. 2005; Takata et al. 2006; Valiante et al. 2007), y son probablemente *mergers* (Farrah et al. 2002; Chapman et al. 2003; Brigde et al. 2007). La mucha mayor densidad espacial de ULIRGs a alto z en comparación con el universo local implica que juegan un papel cada vez más importante en la evolución de las galaxias conforme aumenta el desplazamiento al rojo. Por ejemplo, su elevada tasa de formación estelar convierte a las ULIRGs distantes en excelentes candidatos para ser las fases de crecimiento rápido de galaxias elípticas masivas (Scott et al. 2002; Rocca-Volmerange et al. 2004; Swinbank et al. 2006). El elevado número de ULIRGs a alto z también trae sus problemas, especialmente para las teorías de formación de estructuras a gran escala. Estas teorías normalmente predicen una agregación jerárquica, en la que los halos con sobredensidad en la distribución de materia oscura sufren sucesivas fusiones para formar halos de cada vez mayor masa, con las galaxias formándose de la materia bariónica contenida en esos halos (Cole et al. 2000; Granato et al. 2000; Hattton et al. 2003). En este escenario, las ULIRGs, como probables antecesores de los sistemas masivos, deberían encontrarse en regiones de sobredensidad de la distribución subyacente de materia oscura, pero las observaciones parecen desmentir este punto (Blain et al. 2004; Farrah et al. 2006). A pesar de esto, la prevalencia de ULIRGs a alto desplazamiento al rojo, y sus elevadísimas tasas de formación estelar inferidas, causa problemas importantes a los modelos, ya que les resulta difícil explicar la concentración de un número suficiente

de bariones en volúmenes suficientemente pequeños, y se ha propuesto una diversidad de soluciones para dar cuenta de esto (van Kampen et al. 1999; Granato et al. 2004; Baugh et al. 2005; Bower et al. 2006). Por todo esto, hay una necesidad imperiosa de obtener un censo eficiente de las ULIRGs a $z > 1$ y una comprensión detallada de la interrelación entre formación estelar y actividad AGN en estos objetos extremos.

La propia naturaleza de las ULIRGs, dominadas por los efectos de la absorción y re-emisión de radiación por el polvo, dificulta su identificación óptica a z alto, y hace muy costosa –cuando no imposible– la obtención de desplazamientos al rojo espectroscópicos. Afortunadamente, el espectro entre 3 y 25 μm en reposo de estos objetos es muy rico en características espectrales, entre las que destacan las bandas de emisión de los hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs) a 3.3, 6.2, 7.7, 8.6, 11.2 y 12.7 μm , la absorción de silicatos a 9.7 μm , un continuo rojo y algunas líneas de especies iónicas o moleculares como [Ar II], [Ne II], [Ne III], H_2 , etc (Houck et al. 2004; Armus et al. 2004; Brandl et al. 2004; Spoon et al. 2004).

Con el lanzamiento del telescopio espacial Spitzer en agosto de 2003 se ha hecho posible la detección y caracterización de ULIRGs hasta $z \sim 3$ (Houck et al. 2004). Los AGNs pueden seleccionarse en cartografiados de imagen mediante sus colores en las bandas de IRAC (Lacy et al. 2004; Stern et al. 2005; Hatziminaoglou et al. 2005) mientras que los objetos dominados por formación estelar y AGNs oscurecidos se pueden aislar por sus índices de color extremos entre óptico y 24 μm (Houck et al. 2004; Yan et al. 2007). La sensibilidad sin precedentes del *InfraRed Spectrograph* (IRS; Houck et al. 2004) a bordo de Spitzer permite caracterizar la emisión en el rango $5 < \lambda < 38 \mu\text{m}$ y determinar desplazamientos al rojo para estas fuentes basándose en su espectro infrarrojo, sin depender de la espectroscopía óptica.

La mayoría de grupos que están estudiando galaxias ultraluminosas a alto z con IRS han seleccionado preferentemente muestras de galaxias muy débiles en el óptico y brillantes en el infrarrojo medio, lo que favorece a los objetos más oscurecidos. En este trabajo, en cambio, analizamos una muestra de ULIRGs con z fotométrico o espectroscópico óptico mayor que 1 seleccionadas en el infrarrojo medio (la muestra ELAIS-IRS), para la que no se impuso un límite inferior en la magnitud óptica de los objetos. Esto favorece la selección de objetos menos oscurecidos, por lo que ofrece una visión complementaria de las ULIRGs a alto z .

Nuestros objetivos son:

- Determinar el origen AGN o starburst de la luminosidad bolométrica de los objetos más luminosos en el universo distante, y compararlos con galaxias de luminosidad similar en el entorno local.
- Desvelar la física del polvo y el gas en las ULIRGs de alto z a partir de las propiedades de la emisión en bandas de PAHs y bandas de absorción de silicatos, utilizando criterios de diagnóstico bien establecidos y calibrados en muestras de galaxias locales.

- Explorar las posibilidades de la espectroscopía de baja resolución en el infrarrojo medio para determinar el desplazamiento al rojo de galaxias a alto z , como complemento o alternativa a la espectroscopía óptica.
- Entender la geometría de la distribución de polvo y sus implicaciones para el Modelo Unificado de los AGNs, así como la conexión entre actividad AGN y formación estelar a z alto.

Este trabajo está estructurado de la siguiente forma:

En el capítulo 2 describimos las características generales del espectro en el infrarrojo medio de las galaxias, los rasgos espectrales más significativos y los procesos físicos que los originan; los relacionamos con la naturaleza de la fuente de energía dominante y la geometría de la distribución de polvo y señalamos sus implicaciones para el Modelo Unificado de los AGNs y la conexión AGN-Starburst.

En §3 describimos la muestra ELAIS-IRS, especificando los criterios utilizados para su selección y presentando los espectros IRS y la fotometría y espectroscopía asociadas.

En §4 detallamos el proceso de reducción y extracción de los espectros IRS, desde la recepción de los datos del satélite hasta su calibración final, y analizamos las incertidumbres que afectan a la calibración fotométrica.

En §5 mostramos los desplazamientos al rojo obtenidos y su procedencia para cada una de las galaxias ELAIS-IRS. Describimos la técnica de la correlación de espectros IRS y sus resultados, y comparamos los desplazamientos al rojo obtenidos mediante espectroscopía óptica, fotometría (z fotométrico) y espectroscopía en el IR medio.

En §6 detallamos el proceso mediante el cual medimos los parámetros en el IR medio que utilizaremos para el análisis de la muestra en los capítulos siguientes, y mostramos los resultados obtenidos.

En §7 describimos el método empleado para estimar la luminosidad infrarroja de la muestra (ajuste de SEDs) y su incertidumbre, y presentamos las distribuciones espectrales de energía utilizadas como modelo. Analizamos la distribución de luminosidad infrarroja de la muestra ELAIS-IRS y calibramos la relación entre luminosidad infrarroja y de los PAHs. Por último, estimamos tasas de formación estelar para los objetos de la muestra a partir de la luminosidad de los PAHs.

En §8 mostramos los diagramas de diagnóstico empleados y los criterios obtenidos a partir de ellos para determinar la naturaleza de las fuentes ELAIS-IRS. Indicamos la clasificación infrarroja obtenida para cada objeto y comparamos con la clasificación óptica.

En §9 obtenemos espectros promedio de las fuentes ELAIS-IRS según su naturaleza, describimos sus características y los comparamos con fuentes similares en el universo local.

En §10 hacemos una revisión de otras muestras de ULIRGs a z alto observadas con IRS, comentando sus propiedades en relación con los criterios de selección utilizados, y haciendo especial hincapié en las diferencias y semejanzas entre sí y con la muestra ELAIS-IRS.

En §11 analizamos los resultados obtenidos desde cuatro puntos de vista: la naturaleza de la formación estelar en las galaxias de alto z , la formación estelar en los AGNs, la geometría de la distribución de polvo en los AGNs y la conexión AGN-Starburst.

Por último, en el capítulo 12 resumimos las conclusiones más importantes que se extraen de este estudio.

2

El espectro infrarrojo de las galaxias

El infrarrojo nos ofrece una imagen completamente diferente, y en cierto modo complementaria, de la que el espectro óptico nos muestra del Universo. Si la emisión óptica de las galaxias está dominada por las estrellas, en el infrarrojo domina la emisión del polvo disperso en el medio interestelar. El polvo da forma al espectro de las galaxias: absorbe la radiación en longitudes de onda cortas y la reemite en el infrarrojo. Se estima que el 30 % o más de la energía emitida por las estrellas es reradiada por el polvo en infrarrojo (Bernstein et al. 2002). El polvo interestelar determina el aspecto de las galaxias, el comportamiento del medio interestelar y el proceso de formación estelar. A nivel global, estos procesos son también responsables de la emisión difusa del CIB.

El espectro en infrarrojo lejano de las galaxias es, principalmente, radiación de cuerpo negro emitida por granos de polvo frío, a temperaturas de algunas decenas de Kelvin, sobre la que se superponen algunas líneas de transiciones prohibidas de especies atómicas. La Figura 2.1 muestra los espectros obtenidos con el *Long Wavelength Spectrometer* (LWS) de ISO para seis galaxias prototípicas.

En el infrarrojo medio el espectro es mucho más complejo, combinándose la emisión de múltiples componentes físicas diferentes, incluyendo:

- Emisión fotosférica de las poblaciones estelares (cola de Rayleigh-Jeans), equivalente a un cuerpo negro con temperatura entre 4000 y 6000 K (Madden et al. 1997; Boselli et al. 1998). Esta emisión es importante en galaxias de tipo temprano y domina el espectro en el IR medio de muchas elípticas, aunque una fracción no despreciable de galaxias elípticas muestra emisión de PAHs y polvo caliente (Knapp & Rupen 1996; Knapp et al. 1996; Madden et al. 1999), así como emisión de fuentes no térmicas.
- Emisión del gas interestelar ionizado: transiciones radiativas prohibidas de iones de Ar, Fe, Mg, Ne, O, S, Si, etc. Las transiciones con alto potencial de excitación se originan en campos de radiación duros, debidos a un AGN o una supernova, mientras que potenciales más bajos son característicos de las regiones HII que rodean a las estrellas jóvenes.

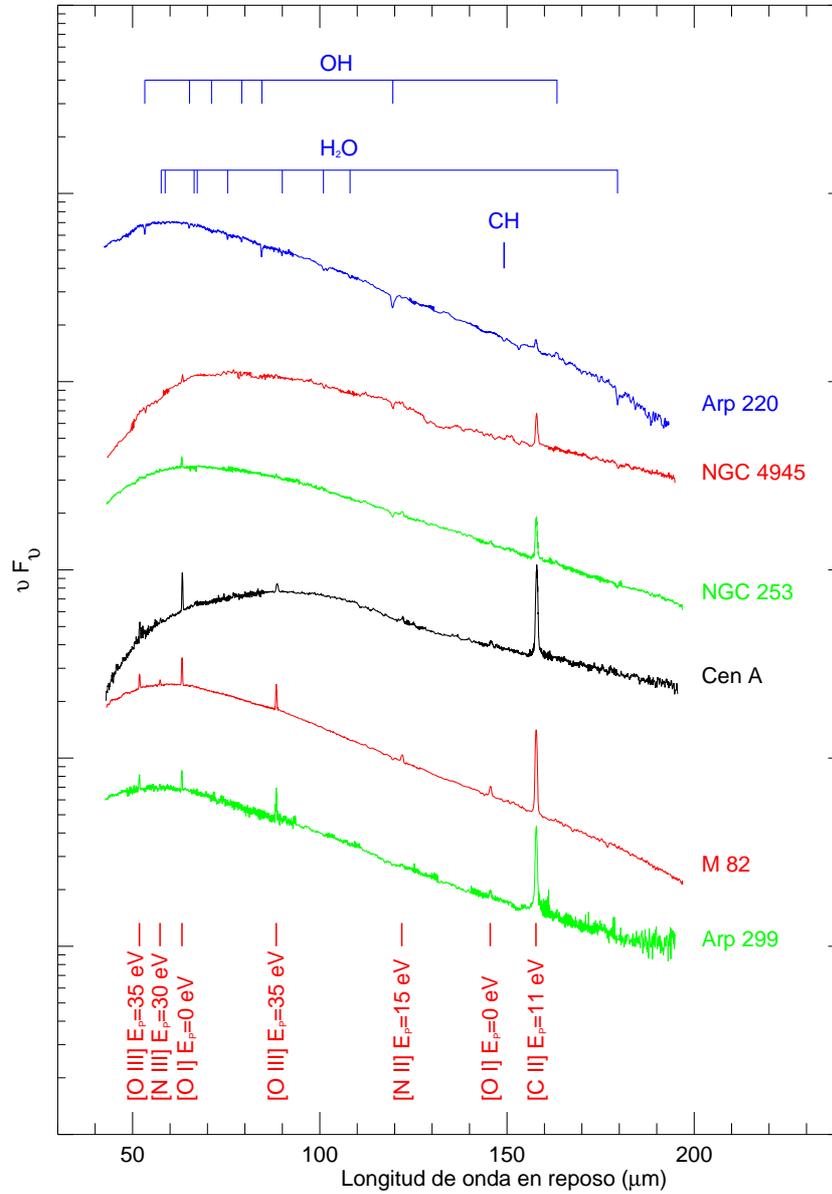


Figura 2.1 Espectro completo obtenido con el instrumento LWS a bordo de ISO de seis galaxias brillantes en el infrarrojo. Los espectros han sido desplazados y ordenados verticalmente según su excitación aparente (fuente: Fischer et al. 1999).

- Emisión del gas molecular; principalmente transiciones rotacionales-vibracionales del H_2 , por lo general débiles.
- Emisión no térmica de fuentes de radio (AGNs, supernovas, másers).
- Continuo térmico debido a partículas de polvo muy pequeñas o *very small grains* (VSGs) a temperaturas de entre ~ 100 y ~ 1000 K, calentadas estocásticamente por la radiación ultravioleta del AGN en el toro o de las estrellas jóvenes en regiones HII.
- Bandas de emisión debidas a moléculas de hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs), de las que hablaremos en profundidad más adelante.

Además, en objetos oscurecidos se encuentran débiles bandas de absorción debidas a hielos de H_2O , CH_4 o HCN y, especialmente importantes, las bandas centradas a ~ 10 y ~ 18 μm debidas a los granos de silicato (cristalino y amorfo). Esta variedad de contribuciones hace que el espectro en el IR medio difiera enormemente de unas galaxias a otras, y que incluso entre las ULIRGs presente una gran diversidad de formas (Figura 2.2).

2.1. Emisión de PAHs

Las “bandas infrarrojas no identificadas” (*Unidentified Infrared Bands*) fueron descubiertas por Gillett et al. (1973) en el espectro de nebulosas planetarias galácticas. Más adelante se propuso a los hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs) como el origen de esas bandas (Leger & Puget 1984; Allamandola et al. 1985), y se las utilizó para explicar el exceso infrarrojo a 12 μm observado por el satélite IRAS en los cirros difusos de la Vía Láctea (Puget et al. 1985). Aunque existe en la actualidad un amplio consenso en que la emisión en las bandas del infrarrojo medio se debe a moléculas de PAHs, sigue habiendo otras interpretaciones consistentes con al menos algunos aspectos de la forma, intensidad y posición de las bandas (véase Li & Draine 2001 y referencias allí citadas). Si bien sólo podemos asegurar que surgen por fluorescencia infrarroja en materiales con enlaces híbridos sp^2 carbono-carbono, adoptaremos la convención de referirnos a ellas como bandas de emisión de PAHs.

Actualmente se conocen decenas de bandas de emisión de PAHs en el espectro IR entre 3 y 20 μm , siendo las más importantes las centradas a 6.2, 7.7, 8.6 y 11.3 μm . La característica de emisión a 6.2 μm se atribuye a un modo de vibración de estiramiento del enlace C-C en hidrocarburos aromáticos (Allamandola et al. 1989). Es relativamente débil en comparación con las otras, pero se puede medir su intensidad con facilidad por estar aislada de otras bandas de PAHs y de la intensa banda de absorción de los silicatos centrada a 9.7 μm ¹. Por esta razón, el PAH de 6.2 μm se ha usado a menudo para medir la intensidad de la emisión PAH en las ULIRGs (Fischer 2000; Spoon et al. 2007).

¹En objetos muy oscurecidos se observa absorción a 6.0 μm debido a hielo de agua y a 6.85 μm por hidrocarburos amorfos (Spoon et al. 2002), pero su impacto es pequeño en comparación con la absorción de los silicatos.

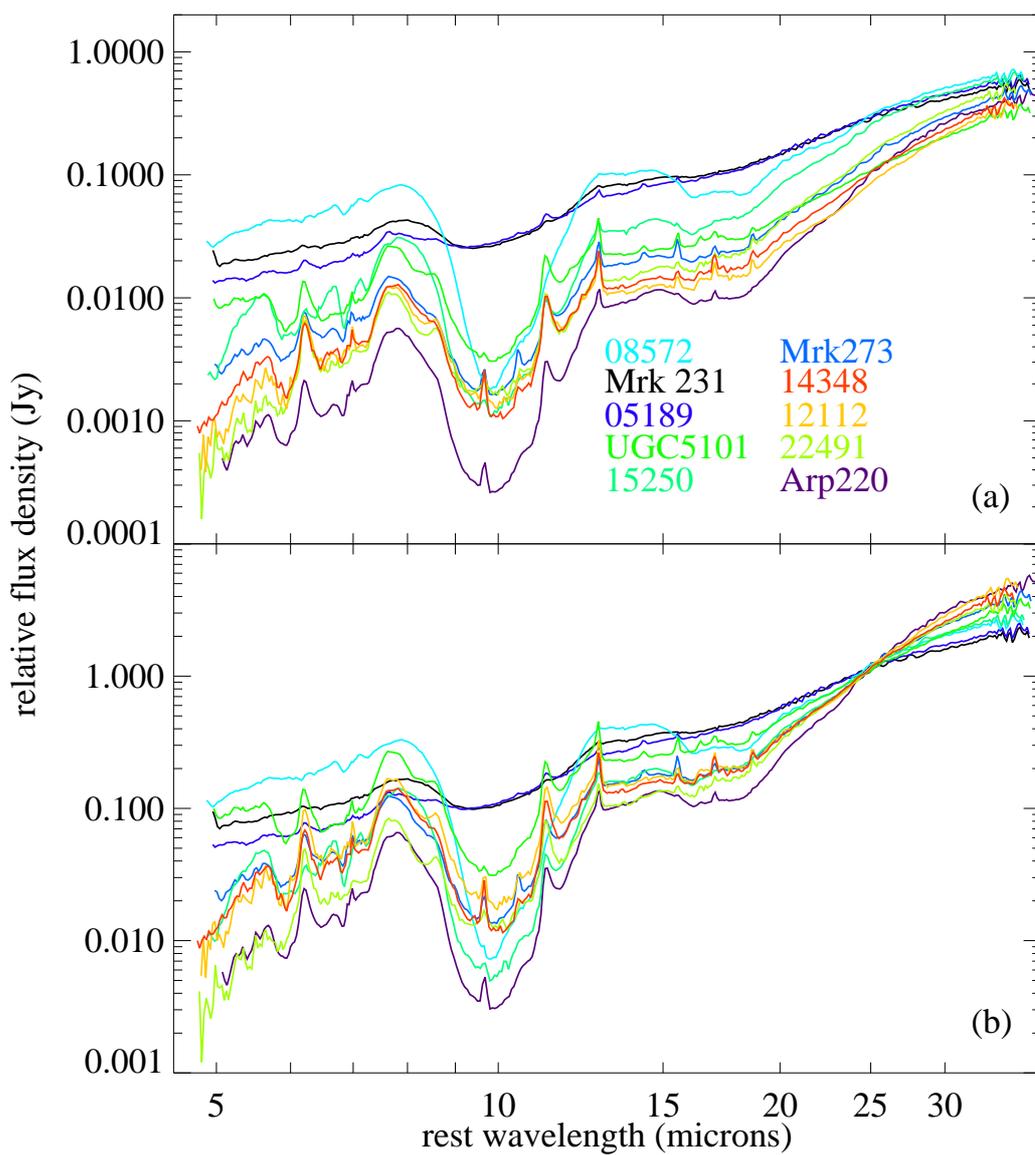


Figura 2.2 Espectros IRS normalizados a 60 μm (a) y 25 μm (b) en reposo de las 10 ULIRGs catalogadas en el *Bright Galaxy Survey* (BGS). (fuente: Armus et al. 2007).

La banda de 7.7 μm se debe también a un modo de vibración de estiramiento del enlace C-C (Allamandola et al. 1989), y está compuesta en realidad por al menos dos bandas muy próximas superpuestas. Aunque generalmente es la característica de emisión de PAHs más intensa, se ve a menudo afectada por la absorción de silicatos centrada a 9.7 μm , por lo que es difícil cuantificar su intensidad con precisión, especialmente en fuentes con fuerte absorción por silicatos, como es el caso en la mayoría de las ULIRGs.

La emisión PAH a 8.6 μm se debe a un modo de vibración de doblez en plano del enlace C-H (Allamandola et al. 1989). Es relativamente débil y está situada a caballo entre la banda de 7.7 μm (mucho más intensa) y la banda de absorción de silicatos a 9.7 μm , por lo que en general es difícil estimar su intensidad.

La banda de PAHs a 11.3 μm es debida a un modo de vibración de doblez fuera de plano del enlace C-H en moléculas aromáticas (Allamandola et al. 1989). Es una banda estrecha y relativamente intensa, por lo que a menudo es fácil de detectar. Como está situado cerca del máximo de absorción de los silicatos a 9.7 μm , su emisión se ve más seriamente atenuada por el polvo que las de 6.2 o 7.7 μm . Por tanto, el cociente de flujo entre la característica a 11.3 μm y otras bandas de PAHs puede ser un buen indicador del grado de extinción hacia las regiones emisoras en las bandas de PAHs.

La emisión de PAHs no surge de una única especie molecular, sino de una compleja mezcla de hidrocarburos aromáticos (Léger & Puget 1984; Allamandola et al. 1985), por lo que el espectro de PAHs interestelar refleja una combinación de los espectros moleculares individuales, y por tanto aparece muy similar de unas fuentes a otras. El tipo concreto de moléculas, en función de su estructura y tamaño, que exista en cada fuente determina los detalles del espectro de PAHs, es decir, la intensidad relativa de las distintas bandas, su forma y la posición de los picos (Schutte et al. 1993; Verstraete et al. 1996; Peeters et al. 2002). Estudios de laboratorio y cálculos mecanocuánticos han mostrado que la ionización de las moléculas de PAHs tiene un efecto importante en el espectro, reduciendo considerablemente la intensidad de las bandas situadas entre 5 y 10 μm (Allamandola et al. 1999; Bakes et al. 2001).

Las moléculas de PAHs son excitadas estocásticamente, principalmente por fotones en el ultravioleta, aunque también pueden excitarlas fotones en el visible (Uchida et al. 1998; Li & Draine 2002). Sus bandas de emisión en el IR son particularmente brillantes en regiones iluminadas por estrellas de tipo temprano, que emiten fuertemente en el UV y son responsables de las regiones HII y nebulosas de reflexión. Sin embargo, los fotones ultravioleta más energéticos (por encima de 13.6 eV) ionizan o destruyen las moléculas de PAHs y suprimen su emisión, de modo que la intensidad de las bandas de PAHs se reduce al aumentar la dureza del campo de radiación, llegando a desaparecer en las zonas internas de las regiones HII (Figura 2.3).

ISO reveló que los PAHs están omnipresentes en el medio interestelar, detectándolos en gran variedad de ambientes, desde estrellas post-AGB y nebulosas planetarias hasta regiones HII, nebulosas de reflexión, el medio interestelar difuso y fuentes extragalácticas.

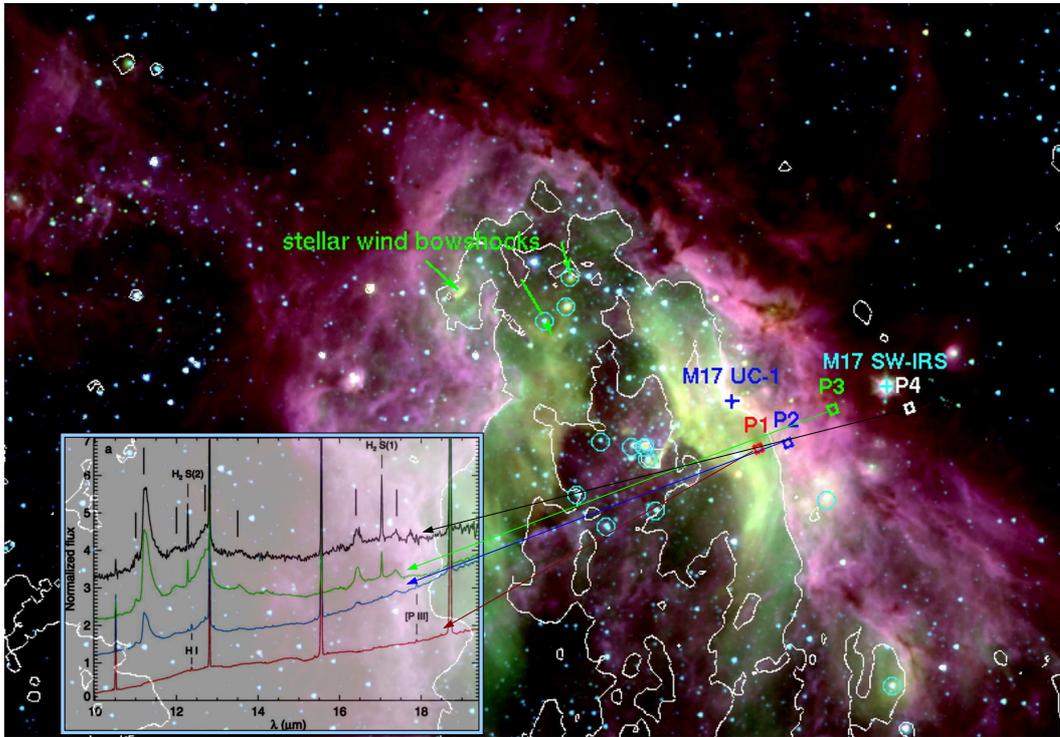


Figura 2.3 Espectros IRS de alta resolución tomados en 4 posiciones (P1-P4) de la nebulosa M17 que abarcan la zona de transición entre la región HII y la región de fotodisociación (PDR) en la barra Sur, numerados en orden de distancia creciente al cúmulo responsable de la ionización. Los espectros P1 a P4 están normalizados a su continuo medio y desplazados en vertical de 0 a 3 unidades para una mejor visualización. La imagen en falso color corresponde a la combinación de imágenes individuales en 3 bandas de IRAC (rojo: 5.8 μm , verde: 4.5 μm , azul: 3.6 μm). Los círculos cyan marcan las estrellas de tipo O, y los contornos en blanco delimitan la región libre de emisión de PAHs, y están definidos por el cociente de flujo en las bandas de IRAC $S_{5,8}/S_{4,5} = 4.5$. (Adaptado de Povich et al. 2007).

Los estudios extragalácticos realizados con ISO establecieron que las características de la emisión de PAHs en las fuentes extragalácticas son muy similares a las encontradas en las regiones de formación estelar galácticas (e.g. Genzel et al. 1998; Lutz et al. 1998; Mirabel et al. 1998; Charmandaris et al. 1999; Rigopoulos et al. 1999).

Los AGNs también emiten abundante radiación ultravioleta, pero su intensa emisión de fotones ionizantes (>13.6 eV) destruye eficientemente a las moléculas de PAHs salvo si está apantallada por una columna de polvo lo bastante gruesa. En tal caso, la pantalla bloquea también la radiación ultravioleta menos energética, por lo que no se espera que los AGNs exciten una emisión de PAHs importante en ningún caso. Esta propiedad se ha aprovechado como criterio de diagnóstico para distinguir la fuente de energía que alimenta los núcleos galácticos.

Las bandas de PAHs pueden ser muy intensas comparadas con el continuo subyacente producido por los granos de polvo, e incluso con la emisión bolométrica de los granos más grandes. En galaxias normales de tipo tardío, hasta un 20% de la luminosidad infrarroja total se emite en las bandas de PAHs (Smith et al. 2007), y presentan un contraste suficiente como para calcular desplazamientos al rojo fotométricos a partir de ellas.

En cartografiados en el infrarrojo profundos, pueden inducir picos en la distribución de desplazamiento al rojo de las galaxias detectadas a 15-24 μm , según las distintas bandas de PAHs entran y salen de las curvas de transmisión de los filtros.

2.2. Extinción

La ley de extinción del medio interestelar –que determina cómo depende de la longitud de onda la absorción que sufre la luz estelar– no es universal, sino que varía según la línea de visión para fuentes galácticas, y también es diferente de una fuente extragaláctica a otra. En general, sin embargo, disminuye monótonamente desde el ultravioleta lejano hasta el infrarrojo, con la excepción de un aumento de la opacidad en torno a los 2175 Å relacionado con moléculas de carbono (probablemente PAHs) que sin embargo está ausente en algunas fuentes extragalácticas (Calzetti 2001; Draine 2003). Se alcanza un mínimo de extinción en torno a 7 μm , con $A_\lambda/A_V \sim 0.03 - 0.1$, dependiendo de la ley de extinción, y aumenta sustancialmente a λ mayor debido a las características de absorción de los silicatos centradas a ~ 9.7 y ~ 18 μm , antes de volver a disminuir hacia el IR lejano (Figura 2.4). La banda de absorción a 9.7 μm se asocia a un modo de vibración de estiramiento del enlace Si-O, y parece verificado que se origina en granos de silicatos en el medio interestelar. Esta conclusión se ve reforzada por la observación de una banda de emisión a 10 μm que aparece en eyecciones desde estrellas frías ricas en oxígeno (para las que se espera que condensen polvo de silicatos) pero no en estrellas ricas en carbono (donde todo el oxígeno es atrapado en forma de CO). También se observa una característica más ancha centrada a 18 μm , que se relaciona con el modo de vibración de doblamiento O-Si-O en silicatos (McCarthy et al. 1980; Smith et al. 2000).

La curva de extinción de los silicatos no es universal: en nubes difusas el perfil de absorción es más estrecho que en nubes moleculares. La opacidad en la banda de 9.7 μm ($\tau_{9.7}$) relativa a A_V se ha medido en múltiples líneas de visión del ISM local y tiene un valor promedio de $A_V/\tau_{9.7} = 18.5 \pm 2.0$ (Draine 2003). El perfil de la característica a 9.7 μm en el medio interestelar es amplio y relativamente libre de estructura, lo que indica que los silicatos interestelares son amorfos y no cristalinos (Kemper et al. 2004), y la forma del perfil es consistente con una composición de piroxenos y olivinas amorfos. Sin embargo, los silicatos cristalinos son abundantes en la galaxia (excepto en el medio interestelar) y a veces suponen más del 50% de las partículas de polvo pequeñas (Molster et al. 2004). En los núcleos de otras galaxias, la característica de los silicatos se observa frecuentemente en absorción (Roche et al. 1991a; Spoon et al. 2002; Weedman et al. 2005) y otras veces en emisión (Hao et al. 2005; Siebenmorgen et al. 2005; Sturm et al. 2005).

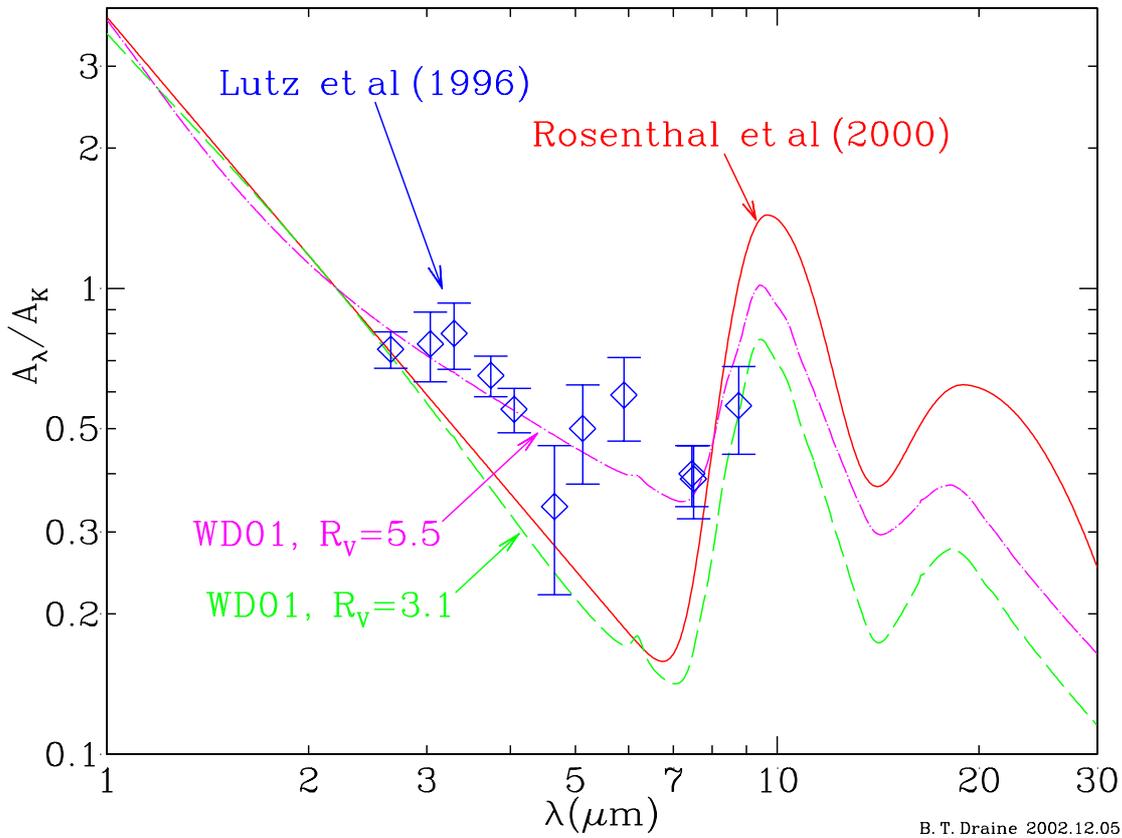


Figura 2.4 Extinción en el infrarrojo, normalizada a la extinción en banda K, inferida por Rosenthal et al. (2000) para polvo en la nube molecular OMC-1 (rojo) y por Lutz et al. (1996) para polvo en la dirección del centro galáctico (rombos azules). Las líneas discontinuas verde y magenta representan, respectivamente, las leyes de extinción calculadas a partir de dos modelos de grano de Weingartner & Draine (2001) con $R_V = 3.1$, 60 partes por millón (ppm) de C en PAHs y $R_V = 5.5$, 30 ppm de C en PAHs. (fuente: Draine 2003).

La forma y profundidad de la característica de los silicatos nos informa no sólo de la abundancia de polvo a lo largo de la línea de visión hasta la fuente de energía, sino también de su geometría. Una pantalla de polvo interpuesta en primer plano entre el observador y la fuente de emisión no puede producir una característica de absorción profunda en la banda de los silicatos, porque la emisión térmica de una pantalla ópticamente gruesa es mucho mayor que la radiación transmitida. Para que se observe una banda de absorción es necesario un gradiente térmico, y para que la banda sea profunda el gradiente debe ser grande. Supongamos una nube iluminada desde fuera. Si las dimensiones de la nube son mucho menores que la distancia a la fuente, el flujo de energía es aproximadamente constante a lo largo de la nube, y la temperatura será casi uniforme. Por el contrario, si la nube envuelve a la fuente, se produce un elevado gradiente térmico debido a la dilución del flujo de energía con el cuadrado de la distancia radial a la fuente. Una banda de absorción profunda requiere por tanto que la fuente de radiación esté embebida en una nube de polvo que sea óptica y geoméricamente gruesa.

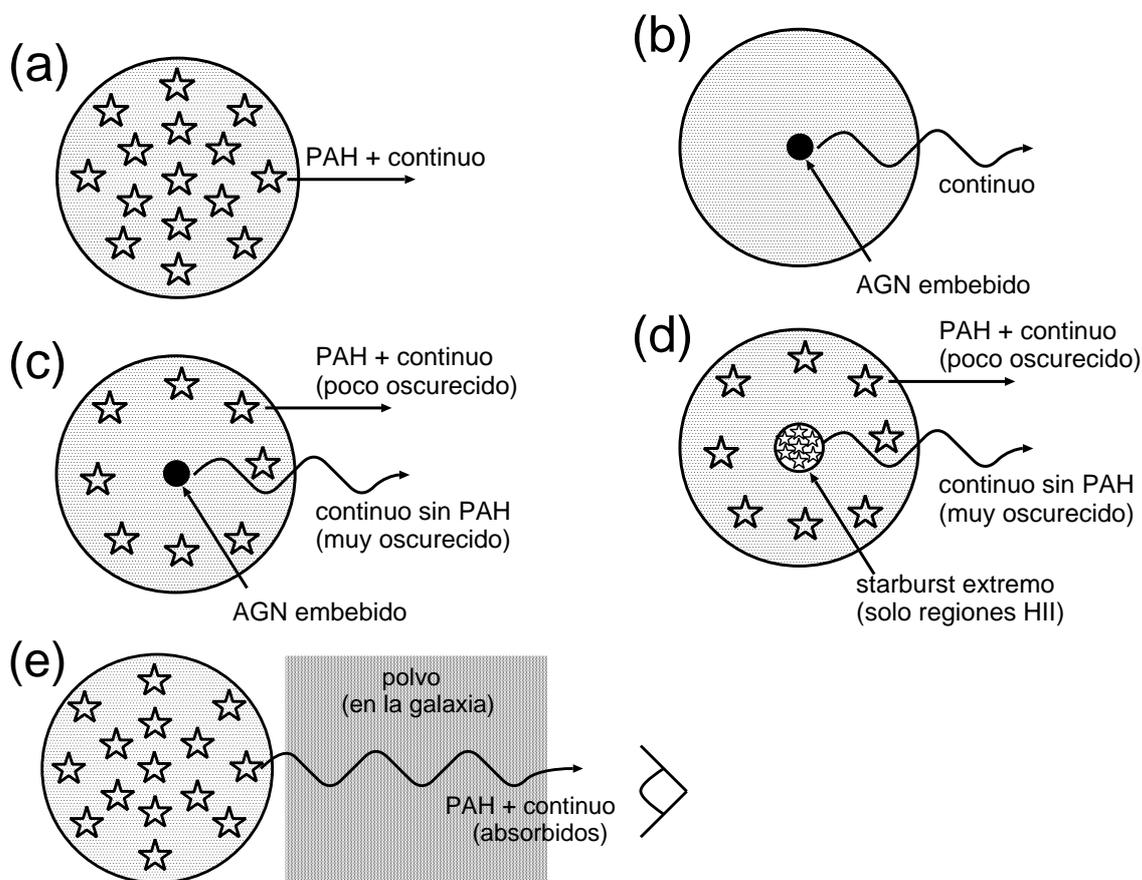


Figura 2.5 Posibles configuraciones de la distribución del polvo y las fuentes de energía en ULIRGs: (a) mezcla uniforme de estrellas y polvo en un starburst normal. (b) AGN embebido. (c) AGN embebido con componente starburst. (d) starburst excepcionalmente concentrado compuesto exclusivamente de regiones HII (sin emisión de PAHs) embebido en polvo y rodeado por un starburst normal. (e) starburst normal oscurecido por una pantalla espesa de polvo en la galaxia anfitriona. (Adaptado de Imanishi et al. 2007).

Por otro lado, la banda de los silicatos aparecerá en emisión si observamos la cara iluminada de la nube, independientemente de que ésta sea ópticamente gruesa o no. En un medio no homogéneo (grumoso) podemos ver las caras iluminadas de algunas nubes a través de los huecos entre las nubes que vemos por la cara oscura, con lo que la emisión de las caras iluminadas rellenará en parte la banda de absorción y la profundidad óptica aparente será pequeña.

En las regiones de formación estelar normales, donde las estrellas y nubes moleculares están razonablemente bien mezcladas, la emisión de las caras iluminadas compensa en parte la absorción de las caras oscuras, produciendo una banda de silicatos poco profunda independientemente de la opacidad real hacia el centro de la región starburst. Por el contrario,

en muchas ULIRGs locales es habitual una banda de silicatos muy profunda, que sólo puede originarse si el núcleo galáctico está profundamente embebido en polvo, creando un fuerte gradiente de temperaturas entre las capas internas y próximas, directamente iluminadas, y las exteriores que sólo reciben energía por transferencia radiativa (Levenson et al. 2007). En objetos tan profundamente oscurecidos, la SED infrarroja depende sólo de la geometría de la distribución de polvo, y no de la fuente de energía central que lo calienta (Levenson et al. 2007), por lo que los criterios de diagnóstico en el IR medio fallarán, y es necesario recurrir a observaciones en rayos X duros o radio para identificar si la emisión IR está alimentada por un AGN o un starburst.

La Figura 2.5 muestra algunas de las geometrías para la distribución de las fuentes de energía y el polvo que se utilizan para explicar los espectros observados en las ULIRGs locales (Imanishi et al. 2007). En el caso (a), un starburst normal, las estrellas y el polvo están bien mezclados, lo que produce anchuras equivalentes grandes para los PAHs y bandas de silicatos poco profundas. (b) es un AGN embebido en una nube de polvo. No habrá emisión de PAHs, y la banda de silicatos será profunda si la nube es óptica y geoméricamente gruesa. Si la nube es ópticamente delgada o grumosa con un factor de cobertura pequeño, la banda de absorción será débil. (c) es un AGN embebido rodeado de un starburst. Como el starburst está poco oscurecido, puede dominar el espectro aunque energéticamente sea mucho menos importante. (d) es un starburst extremo profundamente embebido, cuyo espectro es indistinguible del de un AGN muy oscurecido. Además, hay un starburst normal en la galaxia, que puede dominar el espectro observado. Por último (e) es un starburst normal oscurecido por polvo exterior a la región de formación estelar (por ejemplo, en galaxias vistas de perfil). En este caso, tanto la emisión de los PAHs como del continuo subyacente se atenúan por igual, por lo que la anchura equivalente se mantiene constante aunque se reduzca el flujo observado.

2.3. Estallidos de formación estelar

Un estallido de formación estelar (starburst) consiste en la formación de estrellas en una galaxia a un ritmo muy elevado en comparación con la tasa de formación habitual en la mayoría de galaxias. A menudo esto se produce en el transcurso de una colisión o encuentro cercano entre dos galaxias. Una galaxia starburst es aquella en la que la formación estelar se produce a tal ritmo, que si se mantuviese agotaría todo el gas disponible en la galaxia en un tiempo mucho menor que la escala de tiempo dinámica de la galaxia.

Para provocar un starburst es necesario concentrar una gran cantidad de gas molecular frío en un volumen relativamente pequeño. Se cree que estas concentraciones causan fenómenos starburst generalizados en las fusiones de galaxias (*mergers*) aunque el mecanismo exacto no se comprende del todo. A menudo se observan estallidos de formación estelar en el disco de galaxias en interacción, y también se cree que las interacciones cercanas entre galaxias que no llegan a fusionarse pueden inducir modos de rotación inestables que drenen gas hacia el núcleo galáctico, encendiendo brotes de formación estelar nucleares.

Cabe destacar dos subtipos de galaxias starburst: las galaxias compactas azules (BCGs) y las galaxias infrarrojas ultraluminosas (ULIRGs). Las BCGs suelen ser enanas de baja masa, baja metalicidad y relativamente libres de polvo. Originalmente se pensó que las BCGs eran galaxias jóvenes formando su primera población estelar, pero en casi todas ellas se han encontrado poblaciones de estrellas viejas que lo descartan (e.g. Raimann et al. 2000; Kong et al. 2003; Westera et al. 2004). Las ULIRGs son galaxias muy polvorrientas en las que la radiación UV y visible es absorbida por el polvo y reradiada en el IR. En muchas ULIRGs un AGN puede contribuir a la emisión UV reprocessada en el IR. Observaciones en rayos X y radio de algunas ULIRGs han mostrado núcleos activos dobles (Komossa et al. 2003; Ballo et al. 2004; Guainazzi et al. 2005; Bianchi et al. 2008) lo que apoya la hipótesis de que la actividad starburst esté inducida por un *merger*.

Los estallidos de formación estelar se producen en un entorno bastante extremo. La gran concentración de gas implica que se forman cúmulos de estrellas muy masivas, de tipo O y B (las asociaciones OB). Estas estrellas ionizan el gas a su alrededor, creando regiones HII que se van expandiendo según aumenta la emisión UV de las estrellas en su interior. En el infrarrojo se observa un continuo muy empinado que domina la emisión a $\lambda > 10 \mu\text{m}$, debido a los VSGs calentados estocásticamente por los abundantes fotones ultravioleta, y líneas de [Ar II], [Ar III], [Ne II], [Ne III] y [S IV]. En el interior de la región HII los fotones más energéticos pueden destruir las moléculas de PAHs, especialmente en starbursts muy concentrados, pero en la frontera entre la región HII y el gas aún no ionizado de la nube molecular se encuentra la región de fotodisociación (PDR), en la que son especialmente intensas las bandas de PAHs, porque la radiación UV de las estrellas jóvenes es lo bastante intensa como para excitar las moléculas de PAHs sin destruirlas.

2.4. AGNs: el Modelo Unificado

Los AGNs se alimentan por el acrecimiento de gas hacia un agujero negro supermasivo. El tipo más común de AGN en el universo local son las galaxias Seyfert, que se caracterizan por tener un núcleo muy brillante no resuelto y líneas de emisión en su espectro de ionización relativamente alta, que son más anchas que las de menor ionización encontradas en galaxias normales.

El esquema de clasificación para AGNs que definió las categorías “tipo 1” y “tipo 2” se basó en una sencilla clasificación espectral de las Seyfert, que fue posible gracias a que en la región óptica del espectro aparecen líneas de emisión tanto permitidas como prohibidas. Si las líneas permitidas del hidrógeno eran mucho más anchas que las prohibidas de [O III], con una anchura a media altura (FWHM) superior a 1000 km s^{-1} , era una galaxia Seyfert 1; si las líneas de hidrógeno y [O III] tenían la misma anchura, era una galaxia Seyfert 2 (Khachikian & Weedman 1974). Posteriormente surgieron clasificaciones intermedias más refinadas, como las Seyfert 1.5 (Osterbrock 1981) y Seyfert 1.8 y 1.9 (Osterbrock 1989) relacionadas con las proporciones relativas de anchura e intensidad de las líneas permitidas en comparación con las prohibidas.

Aunque inicialmente esta clasificación era puramente descriptiva, posteriormente demostró tener un significado astrofísico importante, porque las líneas permitidas pueden surgir en regiones mucho más densas que las líneas prohibidas. Estas regiones más densas sólo se manifestaban en las amplias alas de las líneas de Balmer, por tanto definiendo la región de líneas anchas o *Broad Line Region* (BLR). La anchura de las líneas se debería a que las nubes en las que se originan se mueven a gran velocidad por estar muy próximas al núcleo del AGN. Por el contrario, la región de líneas estrechas o *Narrow Line Region* (NLR), en la que se formarían las líneas de transiciones prohibidas y permitidas, estaría más alejada del núcleo y se movería con menor velocidad.

El primer indicio de que las Seyfert 1 y 2 podrían ser en realidad el mismo tipo de objeto surgió de la observación de que la BLR oculta puede observarse en luz polarizada, dispersada, en las Seyfert de tipo 2 (Miller & Antonucci 1983). El Modelo Unificado propuesto para explicar éste y otros fenómenos que comentaremos a continuación interpreta la apariencia diferente de los núcleos Seyfert 1 y Seyfert 2 como debida a un efecto de orientación (Antonucci 1993; Barthel 1994; Urry & Padovani 1996). Según este modelo el disco de acrecimiento del AGN estaría rodeado por un toro de gas molecular geométrica y ópticamente grueso. En este toro hay grandes masas de polvo que supuestamente reprocesan la radiación X y UV del disco de acrecimiento y la reemiten en el infrarrojo medio (Pier & Krolik 1993).

Con esta hipótesis, los diferentes tipos de galaxias activas observados (Seyferts, radiogalaxias, objetos BL-Lac, etc) serían esencialmente el mismo tipo de objeto, que muestra propiedades diferentes en función de la orientación del eje del disco de acrecimiento y del toro respecto del observador. En los AGNs de tipo 1 veríamos la emisión UV y óptica del disco de acrecimiento directamente, mientras que en los de tipo 2 estaría oculta por el toro de gas molecular y polvo, y sólo los rayos X duros y la emisión en radio serían capaces de atravesarlo.

Hay una evidencia observacional creciente de que la mayoría, si no todos los AGNs están rodeados por grandes cantidades de polvo (Sanders et al. 1989; Haas et al. 2003, 2004). Una prueba indirecta de la existencia del toro de gas y polvo es la presencia de conos de ionización en muchas galaxias Seyfert (Pogge 1989a; Pérez-Fournon & Wilson 1990; Acosta-Pulido et al. 1990; Colbert et al. 1996; Simpson et al. 1997). En imágenes del Telescopio Espacial Hubble de NGC 4261 se observa un disco gaseoso de unos 250 parsecs de diámetro, y en imagen en radiocontinuo de alta resolución se observa directamente una estructura toroidal de ~ 1 parsec (Gallimore et al. 1997). La evidencia más convincente a favor del Modelo Unificado viene de las observaciones espectropolarimétricas de AGNs de tipo 2, en los que se pueden ver las líneas anchas de las BLR en luz polarizada, reflejada por partículas por encima y por debajo del toro (Heisler et al. 1997). Otros argumentos a favor de la unificación vienen del análisis de la luminosidad en el IR lejano, que es la misma para AGNs de tipo 1 y 2 si se normalizan por su emisión en radio (Meisenheimer et al. 2001; Haas et al. 2004); y de la correlación entre la luminosidad en rayos-X duros y el continuo en el infrarrojo medio, que ha sido verificada repetidas veces (Krabbe et al. 2001; Lutz et al. 2004; Horst et al. 2006, 2008).

El continuo UV y óptico hasta $1 \mu\text{m}$ de la mayoría de cuásares puede aproximarse muy bien mediante una ley de potencias, que junto con la emisión observada en rayos X puede interpretarse como la emisión de un disco de acrecimiento que circunda a un agujero negro supermasivo. En el infrarrojo, la emisión de los AGNs es superior a la que cabría esperar de la extrapolación de esta ley de potencias. Neugebauer et al. (1979) descubrieron un exceso a $3.5 \mu\text{m}$ respecto de la ley de potencias que se observa en el óptico y UV, y Barvainis (1987) demostró que se puede describir esta emisión como radiación térmica de polvo calentado por el continuo óptico/UV del núcleo del cuásar.

El espectro en el IR de los AGNs es menos empinado que el de las regiones HII, y alcanza el máximo de emisión a longitudes de onda más cortas (de Grijp et al. 1985). Esto se debe a que el intenso campo de radiación del AGN calienta el polvo circundante a temperaturas de entre 200 y 1500 K, y como resultado de esto, la emisión de continuo debida al polvo es más importante a longitudes de onda cortas (en el IR medio), a diferencia de las regiones de formación estelar, en las que domina la emisión por el polvo frío en el IR lejano (e.g. Barvainis 1987).

Para dar cuenta de las características del espectro IR de los cuásares se ha desarrollado un buen número de modelos, que utilizan diferentes geometrías para la distribución de polvo y aproximaciones computacionales para resolver la ecuación de transferencia radiativa. En general se considera un anillo o un toro, compuesto de gas molecular y granos de grafito y silicato, con perfil de densidad dependiente de la coordenada radial y vertical (véase por ejemplo Fritz et al. 2006).

En la cara interna del toro, iluminada directamente por el AGN, el polvo alcanza la temperatura de sublimación (~ 1000 K para los silicatos y ~ 1500 K para el grafito) y su emisión produce un máximo en la SED en torno a $3 \mu\text{m}$ en los AGNs de tipo 1, donde se observa directamente. La temperatura límite de 1000 - 1500 K para los granos de polvo hace que la emisión del toro decaiga rápidamente para $\lambda < 3 \mu\text{m}$, lo que junto con el espectro azul del disco de acrecimiento provoca el característico mínimo de la SED a $1 \mu\text{m}$ encontrado en los cuásares (e.g. Hatziminaoglou et al. 2005). En los AGNs de tipo 2 la cara interna del toro está total o parcialmente oculta por el propio toro, y por tanto carecen del máximo a $3 \mu\text{m}$. En su lugar se observa un continuo rojo aproximable por una ley de potencias, a menudo con mayor pendiente que en los AGNs de tipo 1 debido a que el polvo puede ser ópticamente grueso incluso en el IR medio.

Una predicción fundamental de los modelos de unificación de los AGNs es que las bandas de los silicatos a 10 y $18 \mu\text{m}$ se observarán en emisión en AGNs de tipo 1 y en absorción en los de tipo 2 (Pier & Krolik 1993). Aunque, de hecho, la espectroscopía con ISO constató que la mayoría de AGNs de tipo 2 presentan la banda de los silicatos a $10 \mu\text{m}$ en absorción, en los de tipo 1 no se detectó, ni en absorción ni en emisión, hasta que pudieron realizarse observaciones de cuásares con IRS y se descubrió que en muchos de ellos aparecen claramente bandas de emisión (Siebenmorgen et al. 2005).

Una de las cuestiones pendientes más importantes sobre el toro molecular es si el gas y polvo se distribuyen de forma aproximadamente uniforme en lo que se denomina un “toro homogéneo” (*homogeneous torus model*; Pier & Krolik 1993; Granato & Danese 1994) o si por el contrario se aglutinan en condensaciones que forman un “toro grumoso” (*clumpy torus model*; Nenkova et al. 2002). Algunos trabajos con fotometría IR de ISO sugieren valores diferentes para el cociente entre la luminosidad en rayos X (L_X) y en el IR medio (L_{MIR}) en AGNs de tipo 1 y 2 (Ramos Almeida et al. 2007), pero esto se debe probablemente a contaminación por formación estelar en la galaxia, ya que si se observa sólo la región nuclear –con fotometría de alta resolución en IR medio desde tierra– no se encuentra esta diferencia (Horst et al. 2006, 2008). La similitud en L_X/L_{MIR} para Seyferts 1 y 2 es por tanto intrínseca al AGN, lo que supone un problema para los modelos de toro óptica y geoméricamente grueso, favoreciendo una geometría de toro grumoso en la que los “grumos” están lo bastante dispersos como para ser ópticamente delgados en el IR medio pero ópticamente gruesos en visible (Horst et al. 2008). Otros argumentos a favor del toro grumoso son que la profundidad de los silicatos en las Seyfert 2 es mucho más débil de lo que se esperaría para un toro ópticamente grueso y no grumoso (Buchanan et al. 2006; Shi et al. 2006a; Spoon et al. 2007; Deo et al. 2007) y que se observan líneas de emisión anchas en algunos objetos con elevada densidad de columna en rayos X (Hönig & Beckert 2007).

Algunos estudios indican que el toro podría no ser el único responsable del oscurecimiento en los AGNs de tipo 2, y que nubes de polvo frío más alejadas del AGN, en la NLR o en la galaxia que alberga al AGN, podrían ser la causa de las profundas bandas de absorción que se observan en muchos AGNs de tipo 2 (Sturm et al. 2005; Polletta et al. 2008). Evidencias en este sentido son la detección de líneas ópticas de emisión anchas en objetos con silicatos en absorción (Weedman et al. 2005; Brand et al. 2007); la correlación entre el enrojecimiento del AGN en el óptico y el ángulo de inclinación de la galaxia (Lacy et al. 2007); silicatos en emisión en AGNs de tipo 2 (Sturm et al. 2005); que el 20-30 % de los AGNs oscurecidos en el óptico no estén absorbidos en rayos-X y viceversa (Perola et al. 2004; Tozzi et al. 2006; Gliozzi et al. 2007) y que el espectro en el IR medio de muchos AGNs de tipo 2 muy absorbidos en rayos-X no muestra la banda de los silicatos en absorción (Sturm et al. 2006). Otra posibilidad es que el toro sea ópticamente delgado a $9.7 \mu\text{m}$ ($\tau_{9.7} < 1$), permitiendo la visión de objetos de tipo 1 aunque el polvo intercepte la línea de visión (Hatziminaoglou et al. 2008). Esto permitiría explicar la detección de silicatos en emisión en algunos AGNs de tipo 2.

Para poner realmente a prueba al Modelo Unificado y comprobar la validez de las distintas geometrías de distribución del polvo se requiere una muestra completa, limitada en volumen, que contenga a todos los AGNs en ese volumen (de tipo 1 y 2). La comparación de las propiedades inferidas del toro y el AGN en objetos de ambos tipos determinará si el Modelo Unificado es válido o no, ya que la distribución de estas propiedades debería ser la misma para ambos tipos.

2.5. La conexión AGN-Starburst

Es ampliamente conocido que se observa formación estelar circumnuclear en muchas galaxias que albergan AGNs (Sturm et al. 1999; Cid Fernandes et al. 2001, 2005; Contini et al. 2002; Storchi-Bergmann et al. 2005; Shi et al. 2006b; Zuther et al. 2007; Asari et al. 2007; Davies et al. 2007). De hecho, en los últimos años, evidencias observacionales crecientes han venido a confirmar que starbursts nucleares y circumnucleares coexisten en objetos que albergan un AGN (e.g. Mizutani et al. 1994; Imanishi & Dudley 2000; Imanishi 2002; Imanishi & Wada 2004). También se ha establecido que hay una relación entre la masa del agujero negro central supermasivo y la dispersión de velocidades en las estrellas del bulbo galáctico, lo que se interpreta como un indicio de la co-evolución de la actividad AGN y la formación estelar en el bulbo (e.g. Magorrian et al. 1998; Gebhardt et al. 2000; Granato et al. 2001; Tremaine et al. 2002; Greene & Ho 2006). Sin embargo, aún desconocemos qué fenómeno físico enlaza la formación estelar y la actividad AGN, y tampoco se conocen los detalles de esta co-evolución. Varios trabajos han mostrado que los espectros infrarrojos de muchos AGNs muestran bandas de PAHs (Roche et al. 1991b, Genzel et al. 1998, Schulz et al. 1998, Rigopoulou et al. 1999, Dudley 1999), a pesar de que estudios teóricos y observacionales indican que el intenso campo de radiación del AGN destruye a las moléculas portadoras de las mismas (e.g. Léger et al. 1989; Allain et al. 1996; Le Floc'h et al. 2001). Una pantalla de polvo puede proteger a los PAHs de la radiación ionizante del AGN y evitar así su destrucción, pero en tal caso también se apantallaría la radiación UV que los excita y hace visibles, por lo que se asume que estas bandas de PAHs proceden de formación estelar circumnuclear.

Estudios de SEDs basados en las misiones IRAS e ISO han establecido que los cuásares emiten a veces intensamente en el IR lejano (e.g. Neugebauer et al. 1986; Haas et al. 2003). Puesto que su intensidad cae rápidamente en el rango submilimétrico, su origen debe ser emisión térmica por polvo ópticamente delgado (Chini et al. 1989; Hughes et al. 1993). Mientras que el polvo más caliente, que domina la SED en IR medio, se considera calentado por el AGN, aún hay controversia sobre el origen de la emisión en IR lejano. Una posibilidad es calentamiento directo por el AGN, pero esto implicaría que si el polvo está expuesto a la radiación directa del AGN, para mantenerse a la temperatura inferida del máximo de la SED en el IR lejano –unos 50 K– tendría que situarse a una distancia de la fuente central de cientos de pársecs, demasiado lejos para estar en el toro (Sanders et al. 1989; Ho 2005). En los modelos de toro grumoso la emisión en el IR medio procedería de la cara iluminada de los grumos, mientras que la cara oscura emitiría en el IR lejano, lo que reduciría las dimensiones necesarias del toro. Otra posibilidad es que la emisión en el IR lejano se deba a formación estelar en la galaxia que alberga al AGN (Rowan-Robinson 1995). La evidencia observacional en favor de esta última hipótesis se está haciendo muy grande (Schweitzer et al. 2006; Lutz et al. 2007; Netzer et al. 2007), con la detección de bandas de PAHs en estos cuásares y el descubrimiento de una correlación estrecha entre la luminosidad de los PAHs y en el IR lejano.

Se cree que el AGN y el starburst podrían estar relacionados con flujos de gas hacia la región nuclear, probablemente causados por perturbaciones gravitatorias debidas a barras, fusiones o fuerzas de marea (Maiolino et al. 1997; Fathi et al. 2006). Esto apoyaría a

la denominada “conexión AGN-Starburst” (Norman & Scoville 1988; Terlevich et al. 1990; Heckman et al. 1997; Gonzalez Delgado et al. 1998; Ferrarese & Merritt 2000; Veilleux 2001; Heckman 2004). Esta conexión, sin embargo, podría ser incidental, ya que muchas galaxias Seyfert no muestran ninguna evidencia de actividad starburst (e.g. Filippenko et al. 1993) y los estudios espectroscópicos ópticos indican que los starbursts no son más comunes en galaxias Seyfert que en las normales (Pogge 1989b). Esta ambigüedad puede deberse en parte a que a menudo es difícil distinguir claramente el starburst en objetos dominados por AGN, por la debilidad relativa de los rasgos espectrales que permiten la identificación y datado de poblaciones estelares jóvenes en las proximidades del AGN.

Hay dos escenarios posibles que conectan la actividad AGN y de formación estelar: que la formación estelar ocurra primero y encienda el AGN (e.g. Weedman 1983), o a la inversa (Gonçalves et al. 1999). El escenario clásico de Sanders et al. (1988) postula que la interacción y fusión de las galaxias progenitoras de las ULIRGs es lo que dispara la actividad starburst, que luego decae mientras que el AGN domina cada vez más la luminosidad y expulsa al polvo que lo oscurece. Una implicación de este escenario sería que las ULIRGs en las que el proceso de fusión está más avanzado deberían estar dominadas por AGNs.

Se sabe que la tasa de formación estelar (SFR) de galaxias con vecinas próximas es estadísticamente superior a la de las que no las tienen (e.g. Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003), y que aquellas con SFR más elevada son casi invariablemente galaxias en interacción. En cambio, no está claro si hay una conexión entre el proceso de fusión de galaxias y la actividad AGN, ya que los estudios observacionales han producido hasta la fecha resultados contradictorios (e.g. Petrosian 1982; Dahari 1984, 1985; Keel et al. 1985; Fuentes-Williams & Stocke 1988; Schmitt 2001; Miller et al. 2003; Serber et al. 2006). Estudios recientes realizados utilizando espectroscopía IRS de cuásares a z bajo (Schweitzer et al. 2006; Netzer et al. 2007) indican que la mayoría de ellos albergan starbursts significativos, según se desprende de su emisión en bandas de PAHs, y que la intensidad del starburst está correlacionada con la luminosidad del AGN, indicio de la conexión AGN-Starburst.

El cociente entre la luminosidad en el IR lejano (L_{FIR}) y en las bandas de PAHs (L_{PAH}) de estos cuásares es similar al de ULIRGs locales dominadas por starburst. Esto se interpreta como que la mayor parte de la emisión en el IR lejano de estos cuásares es debida a la componente starburst. Sin embargo, este cociente depende de las propiedades del medio interestelar, y una explicación alternativa sería que la componente starburst tenga una emisión en el IR lejano menor, como ocurre en galaxias con formación estelar quiescente, donde el cociente L_{FIR}/L_{PAH} es hasta 10 veces menor que en ULIRGs (Netzer et al. 2007). No obstante, esta posibilidad es poco verosímil en objetos con elevada SFR –en el régimen ULIRG– y desde el punto de vista teórico es complicado conseguir una geometría para la distribución del polvo que permita explicar la SED observada como debida a reemisión por el polvo de la radiación primaria del AGN (Netzer et al. 2007).

3

La muestra ELAIS-IRS

3.1. Selección de la muestra y observaciones

La muestra ELAIS-IRS fue concebida para ser una de las mayores muestras de galaxias ultraluminosas a alto z , y para ello escogimos los objetos con $z > 1$ más brillantes en el IR medio detectados por el European Large Area Infrared Survey (ELAIS), en el que nuestro grupo de trabajo participaba, y que fue el cartografiado más extenso llevado a cabo por el satélite ISO. El cartografiado ELAIS (Oliver et al. 2000; Rowan-Robinson et al. 2004) cubre 11 grados cuadrados de cielo, repartidos en 5 campos de ambos hemisferios escogidos por su baja emisión en el infrarrojo lejano. Dispone de fotometría en las bandas de 6.7, 15, 90 y 175 μm de ISO, y en radiocontinuo a 20 cm.

Asociado al cartografiado ELAIS ha habido un extenso programa de imagen y espectroscopía ópticas y en el IR cercano desde tierra. El seguimiento espectroscópico óptico del campo ES1 se presenta en La Franca et al. (2004), el de S2 en Pozzi et al. (2003), y los de EN1 y EN2, cubiertos por el INT Wide Field Survey (McMahon et al. 2001), en Cabrera-Guerra et al. (2004), Vaisanen et al. (2002), González-Solares et al. (2005), Serjeant et al. (2004), Verma et al. (2004) y Afonso-Luis et al. (2004). También se han llevado a cabo cartografiados en rayos X y submilimétrico en algunos campos ELAIS: Alexander et al. (2001) presenta observaciones con Beppo-SAX en buena parte de ES1; datos de ROSAT fueron contrastados con el catálogo preliminar de ELAIS por Basilakos et al. (2002); Manners et al. (2003) ha presentado observaciones con Chandra en la región central de EN1 y EN2; Willott et al. (2003, 2004) han realizado un seguimiento espectroscópico en el IR cercano de AGNs débiles y oscurecidos con Subaru, y Almaini et al. (2003) han presentado un estudio de asociaciones y agrupamiento de fuentes de rayos X y SCUBA en EN2. Por último, los campos ELAIS EN1, EN2 y ES1 han sido incluidos entre las áreas cartografiadas por SWIRE en 7 bandas infrarrojas (3.6, 4.5, 5.8, 8.0, 24, 70 y 160 μm) con Spitzer (Lonsdale et al. 2003a, 2004).

Tabla 3.1. Registro de observaciones con IRS

	nombre ELAIS	A.R.	Dec.	f15 (mJy)	A.P.	fecha obs.	tiempo de exposición (s)			
							SL2	SL1	LL2	LL1
EIRS-1	ELAISC15_J161401.0+544733	16h14m30.9s	+54d52m15s	0.79 ± 0.10	147.1	08-01-2005	967	967	1950	1950
EIRS-2	ELAISC15_J161350.0+542631	16h14m19.3s	+54d31m11s	0.80 ± 0.16	146.9	08-01-2005	1451	967	1950	1950
EIRS-3	ELAISC15_J163636.2+411049	16h36m42.9s	+41d17m04s	0.83 ± 0.14	116.2	14-02-2005	967	967	1950	1950
EIRS-4	ELAISC15_J003640-433925	00h36m11.8s	-43d35m46s	0.98 ± 0.17	50.0	08-06-2005	967	967	1950	1950
EIRS-5	ELAISC15_J003408-431011	00h34m41.4s	-43d12m31s	0.99 ± 0.13	216.2	16-11-2004	967	967	1950	1950
EIRS-6	ELAISC15_J163721.3+411503	16h37m29.2s	+41d21m13s	1.00 ± 0.14	118.4	12-02-2005	484	484	975	975
EIRS-7	ELAISC15_J163655.8+405909	16h37m03.2s	+41d05m23s	1.02 ± 0.14	117.4	13-02-2005	484	484	975	975
EIRS-8	ELAISC15_J163455.0+412211	16h35m04.3s	+41d28m16s	1.04 ± 0.15	120.9	08-02-2005	484	484	975	975
EIRS-9	ELAISC15_J160733.7+534749	16h08m01.6s	+53d52m41s	1.04 ± 0.18	144.5	09-01-2005	484	484	975	975
EIRS-10	ELAISC15_J161511.2+550627	16h15m41.3s	+55d11m06s	1.06 ± 0.12	147.5	08-01-2005	484	484	975	975
EIRS-11	ELAISC15_J163739.3+414348	16h37m47.5s	+41d49m59s	1.06 ± 0.11	118.4	12-02-2005	484	484	975	975
EIRS-12	ELAISC15_J161229.0+542832	16h12m57.7s	+54d33m19s	1.06 ± 0.17	145.8	09-01-2005	484	484	975	975
EIRS-13	ELAISC15_J163954.5+411109	16h40m02.3s	+41d17m20s	1.07 ± 0.16	118.1	13-02-2005	484	484	975	975
EIRS-14	ELAISC15_J163536.6+404754	16h35m44.4s	+40d54m05s	1.12 ± 0.12	118.1	12-02-2005	484	484	975	975
EIRS-15	ELAISC15_J161332.4+544830	16h14m02.5s	+54d53m13s	1.12 ± 0.19	146.9	08-01-2005	484	484	975	975
EIRS-16	ELAISC15_J164044.0+410519	16h40m51.8s	+41d11m31s	1.23 ± 0.20	118.2	13-02-2005	484	484	975	975
EIRS-17	ELAISC15_J163930.8+410013	16h39m38.6s	+41d06m25s	1.26 ± 0.16	118.2	12-02-2005	484	484	975	975
EIRS-18	ELAISC15_J003813-433315	00h38m47.0s	-43d35m27s	1.28 ± 0.25	215.1	16-11-2004	484	484	975	975
EIRS-19	ELAISC15_J164020.1+420052	16h40m28.0s	+42d07m05s	1.32 ± 0.21	118.1	13-02-2005	484	484	975	975
EIRS-20	ELAISC15_J163850.4+413502	16h38m58.4s	+41d41m13s	1.36 ± 0.16	117.9	13-02-2005	484	484	975	975
EIRS-21	ELAISC15_J161015.6+540615	16h10m43.7s	+54d11m06s	1.37 ± 0.20	145.2	09-01-2005	484	484	975	975
EIRS-22	ELAISC15_J160508.6+544728	16h05m36.7s	+54d52m24s	1.38 ± 0.19	144.3	09-01-2005	484	484	975	975
EIRS-23	ELAISC15_J163531.1+410025	16h35m38.8s	+41d06m39s	1.40 ± 0.14	118.0	12-02-2005	484	484	975	975
EIRS-24	ELAISC15_J164018.8+410254	16h40m26.7s	+41d09m05s	1.41 ± 0.22	118.2	13-02-2005	244	244	488	488
EIRS-25	ELAISC15_J003541-425914	00h36m14.1s	-43d01m33s	1.42 ± 0.19	215.7	16-11-2004	244	244	488	488
EIRS-26	ELAISC15_J161526.7+543004	16h15m56.6s	+54d34m45s	1.46 ± 0.25	147.8	08-01-2005	244	244	488	488
EIRS-27	ELAISC15_J160552.5+535422	16h06m19.9s	+53d59m18s	1.50 ± 0.17	144.4	09-01-2005	244	244	488	488
EIRS-28	ELAISC15_J003234-431940	00h32m06.1s	-43d15m54s	1.58 ± 0.18	50.7	08-06-2005	244	244	488	488
EIRS-29	ELAISC15_J002959-434832	00h29m30.9s	-43d44m49s	1.60 ± 0.20	51.1	08-06-2005	244	244	488	488
EIRS-30	ELAISC15_J160638.0+535009	16h07m04.7s	+53d55m07s	1.60 ± 0.19	143.2	10-01-2005	244	244	488	488
EIRS-31	ELAISC15_J161343.8+541217	16h14m13.0s	+54d17m04s	1.62 ± 0.18	146.8	08-01-2005	244	244	488	488
EIRS-32	ELAISC15_J163150.3+410754	16h31m59.4s	+41d14m01s	1.69 ± 0.17	120.2	09-02-2005	244	244	488	488
EIRS-33	ELAISC15_J160437.9+534957	16h05m04.1s	+53d55m00s	1.70 ± 0.29	142.3	11-01-2005	244	244	488	488
EIRS-34	ELAISC15_J161259.2+541505	16h13m27.9s	+54d19m51s	1.72 ± 0.19	145.8	09-01-2005	244	244	488	488
EIRS-35	ELAISC15_J161007.2+535814	16h10m35.1s	+54d03m05s	1.74 ± 0.19	145.0	09-01-2005	244	244	488	488
EIRS-36	ELAISC15_J163847.5+421141	16h38m55.9s	+42d17m51s	1.74 ± 0.16	119.0	11-02-2005	244	244	488	488

Tabla 3.1 (continuación)

	nombre ELAIS	A.R.	Dec.	f15 (mJy)	A.P.	fecha obs.	tiempo de exposición (s)			
							SL2	SL1	LL2	LL1
EIRS-37	ELAISC15_J161255.1+540724	16h13m23.7s	+54d12m12s	1.80 ± 0.16	145.7	09-01-2005	244	244	488	488
EIRS-38	ELAISC15_J164215.7+410831	16h42m23.7s	+41d14m42s	1.80 ± 0.20	118.4	13-02-2005	244	244	488	488
EIRS-39	ELAISC15_J161551.4+550722	16h16m21.6s	+55d12m03s	1.82 ± 0.16	147.6	08-01-2005	244	244	488	488
EIRS-40	ELAISC15_J164037.1+411254	16h40m45.5s	+41d19m04s	1.90 ± 0.26	119.2	11-02-2005	244	244	488	488
EIRS-41	ELAISC15_J163428.2+412742	16h34m37.6s	+41d33m49s	1.95 ± 0.20	120.9	08-02-2005	244	244	488	488
EIRS-42	ELAISC15_J163422.0+414350	16h34m31.6s	+41d49m56s	1.96 ± 0.24	120.9	08-02-2005	244	244	488	488
EIRS-43	ELAISC15_J164016.0+412102	16h40m24.5s	+41d27m11s	2.09 ± 0.19	119.1	12-02-2005	244	244	488	488
EIRS-44	ELAISC15_J163702.2+413022	16h37m11.5s	+41d36m30s	2.09 ± 0.22	120.5	09-02-2005	244	244	488	488
EIRS-45	ELAISC15_J163952.9+410346	16h40m00.7s	+41d09m56s	2.09 ± 0.19	118.2	12-02-2005	244	244	488	488
EIRS-46	ELAISC15_J161543.5+544828	16h16m15.2s	+54d52m55s	2.11 ± 0.15	150.6	05-01-2005	244	244	488	488
EIRS-47	ELAISC15_J163515.6+405608	16h35m25.0s	+41d02m15s	2.14 ± 0.11	120.8	09-02-2005	244	244	488	488
EIRS-48	ELAISC15_J161112.6+550823	16h11m42.3s	+55d13m08s	2.16 ± 0.10	146.5	08-01-2005	244	244	488	488
EIRS-49	ELAISC15_J160250.9+545057	16h03m18.9s	+54d55m54s	2.18 ± 0.19	143.8	09-01-2005	244	244	488	488
EIRS-50	ELAISC15_J161210.8+535529	16h12m38.9s	+54d00m17s	2.35 ± 0.16	145.6	09-01-2005	244	244	488	488
EIRS-51	ELAISC15_J164048.9+413432	16h40m57.0s	+41d40m41s	2.52 ± 0.16	118.2	13-02-2005	244	244	488	488
EIRS-52	ELAISC15_J163225.2+411824	16h32m34.4s	+41d24m31s	2.57 ± 0.15	120.3	09-02-2005	244	244	488	488
EIRS-53	ELAISC15_J161441.1+550208	16h15m11.2s	+55d06m49s	2.62 ± 0.13	147.3	08-01-2005	244	244	488	488
EIRS-54	ELAISC15_J163739.2+405643	16h37m47.3s	+41d02m54s	2.64 ± 0.12	118.5	12-02-2005	244	244	488	488
EIRS-55	ELAISC15_J164036.8+412524	16h40m45.0s	+41d31m34s	2.66 ± 0.13	118.7	12-02-2005	244	244	488	488
EIRS-56	ELAISC15_J161722.3+542131	16h17m52.5s	+54d26m07s	2.68 ± 0.26	148.2	08-01-2005	244	244	488	488
EIRS-57	ELAISC15_J003014-430332	00h29m47.0s	-42d59m47s	2.70 ± 0.23	51.1	08-06-2005	244	244	488	488
EIRS-58	ELAISC15_J163553.5+412054	16h36m03.2s	+41d27m02s	2.73 ± 0.11	121.1	08-02-2005	244	244	488	488
EIRS-59	ELAISC15_J004055-441249	00h41m29.0s	-44d14m58s	2.91 ± 0.18	214.5	16-11-2004	244	244	488	488
EIRS-60	ELAISC15_J161725.0+541935	16h17m55.3s	+54d24m13s	3.06 ± 0.17	148.2	08-01-2005	244	244	488	488
EIRS-61	ELAISC15_J003059-442133	00h30m31.0s	-44d17m48s	3.13 ± 0.15	51.0	08-06-2005	244	244	488	488
EIRS-62	ELAISC15_J163425.2+404152	16h34m34.4s	+40d47m60s	3.17 ± 0.17	120.6	09-02-2005	244	244	488	488
EIRS-63	ELAISC15_J002925-434917	00h28m57.6s	-43d45m32s	3.19 ± 0.27	51.3	08-06-2005	244	244	488	488
EIRS-64	ELAISC15_J003715-423515	00h37m47.9s	-42d37m29s	3.38 ± 0.30	215.5	16-11-2004	244	244	488	488
EIRS-65	ELAISC15_J163124.1+412757	16h31m34.1s	+41d34m03s	3.48 ± 0.36	122.0	07-02-2005	244	244	488	488
EIRS-66	ELAISC15_J160419.0+541524	16h04m46.6s	+54d20m19s	3.67 ± 0.13	144.1	09-01-2005	244	244	488	488
EIRS-67	ELAISC15_J164018.4+405812	16h40m26.2s	+41d04m24s	3.77 ± 0.19	118.2	12-02-2005	244	244	488	488
EIRS-68	ELAISC15_J003829-434454	00h39m02.9s	-43d47m07s	6.51 ± 0.23	215.1	16-11-2004	244	244	488	488
EIRS-69	ELAISC15_J003213-434553	00h32m45.9s	-43d48m13s	7.52 ± 0.25	216.3	15-11-2004	244	244	488	488
EIRS-70	ELAISC15_J164010.1+410521	16h40m18.0s	+41d11m33s	9.56 ± 0.25	118.2	12-02-2005	244	244	488	488

Rowan-Robinson et al. (2003) presenta el catálogo final multibanda de ELAIS, con flujos a 6.7, 15, 90 y 175 μm y fotometría de la contrapartida óptica en U, g, r, i, Z, J, H, K y 20cm, y discute la estrategia de asociación de fuentes ópticas e infrarrojas. El catálogo completo consta de 3762 fuentes, de las que 1636 se detectan a 15 μm . El 23 % de las fuentes de 15 μm y el 75 % de las de 6.7 μm son estrellas. Para las fuentes en que están disponibles, se tabulan los desplazamientos al rojo espectroscópicos. En los campos EN1 y EN2, la fotometría U, g, r, i, Z de Wide Field Survey permite estimar z fotométricos, que coinciden con los espectroscópicos dentro del margen de incertidumbre del método fotométrico ($\sim 10\%$ para galaxias, véase Rowan-Robinson et al. (2003)).

Existe una elevada proporción de ULIRGs en el catálogo ELAIS ($\sim 14\%$ de las galaxias detectadas a 15 μm con z conocido), muchas de las cuales tienen SEDs tipo Arp220. Un 10 % de las fuentes de 15 μm no se detectan en el óptico hasta límites de $r \sim 23.5$, por lo que deben radiar la mayor parte de su energía en el infrarrojo y probablemente son starbursts o AGNs de tipo 2 a $z > 0.6$. Aunque la mayoría de las fuentes ELAIS son de bajo z (ver Rowan-Robinson et al. 2004), el enorme volumen de Universo observado permite la detección de objetos luminosos (ULIRGs y HyLIRGs) a alto z , incluyendo fuentes dominadas tanto por actividad AGN como por formación estelar. De las 1636 fuentes ELAIS con detección a 15 μm , 402 tienen z fotométrico y 507 espectroscópico (Rowan-Robinson et al. 2004). El histograma de desplazamientos al rojo se muestra en la Figura 3.1.

En febrero de 2004 presentamos una propuesta de observación para la convocatoria GO-1 de Spitzer, liderada por el Dr. Ismael Pérez Fournon y en colaboración con otros miembros de ELAIS y SWIRE, para observar con el *InfraRed Spectrograph* (IRS; Houck et al. 2004) a bordo de Spitzer una muestra de fuentes ELAIS a alto z . Solicitamos un total de 65.9 horas de tiempo de Spitzer/IRS para observar las 70 fuentes de ELAIS que tienen detección a 15 μm y z espectroscópico o fotométrico mayor que 1.

Las observaciones con IRS comenzaron en noviembre de 2004 y terminaron en junio de 2005. Los primeros datos estuvieron disponibles a partir de febrero de 2005, y la muestra completa se presentó en noviembre de 2005 en la 2nd *Spitzer Conference* (Hernán-Caballero et al. 2008). Cada uno de los objetos se observó en modo apuntado (*IrsStare*) en los dos canales de cada uno de los dos módulos de baja resolución de IRS (*Short Low*, SL, y *Long Low*, LL), por tanto cubriendo el rango completo observable con el instrumento, de 5.2 a 39 μm . Además, para cada uno de los canales se observó en dos posiciones diferentes a lo largo de la rendija, para facilitar la sustracción del cielo, de modo que se realizaron 8 observaciones individuales por objeto y 560 en total.

La muestra se subdividió en tres grupos, atendiendo a sus flujos observados a 15 μm : débiles ($S_{15} < 1$ mJy, 5 fuentes), medios ($1 \text{ mJy} < S_{15} < 1.4$ mJy, 18 fuentes) y brillantes ($S_{15} > 1.4$ mJy, 47 fuentes) Los tiempos de integración necesarios en cada módulo y para cada grupo se estimaron con el *Spectroscopy - Performance Estimation Tool*¹ del *Spitzer Science Center* (SSC) a partir de los flujos a 15 μm , asumiendo una SED de tipo Arp220.

¹SPEC-PET: <http://ssc.spitzer.caltech.edu/tools/specpet/>

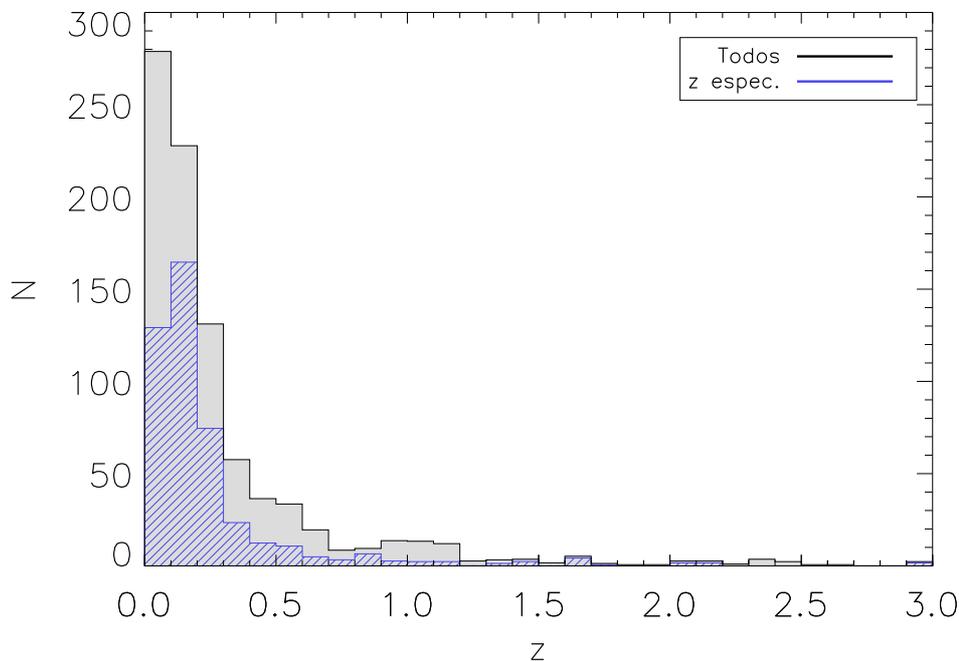


Figura 3.1 Distribución de desplazamientos al rojo para las fuentes ELAIS detectadas a 15 μm en las que se ha podido determinar el z espectroscópico o fotométrico. El histograma gris representa las 909 fuentes para las que se ha calculado un valor de z ; en azul se representan las 507 con z espectroscópico óptico.

La Tabla 3.1 muestra las coordenadas J2000.0 de la posición observada, ángulo de posición de la rendija, fecha de observación y tiempo de integración total en cada uno de los módulos para cada objeto ELAIS-IRS.

Aunque el criterio de selección de fuentes para la muestra ELAIS-IRS exigía $z > 1$, errores en los z fotométricos ópticos originales han llevado a la selección de algunos objetos para los que posteriormente se ha determinado un desplazamiento al rojo $z < 1$ a partir de espectroscopía óptica o de IRS. Considerando las medidas de desplazamiento al rojo revisadas, la muestra ELAIS-IRS abarca el rango $0.4 < z < 3.1$, con un valor medio de $z = 1.39$ (la mediana es 1.27). Comparada con otras muestras de tamaño similar, se sitúa en un rango intermedio entre las ultraluminosas e hiperluminosas de alto z de Houck et al. (2005) y Yan et al. (2005) y las galaxias luminosas y ultraluminosas locales (e.g. Armus et al. 2007; Imanishi et al. 2007).

3.2. Fotometría en el óptico e infrarrojo cercano

57 de las 70 fuentes de la muestra ELAIS-IRS están en los campos EN1 y EN2, para los que se dispone de fotometría del Isaac Newton Telescope Wide Field Survey (WFS) en las bandas U , g , r , i , Z , que con 600 segundos de integración en cada una alcanza magnitudes límite $5\text{-}\sigma$ (Vega) de 23.4, 24.9, 24.0, 23.2 y 21.9, respectivamente (González-Solares et al. 2005). En el campo ES1 se dispone de fotometría B , V , R en el óptico hasta magnitudes límite B , $V \sim 25$, $R \sim 24.5$ (Berta et al. 2006), aunque la calibración en B es incierta (Rowan-Robinson et al. 2004). En cualquier caso, todos los objetos ELAIS-IRS están detectados en 3 o más bandas ópticas.

El Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000) cubre EN2 y parte de EN1, y, aunque no llega tan profundo como WFS (límites en u , g , r , i , z de 22.0, 22.2, 22.2, 21.3 y 20.5, respectivamente), todas las bandas se observaron en la misma época, con lo que se evitan los problemas de variabilidad que afectan a los cuásares observados por WFS (Afonso-Luis et al. 2004). 36 objetos ELAIS-IRS se detectan en la fotometría de SDSS, todos ellos en al menos 3 bandas.

8 fuentes ELAIS-IRS (de las cuales 6 en el campo ES1) se detectan en el *Two Micron All Sky Survey* (2MASS; Skrutskie et al. 2006) en las bandas J, H y Ks, para las que la magnitud límite es 16.5, 15.5 y 15.0, respectivamente. La parte central del campo EN1 ha sido cartografiada por el UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS; Lawrence et al. 2007) hasta magnitud límite K ~ 21 . 10 objetos disponen de fotometría en las bandas J y K de UKIDSS.

Con el fin de facilitar la descripción de la muestra ELAIS-IRS, hacemos una división de los objetos que la componen en dos grandes grupos: “cuásares” y “galaxias”. La asignación de cada objeto a un grupo u otro dependerá de su espectro óptico cuando éste esté disponible, o de la fotometría óptica en caso contrario. Si se utiliza la fotometría, se asignará la clasificación correspondiente a la SED patrón que mejor ajusta a la fotometría en el catálogo fotométrico revisado de ELAIS (Rowan-Robinson et al. 2008). Clasificaremos como cuásares a los objetos con SEDs ópticas azules o líneas de emisión anchas en el espectro, es decir, candidatos a AGNs de tipo 1. Las galaxias serán objetos con SEDs rojas o líneas de emisión estrechas en el espectro, es decir, starbursts, AGNs de tipo 2 y objetos compuestos. Según este criterio, los cuásares suponen más de la mitad de la muestra, con 42 objetos, mientras que 27 se clasifican ópticamente como galaxias. Se dispone de espectroscopía para 37 de los 42 cuásares (véase §5.1), y para ninguna de las galaxias. La Tabla 3.2 muestra la fotometría óptica y en el infrarrojo cercano de todos los objetos de la muestra ELAIS-IRS, así como la clasificación óptica (cuásar o galaxia).

3.3. Fotometría en el infrarrojo medio y lejano (SWIRE)

El *Spitzer Wide Area InfraRed Extragalactic Survey* (SWIRE; Lonsdale et al. 2003a, 2004) es el mayor de los programas de Legado Científico realizados con el observatorio Spitzer. Es un cartografiado en imagen que cubre unos 49 grados cuadrados de cielo repartidos

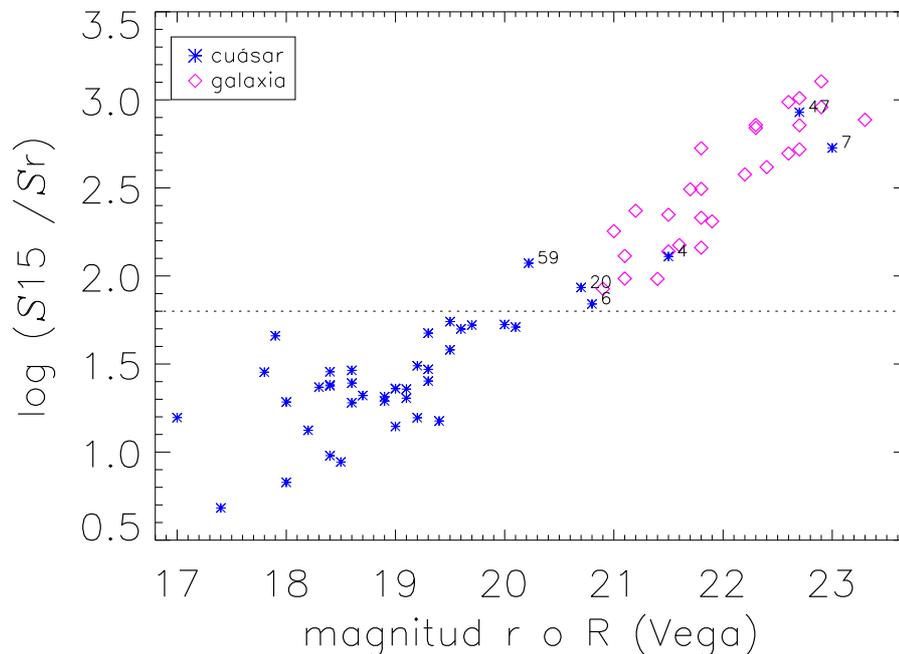


Figura 3.2 Razón de flujos entre 15 μm y la banda r en función de la magnitud r para los objetos de la muestra ELAIS-IRS. La línea de puntos indica la frontera escogida para separar los cuásares (asteriscos azules) de las galaxias (rombos magenta).

en 6 campos de latitud galáctica alta, escogidos por su bajo nivel de fondo en el IR lejano debido a cirros galácticos. Se obtuvo fotometría para todos los campos en las 4 bandas de IRAC: 3.6, 4.5, 5.8 y 8.0 μm y 3 de MIPS: 24, 70 y 160 μm . El catálogo multibanda de SWIRE contiene más de dos millones de fuentes seleccionadas en el infrarrojo, incluyendo estrellas, galaxias normales, galaxias starburst, ULIRGs y cuásares.

Las imágenes de IRAC y la banda de 24 μm de MIPS (MIPS24) fueron procesadas utilizando el software de reducción del SSC en su versión S11, y las fuentes de cada banda fueron extraídas con SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). La unificación de los 5 catálogos individuales en un catálogo multibanda se llevó a cabo utilizando la herramienta de asociación de fuentes *bandmerge*² desarrollada por el SSC. La profundidad ($5\text{-}\sigma$) alcanzada es de aproximadamente 3.7, 5.4, 48 y 37.8 μJy en las bandas de IRAC, y en torno a 130 μJy para MIPS24 (Surace et al. 2005).

²<http://ssc.spitzer.caltech.edu/postbcd/bandmerge.html>

Tabla 3.2. Fotometría óptica y en el infrarrojo cercano

ID	U	g	r	i	Z	J	H	Ks	clase
EIRS-1	19.39 ± 0.02	20.28 ± 0.03	19.64 ± 0.04	19.41 ± 0.11	18.95 ± 0.02	18.17 ± 0.02		16.42 ± 0.01	QSO
EIRS-2	20.51 ± 0.04	23.08 ± 0.05	22.14 ± 0.06	21.25 ± 0.12	20.40 ± 0.04	19.10 ± 0.07		17.11 ± 0.03	gal.
EIRS-3		23.22 ± 0.10	22.27 ± 0.05	21.01 ± 0.10	20.40 ± 0.05				gal.
EIRS-4									QSO
EIRS-5									QSO
EIRS-6	20.51 ± 0.03	20.77 ± 0.02	20.59 ± 0.04	20.14 ± 0.06	19.97 ± 0.04				QSO
EIRS-7	22.63 ± 0.10	22.87 ± 0.04	22.92 ± 0.08	23.02 ± 0.23					QSO
EIRS-8	21.94 ± 0.05	22.39 ± 0.03	21.80 ± 0.06	20.90 ± 0.10	20.20 ± 0.05				gal.
EIRS-9			22.71 ± 0.07	21.88 ± 0.06	21.11 ± 0.12				gal.
EIRS-10	19.07 ± 0.02	19.58 ± 0.02	19.07 ± 0.02	19.00 ± 0.02	18.72 ± 0.02				QSO
EIRS-11	18.22 ± 0.02	19.06 ± 0.02	18.79 ± 0.02	18.51 ± 0.02	18.55 ± 0.03				QSO
EIRS-12	20.63 ± 0.05	21.47 ± 0.02	21.14 ± 0.02	20.79 ± 0.11	20.25 ± 0.04	20.23 ± 0.13		19.46 ± 0.15	gal.
EIRS-13		23.57 ± 0.07	22.76 ± 0.06	22.10 ± 0.11	20.49 ± 0.06				gal.
EIRS-14			23.46 ± 0.14	21.78 ± 0.12	21.18 ± 0.11				gal.
EIRS-15	22.49 ± 0.10	22.72 ± 0.04	21.74 ± 0.05	20.49 ± 0.11	19.68 ± 0.02	18.08 ± 0.02		16.41 ± 0.01	gal.
EIRS-16		23.25 ± 0.05	22.29 ± 0.04	21.31 ± 0.08	20.58 ± 0.07				gal.
EIRS-17	18.25 ± 0.02	18.85 ± 0.02	18.35 ± 0.02	17.96 ± 0.02	18.12 ± 0.03				QSO
EIRS-18						17.08 ± 0.17	15.98 ± 0.16	15.48	QSO
EIRS-19		23.50 ± 0.06	22.90 ± 0.08	22.37 ± 0.11					gal.
EIRS-20	20.55 ± 0.03	21.13 ± 0.06	20.69 ± 0.05	20.23 ± 0.06	20.12 ± 0.05				QSO
EIRS-21		23.99 ± 0.08	23.31 ± 0.11	21.97 ± 0.13	20.78 ± 0.06				gal.
EIRS-22		23.63 ± 0.06	22.77 ± 0.09	21.43 ± 0.06	20.74 ± 0.05	19.69 ± 0.06		17.99 ± 0.05	gal.
EIRS-23	18.07 ± 0.03	19.08 ± 0.09	18.58 ± 0.04	18.50 ± 0.09	18.53 ± 0.03				QSO
EIRS-24	19.25 ± 0.03	19.69 ± 0.02	19.35 ± 0.02	19.10 ± 0.06	19.02 ± 0.03				QSO
EIRS-25									gal.
EIRS-26	19.05 ± 0.04	19.65 ± 0.03	19.18 ± 0.04	19.05 ± 0.11	19.07 ± 0.02				QSO
EIRS-27	23.18 ± 0.15	23.31 ± 0.05	22.46 ± 0.10	21.31 ± 0.06	20.51 ± 0.05				gal.
EIRS-28									QSO
EIRS-29						16.47 ± 0.12	15.95 ± 0.19	15.62 ± 0.20	QSO
EIRS-30	20.62 ± 0.02	19.79 ± 0.02	19.46 ± 0.02	18.94 ± 0.02	18.74 ± 0.02				QSO
EIRS-31	18.90 ± 0.04	19.56 ± 0.03	19.19 ± 0.04	18.62 ± 0.11	18.67 ± 0.02	18.12 ± 0.02		16.96 ± 0.01	QSO
EIRS-32	22.44 ± 0.08	23.81 ± 0.08	22.37 ± 0.04	21.27 ± 0.04	20.38 ± 0.05				gal.
EIRS-33	19.41 ± 0.03	19.74 ± 0.02	19.32 ± 0.02	19.08 ± 0.02	18.75 ± 0.02				QSO
EIRS-34	19.16 ± 0.04	19.55 ± 0.03	18.96 ± 0.04	18.70 ± 0.11	18.53 ± 0.02	18.10 ± 0.02		16.43 ± 0.01	QSO
EIRS-35	18.21 ± 0.04	19.08 ± 0.02	18.88 ± 0.03	18.49 ± 0.11	18.19 ± 0.02				QSO
EIRS-36	18.10 ± 0.03	19.04 ± 0.02	18.80 ± 0.02	18.28 ± 0.02	18.08 ± 0.02				QSO
EIRS-37		23.96 ± 0.09	22.86 ± 0.08	21.39 ± 0.12	20.52 ± 0.05				gal.

Tabla 3.2 (continuación)

ID	U	g	r	i	Z	J	H	Ks	clase
EIRS-38		23.57 ± 0.07	22.66 ± 0.06	21.48 ± 0.04	20.49 ± 0.06				gal.
EIRS-39	19.22 ± 0.02	19.91 ± 0.02	19.57 ± 0.02	19.34 ± 0.02	19.24 ± 0.02				QSO
EIRS-40		23.65 ± 0.07	22.92 ± 0.06	21.98 ± 0.10					gal.
EIRS-41	19.06 ± 0.02	19.62 ± 0.02	19.66 ± 0.05	18.88 ± 0.09	18.34 ± 0.03				QSO
EIRS-42	21.81 ± 0.06	22.33 ± 0.03	21.73 ± 0.03	20.95 ± 0.03	20.12 ± 0.06				gal.
EIRS-43	18.11 ± 0.03	18.75 ± 0.02	18.37 ± 0.02	17.72 ± 0.06	17.52 ± 0.03				QSO
EIRS-44	19.05 ± 0.03	19.49 ± 0.06	19.00 ± 0.05	18.58 ± 0.06	18.37 ± 0.03				QSO
EIRS-45	18.30 ± 0.03	18.82 ± 0.02	18.53 ± 0.02	18.07 ± 0.06	17.97 ± 0.03				QSO
EIRS-46	17.75 ± 0.02	18.42 ± 0.03	18.07 ± 0.04	17.68 ± 0.11	17.46 ± 0.02	16.71 ± 0.15	16.07 ± 0.16	15.90 ± 0.23	QSO
EIRS-47	22.98 ± 0.13	23.20 ± 0.05	22.82 ± 0.08	22.52 ± 0.17					QSO
EIRS-48		23.43 ± 0.05	22.57 ± 0.06	21.25 ± 0.04	20.17 ± 0.04			16.78 ± 0.06	gal.
EIRS-49	18.83 ± 0.02	19.67 ± 0.02	19.08 ± 0.02	18.80 ± 0.05	18.73 ± 0.02	17.86 ± 0.01		16.73 ± 0.01	QSO
EIRS-50	21.49 ± 0.05	21.85 ± 0.02	21.47 ± 0.02	20.62 ± 0.02	20.21 ± 0.05				gal.
EIRS-51		23.69 ± 0.08	22.45 ± 0.04	21.06 ± 0.07	20.19 ± 0.05				gal.
EIRS-52		23.08 ± 0.04	22.77 ± 0.06	22.00 ± 0.07					gal.
EIRS-53	22.33 ± 0.08	22.90 ± 0.04	22.38 ± 0.05	21.61 ± 0.05	20.86 ± 0.08				gal.
EIRS-54									QSO
EIRS-55		23.67 ± 0.08	23.26 ± 0.10		21.21 ± 0.11				gal.
EIRS-56	22.75 ± 0.10	23.03 ± 0.04	22.83 ± 0.09	22.33 ± 0.15	21.71 ± 0.13				gal.
EIRS-57									QSO
EIRS-58	18.74 ± 0.02	19.48 ± 0.02	19.26 ± 0.05	18.92 ± 0.09	18.77 ± 0.03				QSO
EIRS-59									QSO
EIRS-60	21.51 ± 0.05	22.26 ± 0.02	21.79 ± 0.05	20.71 ± 0.11	19.94 ± 0.03				gal.
EIRS-61						16.62 ± 0.12	15.69 ± 0.11	15.08 ± 0.12	QSO
EIRS-62	17.80 ± 0.02	18.41 ± 0.02	18.18 ± 0.05	17.75 ± 0.09	17.76 ± 0.03				QSO
EIRS-63						16.55 ± 0.13	16.27 ± 0.21	15.61	QSO
EIRS-64									QSO
EIRS-65		23.65 ± 0.07	22.66 ± 0.06	21.65 ± 0.05					-
EIRS-66	18.17 ± 0.04	18.47 ± 0.02	17.98 ± 0.02	17.64 ± 0.05	17.56 ± 0.02	16.98 ± 0.01		15.86 ± 0.00	QSO
EIRS-67	18.01 ± 0.02	18.51 ± 0.02	18.05 ± 0.02	17.82 ± 0.02	17.60 ± 0.03				QSO
EIRS-68						16.81 ± 0.16	16.24 ± 0.17	15.58 ± 0.20	QSO
EIRS-69						15.99 ± 0.08	15.41 ± 0.09	15.23 ± 0.14	QSO
EIRS-70	16.43 ± 0.03	17.25 ± 0.02	16.94 ± 0.02	16.73 ± 0.06	16.64 ± 0.03	16.40 ± 0.11	15.52 ± 0.13	15.24 ± 0.17	QSO

Tabla 3.3. Fotometría en el infrarrojo medio y lejano

ID	S3.6 μm [μJy]	S4.5 μm [μJy]	S5.8 μm [μJy]	S8.0 μm [μJy]	S15 μm [mJy]	S24 μm [mJy]	S70 μm [mJy]	S160 μm [mJy]
EIRS-1	297.0 \pm 1.9	366.0 \pm 2.4	471 \pm 6	789 \pm 5	0.79 \pm 0.10	2.48 \pm 0.02		
EIRS-2	128.0 \pm 1.6	113.0 \pm 1.4	64 \pm 5	84 \pm 4	0.80 \pm 0.16	0.94 \pm 0.02	16.4 \pm 1.0	70.2 \pm 5.1
EIRS-3	63.4 \pm 1.1	40.7 \pm 1.2			0.83 \pm 0.14			
EIRS-4	347.0 \pm 2.0	524.0 \pm 2.6	745 \pm 7	1090 \pm 7	0.98 \pm 0.17	4.33 \pm 0.04	33.1 \pm 1.7	
EIRS-5	276.0 \pm 2.2	359.0 \pm 2.7	458 \pm 8	707 \pm 8	0.99 \pm 0.13	2.18 \pm 0.03		
EIRS-6	31.2 \pm 0.9	41.6 \pm 1.2	56 \pm 4	140 \pm 4	1.00 \pm 0.14	0.48 \pm 0.02		
EIRS-7	27.6 \pm 0.5	52.6 \pm 1.0	121 \pm 3	399 \pm 4	1.02 \pm 0.14	2.39 \pm 0.02	13.0 \pm 1.2	
EIRS-8	205.0 \pm 1.8	247.0 \pm 1.6	345 \pm 6	516 \pm 4	1.04 \pm 0.15	1.40 \pm 0.02		
EIRS-9	98.6 \pm 1.3	77.7 \pm 1.5	96 \pm 5	163 \pm 5	1.04 \pm 0.18	1.91 \pm 0.02	36.1 \pm 1.3	
EIRS-10	560.0 \pm 2.9	722.0 \pm 3.6	823 \pm 7	1100 \pm 6	1.06 \pm 0.12	2.73 \pm 0.02		
EIRS-11	171.0 \pm 1.4	267.0 \pm 1.7	412 \pm 5	693 \pm 4	1.06 \pm 0.11	2.34 \pm 0.02		
EIRS-12	27.1 \pm 0.7	45.0 \pm 1.1	102 \pm 4	248 \pm 4	1.06 \pm 0.17	2.11 \pm 0.02		
EIRS-13	99.4 \pm 1.2	81.2 \pm 1.2	68 \pm 4		1.07 \pm 0.16	0.48 \pm 0.02		
EIRS-14	107.0 \pm 1.0	82.8 \pm 1.0	109 \pm 3	133 \pm 3	1.12 \pm 0.12	1.30 \pm 0.02	22.7 \pm 1.4	66.1 \pm 5.5
EIRS-15	264.0 \pm 1.8	230.0 \pm 1.7	336 \pm 6	347 \pm 4	1.12 \pm 0.19	1.41 \pm 0.02		47.3 \pm 5.9
EIRS-16	71.4 \pm 1.0	52.6 \pm 1.2	62 \pm 3	65 \pm 4	1.23 \pm 0.20	0.54 \pm 0.02		
EIRS-17	330.0 \pm 2.0	435.0 \pm 2.4	648 \pm 6	896 \pm 5	1.26 \pm 0.16	1.76 \pm 0.02		
EIRS-18	469.0 \pm 2.8	706.0 \pm 3.7	981 \pm 11	1440 \pm 9	1.28 \pm 0.25	2.84 \pm 0.04		
EIRS-19	50.2 \pm 1.0	84.0 \pm 1.5	181 \pm 5	534 \pm 6	1.32 \pm 0.21	3.76 \pm 0.02	10.1 \pm 1.1	
EIRS-20	172.0 \pm 1.5	237.0 \pm 2.3	366 \pm 6	515 \pm 5	1.36 \pm 0.16	1.13 \pm 0.02		
EIRS-21	119.0 \pm 1.4	84.8 \pm 1.6	120 \pm 4	350 \pm 5	1.37 \pm 0.20	1.50 \pm 0.03	55.2 \pm 1.6	107.3 \pm 5.7
EIRS-22	62.0 \pm 1.0	70.2 \pm 1.2	121 \pm 4	284 \pm 4	1.38 \pm 0.19	1.78 \pm 0.02		
EIRS-23	393.0 \pm 2.7	552.0 \pm 3.4	793 \pm 9	1130 \pm 7	1.40 \pm 0.14	2.87 \pm 0.03	15.2 \pm 1.1	
EIRS-24	186.0 \pm 1.7	285.0 \pm 1.7	400 \pm 6	564 \pm 4	1.41 \pm 0.22	1.25 \pm 0.02		
EIRS-25	82.9 \pm 1.2	71.3 \pm 1.5	72 \pm 5	76 \pm 6	1.42 \pm 0.19	0.57 \pm 0.04		
EIRS-26	203.0 \pm 1.9	350.0 \pm 2.8	545 \pm 8	858 \pm 7	1.46 \pm 0.25	2.10 \pm 0.02		
EIRS-27	191.0 \pm 1.9	334.0 \pm 2.7	543 \pm 8	826 \pm 6	1.50 \pm 0.17	5.85 \pm 0.02	15.7 \pm 0.8	
EIRS-28	159.0 \pm 1.7	259.0 \pm 2.4	445 \pm 8	742 \pm 8	1.58 \pm 0.18	2.57 \pm 0.03		
EIRS-29	573.0 \pm 2.5	835.0 \pm 3.2	1520 \pm 10	2630 \pm 9	1.60 \pm 0.20	6.36 \pm 0.04		
EIRS-30	110.0 \pm 1.2	169.0 \pm 2.0	313 \pm 5	740 \pm 6	1.60 \pm 0.19	2.90 \pm 0.03	14.6 \pm 1.0	
EIRS-31	201.0 \pm 1.7	331.0 \pm 2.3	507 \pm 9	769 \pm 5	1.62 \pm 0.18	2.30 \pm 0.02		
EIRS-32	117.0 \pm 1.5	86.5 \pm 1.5	99 \pm 4	81 \pm 4	1.69 \pm 0.17	0.55 \pm 0.02		
EIRS-33		355.0 \pm 2.5		833 \pm 6	1.70 \pm 0.29	1.81 \pm 0.02		
EIRS-34	417.0 \pm 2.9	598.0 \pm 3.6	772 \pm 9	1130 \pm 8	1.72 \pm 0.19	2.13 \pm 0.03		
EIRS-35	182.0 \pm 1.9	262.0 \pm 2.2	526 \pm 8	959 \pm 6	1.74 \pm 0.19	3.21 \pm 0.03	10.5 \pm 1.2	
EIRS-36	211.0 \pm 1.8	292.0 \pm 2.5	600 \pm 8	994 \pm 7	1.74 \pm 0.16	2.06 \pm 0.02		

Tabla 3.3 (continuación)

ID	S3.6 μm [μJy]	S4.5 μm [μJy]	S5.8 μm [μJy]	S8.0 μm [μJy]	S15 μm [mJy]	S24 μm [mJy]	S70 μm [mJy]	S160 μm [mJy]
EIRS-37	257.0 \pm 2.2	327.0 \pm 2.7	496 \pm 8	668 \pm 6	1.80 \pm 0.16	2.50 \pm 0.02	21.8 \pm 1.1	
EIRS-38	184.0 \pm 1.8	331.0 \pm 2.1	569 \pm 8	950 \pm 5	1.80 \pm 0.20	2.77 \pm 0.02		
EIRS-39	261.0 \pm 1.8	372.0 \pm 2.9	539 \pm 7	849 \pm 6	1.82 \pm 0.16	3.58 \pm 0.02	27.5 \pm 1.2	68.2 \pm 4.4
EIRS-40	104.0 \pm 0.9	201.0 \pm 1.6	412 \pm 5	825 \pm 4	1.90 \pm 0.26	3.23 \pm 0.03		
EIRS-41	431.0 \pm 2.8	475.0 \pm 3.1	543 \pm 8	759 \pm 6	1.95 \pm 0.20	2.90 \pm 0.02		
EIRS-42	94.9 \pm 1.9	101.0 \pm 2.2	144 \pm 7	379 \pm 7	1.96 \pm 0.24	2.85 \pm 0.02	26.6 \pm 0.9	
EIRS-43	330.0 \pm 2.1	453.0 \pm 3.0	755 \pm 8	1280 \pm 7	2.09 \pm 0.19	3.09 \pm 0.03		
EIRS-44	409.0 \pm 2.7	597.0 \pm 3.5	862 \pm 9	1420 \pm 8	2.09 \pm 0.22	3.75 \pm 0.02		
EIRS-45	253.0 \pm 1.8	407.0 \pm 2.3	617 \pm 8	983 \pm 5	2.09 \pm 0.19	1.90 \pm 0.03		
EIRS-46	301.0 \pm 2.0	401.0 \pm 2.8	690 \pm 7	1150 \pm 7	2.11 \pm 0.15	3.01 \pm 0.02		
EIRS-47	35.0 \pm 0.9	68.3 \pm 1.1	196 \pm 5	579 \pm 5	2.14 \pm 0.11	5.24 \pm 0.02	22.9 \pm 1.0	
EIRS-48	212.0 \pm 2.1	187.0 \pm 2.4	287 \pm 7	591 \pm 6	2.16 \pm 0.10	3.01 \pm 0.02	13.3 \pm 0.9	
EIRS-49	252.0 \pm 1.6	416.0 \pm 2.4	672 \pm 7	1110 \pm 6	2.18 \pm 0.19	3.99 \pm 0.02	20.9 \pm 1.1	
EIRS-50	183.0 \pm 1.5	371.0 \pm 2.6	724 \pm 8	1430 \pm 7	2.35 \pm 0.16	5.82 \pm 0.02	26.9 \pm 0.8	84.4 \pm 5.2
EIRS-51	148.0 \pm 1.5	201.0 \pm 2.1	348 \pm 7	887 \pm 6	2.52 \pm 0.16	5.04 \pm 0.03		111.1 \pm 5.1
EIRS-52	78.0 \pm 0.8	192.0 \pm 1.6	436 \pm 4	973 \pm 5	2.57 \pm 0.15	2.93 \pm 0.02	17.4 \pm 0.9	56.9 \pm 5.1
EIRS-53	83.0 \pm 1.4	129.0 \pm 1.5	248 \pm 6	700 \pm 5	2.62 \pm 0.13	3.47 \pm 0.02	24.5 \pm 0.8	79.9 \pm 4.9
EIRS-54	196.0 \pm 2.0	383.0 \pm 2.9	621 \pm 8	1100 \pm 7	2.64 \pm 0.12	4.55 \pm 0.02	27.5 \pm 1.0	81.4 \pm 7.9
EIRS-55	26.3 \pm 0.6	69.3 \pm 1.4	172 \pm 4	509 \pm 5	2.66 \pm 0.13	2.25 \pm 0.02	15.0 \pm 1.2	
EIRS-56	195.0 \pm 1.4	413.0 \pm 2.0	826 \pm 6	1490 \pm 5	2.68 \pm 0.26	3.40 \pm 0.02	18.8 \pm 1.4	87.6 \pm 4.7
EIRS-57	223.0 \pm 1.6	385.0 \pm 2.5	716 \pm 7	1470 \pm 8	2.70 \pm 0.23	4.71 \pm 0.03	17.0 \pm 1.7	
EIRS-58	168.0 \pm 1.4	223.0 \pm 2.0	360 \pm 5	802 \pm 6	2.73 \pm 0.11	4.17 \pm 0.02	19.9 \pm 1.0	
EIRS-59	356.0 \pm 2.0	622.0 \pm 3.3	1020 \pm 8	1760 \pm 9	2.91 \pm 0.18	5.79 \pm 0.03	35.3 \pm 1.2	112.2 \pm 8.4
EIRS-60	227.0 \pm 2.0	412.0 \pm 2.9	810 \pm 9	1530 \pm 8	3.06 \pm 0.17	4.63 \pm 0.02	13.8 \pm 0.8	
EIRS-61	567.0 \pm 3.0	691.0 \pm 3.6	1120 \pm 11	1960 \pm 10	3.13 \pm 0.15	5.20 \pm 0.03		
EIRS-62	353.0 \pm 2.1	637.0 \pm 3.1	1030 \pm 8	1920 \pm 7	3.17 \pm 0.17	4.37 \pm 0.02		
EIRS-63	263.0 \pm 1.6	332.0 \pm 2.0	552 \pm 6	1250 \pm 6	3.19 \pm 0.27	4.63 \pm 0.03		
EIRS-64	203.0 \pm 1.7	335.0 \pm 2.6	678 \pm 8	1390 \pm 9	3.38 \pm 0.30	6.15 \pm 0.03	19.7 \pm 1.2	
EIRS-65					3.48 \pm 0.36			
EIRS-66	859.0 \pm 3.6	1390.0 \pm 5.2	2000 \pm 13	3070 \pm 11	3.67 \pm 0.13	5.13 \pm 0.02		
EIRS-67	532.0 \pm 2.9	709.0 \pm 3.7	1260 \pm 10	2070 \pm 7	3.77 \pm 0.19	5.48 \pm 0.02	10.8 \pm 0.9	
EIRS-68	768.0 \pm 3.0	1250.0 \pm 3.9	2140 \pm 12	3450 \pm 10	6.51 \pm 0.23	11.70 \pm 0.03	44.2 \pm 1.7	127.6 \pm 8.5
EIRS-69	1010.0 \pm 4.0	1600.0 \pm 5.3	2690 \pm 16	4440 \pm 13	7.52 \pm 0.25	9.33 \pm 0.04	20.6 \pm 1.6	
EIRS-70	1760.0 \pm 5.3	2670.0 \pm 5.9	4070 \pm 20	5750 \pm 12	9.56 \pm 0.25	15.10 \pm 0.02	44.3 \pm 1.2	50.5 \pm 4.8

La extracción de fuentes en las bandas de MIPS a 70 y 160 μm fue llevada a cabo por el Dr. Alejandro Afonso Luis, utilizando la herramienta APEX del paquete de reducción y análisis de imágenes *MOsaicker and Point Source EXtractor* (MOPEX; Makovoz & Marleau 2005; Makovoz & Khan 2005) del SSC. APEX utiliza fotometría PSF (o más correctamente, PRF, por *Point Response Function*), estimando la PRF de la imagen a partir de los propios datos. Una descripción detallada del proceso de reducción, extracción y validación de la fotometría a 70 y 160 μm puede encontrarse en su tesis de doctorado (Afonso-Luis 2008). Los límites de completitud al 90 % se alcanzan para flujos de ~ 15 mJy a 70 μm y ~ 90 mJy a 160 μm .

69 de los 70 objetos de la muestra ELAIS-IRS disponen de fotometría en las 7 bandas de SWIRE además de la medida a 15 μm de ISO (Tabla 3.3). El objeto restante, EIRS-65, no aparece en el catálogo SWIRE y tampoco se observa una señal distinguible en el espectro IRS. Puesto que el flujo a 15 μm es relativamente brillante (3.48 ± 0.36 mJy) suponemos que la fuente de 15 μm de ELAIS es real, pero se ha asociado con una fuente óptica incorrecta. El objeto EIRS-65 será excluído de la muestra en este trabajo.

Si representamos el índice espectral entre 15 μm y la banda r (o R), $\log(S15/Sr)$, frente a la magnitud r o R (Figura 3.2), los objetos se distribuyen a lo largo de la diagonal debido a que todos tienen flujos similares a 15 μm (exceptuando algunos objetos en el límite brillante de la muestra) mientras que en el óptico cubren un rango de unas 6 magnitudes. Los objetos ELAIS-IRS se separan en dos subgrupos bien diferenciados que se corresponden con su clasificación óptica, con las galaxias en la parte superior y los cuásares en la inferior. La línea en $\log(S15/Sr) = 1.8$ separa ambas poblaciones. No se encuentran galaxias por debajo de ella, pero sí hay algunos objetos clasificados como cuásares por encima. Los dos casos más extremos son EIRS-7 y EIRS-47. EIRS-7 es un objeto de $z = 2.58$ seleccionado para espectroscopía por su emisión en submilimétricas, pero está clasificado como AGN de tipo 2 tanto por su espectro ultravioleta en reposo como por la relación de flujos $H_\alpha/[N\text{ II}]$ (Swinbank et al. 2004). EIRS-47 no tiene espectroscopía, pero su SED óptica es relativamente plana en νL_ν , aunque no tan azul como otros cuásares. Tiene un continuo intenso en el IR medio y detección a 20 μm que lo identifican como AGN, pero la debilidad de la emisión óptica respecto al IR sugieren que se trata de un AGN de tipo 2.

3.4. Información adicional

Aunque los espectros de Spitzer/IRS proporcionan una información muy valiosa sobre la naturaleza y propiedades de los objetos de la muestra ELAIS-IRS, un estudio detallado requiere una cobertura espectral lo más amplia posible, puesto que cada proceso físico deja señales características en un distintas regiones del espectro electromagnético. En nuestro caso, disponemos de una cobertura amplia (aunque no homogénea) que para algunos objetos abarca desde los rayos X hasta radio. La información complementaria de que se dispone para la muestra ELAIS-IRS es la siguiente:

- Rayos X: EIRS-7 se detecta en los datos Chandra del ELAIS *Deep X-ray Survey* (EDXS; Manners et al. 2003) con flujos espectrales de 122 ± 17 nJy en la banda de 2-8 keV, 99 ± 10 nJy a 0.5-8 keV y 69 ± 13 nJy a 0.5-2 keV. EIRS-29 y EIRS-64 se detectan en la banda HX de BeppoSAX con flujos de, respectivamente, 2.0 ± 0.9 y $1.8 \pm 0.4 \times 10^{-13}$ erg s⁻¹ cm⁻² (Alexander et al. 2001).
- EIRS-7 fue seleccionado para espectroscopía óptica por su emisión en milimétricas: 2.2 ± 0.6 mJy en la banda de 1.2 mm del instrumento MAMBO en el radiotelescopio de 30 m de Pico Veleta (Greve et al. 2004).
- Varios objetos se detectan en radiocontinuo a 1.40 GHz (20 cm) con el interferómetro *Very Large Array* (VLA): EIRS-21, 0.359 mJy; EIRS-42, 1.91 ± 0.15 mJy; EIRS-44, 190 mJy; EIRS-47, 0.89 ± 0.14 mJy (Ciliegi et al. 1999; Becker et al. 1995)
- EIRS-44 se detecta además en otras 3 bandas de radio, con flujos de 47 ± 7 mJy a 4.85 GHz (Becker et al. 1991), 590 ± 20 mJy a 408 MHz (Ficarra et al. 1985) y 689 ± 46 mJy a 365 MHz (Douglas et al. 1996).

3.5. Muestra de comparación

Hasta el lanzamiento del telescopio espacial Spitzer, el estudio espectroscópico en el IR medio de galaxias ultraluminosas se había limitado al universo local con ISO, debido a que ni los telescopios terrestres ni los observatorios espaciales anteriores disponían de sensibilidad suficiente. Incluso ahora, aunque IRS es capaz de detectar los rasgos espectrales más pronunciados en objetos hasta $z \sim 2.8$ (Houck et al., 2005; Yan et al., 2005), sólo para objetos de z bajo es posible obtener espectros con elevada S/R y buena cobertura espectral que permitan un estudio detallado. Además, las galaxias ultraluminosas son relativamente poco abundantes en el universo local, y muchas de ellas están bien estudiadas, no sólo en el infrarrojo medio sino en todo el espectro electromagnético. Por esto, es muy conveniente disponer de una buena muestra de comparación a bajo z que nos ayude a interpretar las propiedades que observemos en los objetos ELAIS-IRS.

Hemos seleccionado de la literatura reciente 137 espectros IRS de objetos relativamente brillantes, cercanos (hasta $z < 0.33$) y observados con buena S/R en los módulos de baja resolución de IRS (SL y LL) o remuestreados a una resolución equivalente si fueron observados con los módulos de alta resolución (SH y LH). Todos los espectros cubren el rango entre 5 y 30 μm en reposo, y muchos de ellos se extienden hasta ~ 35 μm . Por sus propiedades espectrales en el óptico o IR se clasifican en un amplio abanico de categorías: cuásares, galaxias Seyfert con y sin PAHs, Liners, Starbursts, etc.

Los 137 espectros que componen la muestra, a la que denominaremos biblioteca de espectros o, para abreviar, la biblioteca, son públicos y han sido analizados en la literatura. La Tabla 3.4 indica la procedencia de cada uno de ellos. Para la mayoría de los espectros de la biblioteca se dispone de f_ν o νf_ν en escala logarítmica y unidades arbitrarias, por lo que algunas propiedades dependientes de la normalización no pueden medirse directamente sobre los espectros publicados. Afortunadamente, para 107 de ellos existe fotometría de

IRAS a 12 o 25 μm disponible en NED, que hemos utilizado para escalar los espectros al nivel de flujo correcto.

La mayoría de los diagramas de diagnóstico en el IR medio utilizan magnitudes tales como el flujo en una banda de PAH, o la opacidad a 9.7 μm , que son propensos a los errores sistemáticos y cuya medida depende sustancialmente de la forma en que se miden, especialmente en objetos de baja S/R. Por tanto, midiendo directamente sobre los espectros de la biblioteca, y utilizando exactamente el mismo procedimiento de medida que para la muestra ELAIS-IRS, evitaremos los errores sistemáticos que sufriríamos si comparásemos sin más con las medidas publicados en la literatura.

Esta muestra de comparación servirá también para determinar desplazamientos al rojo de los objetos ELAIS-IRS mediante técnicas de correlación de espectros (véase §5.4), y estimar cómo ha evolucionado la población de galaxias ultraluminosas desde $z \sim 1$ hasta nuestros días.

Tabla 3.4. Biblioteca de espectros de referencia

Nombre	z	Nombre	z	Nombre	z
ULIRGs; Armus et al. 2007					
IRAS 05189-2524	0.043	IRAS 08572+3915	0.058	IRAS 12112+0305	0.073
IRAS 14348-1445	0.083	IRAS 15250+3609	0.055	IRAS 22491-1808	0.078
Arp 220	0.018	Mrk 231	0.042	Mrk 273	0.038
UGC 5101	0.039				
Starbursts; Brandl et al. 2006					
Mrk 52	0.007	NGC 1222	0.008	NGC 2146	0.003
NGC 3628	0.003	NGC 520	0.008	NGC 7252	0.016
NGC 7714	0.009				
Seyferts sin PAHs; Buchanan et al. 2006					
ESO 33-g2	0.018	MGC-2-8-39	0.030	NGC 5347	0.008
NGC 4968	0.010	NGC 424	0.012	Mrk 348	0.015
F15480-0344	0.030	NGC 5548	0.017	F03450+0055	0.031
NGC 4151	0.003	Mrk 6	0.019	MGC-6-30-15	0.008
NGC 6860	0.015	Mrk 704	0.029	IC 4329A	0.016
Mrk 335	0.026	NGC 7674	0.029	MGC-3-58-7	0.031
NGC 4051	0.002	NGC 3516	0.009	Mrk 817	0.031
Mrk 9	0.040	Mrk 79	0.022	F04385-0828	0.015
NGC 1194	0.014	NGC 7603	0.030		
Seyferts con PAHs; Buchanan et al. 2006					
CGCG 381-051	0.037	F01475-0740	0.018	MGC-2-33-34	0.015
Mrk 938	0.020	NGC 1056	0.005	NGC 1125	0.011
NGC 1241	0.014	NGC 1365	0.005	NGC 3079	0.004
NGC 3982	0.004	NGC 4602	0.008	NGC 5005	0.003
NGC 513	0.020	NGC 5256	0.028	NGC 5929	0.008
NGC 5953	0.007	NGC 6810	0.007	NGC 6890	0.008
NGC 7130	0.016	NGC 7469	0.016	NGC 7496	0.006
TOL 1238-364	0.011				
ULIRG Liners; Imanishi et al. 2007					
IRAS 00188-0856	0.128	IRAS 00482-2721	0.129	IRAS 03250+1606	0.129
IRAS 04103-2838	0.118	IRAS 08572+3915	0.058	IRAS 09039+0503	0.125
IRAS 09116+0334	0.146	IRAS 09539+0857	0.129	IRAS 10378+1108	0.136
IRAS 10485-1447	0.133	IRAS 10494+4424	0.092	IRAS 11095-0238	0.106
IRAS 11130-2659	0.136	IRAS 12112+0305	0.073	IRAS 12127-1412	0.133
IRAS 12359-0725	0.138	IRAS 13335-2612	0.125	IRAS 14252-1550	0.149
IRAS 14348-1447	0.083	IRAS 15327+2340	0.018	IRAS 16090-0139	0.134
IRAS 16468+5200	0.150	IRAS 16487+5447	0.104	IRAS 17028+5817	0.106
IRAS 17044+6720	0.135	IRAS 21329-2346	0.125	IRAS 23234+0946	0.128
IRAS 23327+2913	0.107				
ULIRG HII; Imanishi et al. 2007					
IRAS 00091-0738	0.118	IRAS 00456-2904	0.110	IRAS 01004-2237	0.118
IRAS 01166-0844	0.118	IRAS 01298-0744	0.136	IRAS 01569-2939	0.141
IRAS 02411+0353	0.144	IRAS 10190+1322	0.077	IRAS 11387+4116	0.149

Tabla 3.4 (continuación)

Nombre	z	Nombre	z	Nombre	z
IRAS 11506+1331	0.127	IRAS 13509+0442	0.136	IRAS 13539+2920	0.108
IRAS 14060+2919	0.117	IRAS 15206+3342	0.125	IRAS 15225+2350	0.139
IRAS 16474+3430	0.111	IRAS 20414-1651	0.086	IRAS 21208-0519	0.130
IRAS 22206-2715	0.132	IRAS 22491-1808	0.076		
Cuásares; Netzer et al. 2007					
B2_2201+31A	0.295	PG0026+129	0.142	PG0050+124	0.061
PG0157+001	0.163	PG0838+770	0.131	PG0844+349	0.064
PG0923+201	0.190	PG0953+414	0.234	PG1001+054	0.160
PG1004+130	0.241	PG1116+215	0.177	PG1126-041	0.060
PG1229+204	0.063	PG1244+026	0.048	PG1302-102	0.278
PG1307+085	0.155	PG1309+355	0.184	PG1411+442	0.090
PG1426+015	0.087	PG1435-067	0.126	PG1440+356	0.079
PG1448+273	0.065	PG1613+658	0.129	PG1617+175	0.112
PG1626+554	0.133	PG1700+518	0.292	PG2214+139	0.066
PG2251+113	0.326	PG2349-014	0.174		

4

Reducción de espectros IRS

4.1. El espectrógrafo IRS

El Telescopio Espacial Spitzer es un observatorio espacial infrarrojo, el cuarto y último del programa *Great Observatories* de NASA. Fue lanzado en agosto de 2003 para una misión con una duración estimada de entre 2.5 y 5 años, limitada por el consumo del helio líquido que mantiene su espejo primario de 80 cm a 5.5 K. Spitzer está situado en una órbita helicéntrica muy similar a la de la Tierra, que lo aleja de ésta 0.1 U.A. al año. A bordo viajan tres instrumentos: una cámara infrarroja que opera simultáneamente en cuatro canales (3.6, 4.5, 5.8 y 8.0 μm) con resolución de 256x256 píxeles (IRAC); un fotómetro en el infrarrojo lejano compuesto por tres matrices de fotodetectores con resoluciones de 128x128 píxeles a 24 μm , 32x32 píxeles a 70 μm y 2x20 píxeles a 160 μm (MIPS); y un espectrógrafo infrarrojo (IRS). Las aperturas de cada instrumento se distribuyen en el plano focal del telescopio en la forma mostrada en la Figura 4.1.

El Espectrógrafo IRS proporciona al telescopio Spitzer la posibilidad de hacer espectroscopía de resolución baja y media en el rango entre 5.2 y 38.0 μm . Está compuesto de cuatro módulos separados, dos de ellos proporcionan cobertura en el rango 5.2-38.0 μm con una resolución de $R \sim 60$ -120 y los otros dos cubren el rango 9.9-37.2 μm con un poder resolutivo de $R \sim 600$.

IRS no tiene partes móviles y cada módulo tiene su propia rendija de entrada en el plano focal. Los módulos de baja resolución emplean diseños de rendija larga, con dos pequeñas subunidades de imagen (las cámaras de adquisición o “*peak-up arrays*”) que permiten colocar con precisión los objetos en las rendijas de entrada de IRS y obtener fotometría de las fuentes. Los módulos de alta resolución emplean un diseño echelle que permite una amplia cobertura espectral en una única exposición.

La sensibilidad $1-\sigma$ de los módulos de baja resolución es de aproximadamente 0.06 mJy entre 6 y 15 μm , y 0.4 mJy entre 14 y 38 μm en exposiciones de 512 segundos con poca emisión de fondo. La Tabla 4.1 resume otras características importantes del instrumento.

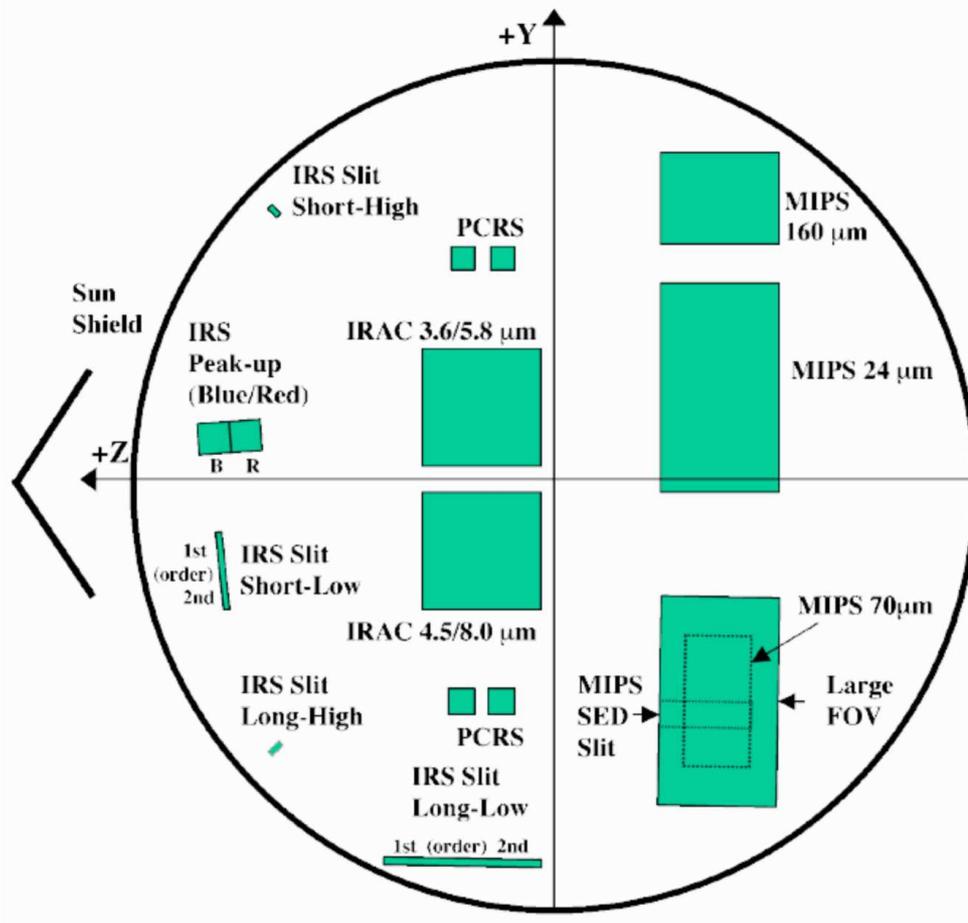


Figura 4.1 Representación esquemática del plano focal de Spitzer. Los rectángulos verdes indican la posición de los espejos de adquisición de cada instrumento, no la proyección de las aperturas en el cielo. Los dos módulos de baja resolución (*Short-Low* y *Long-Low*) disponen de rendijas independientes, cada una de ellas subdividida en dos, para los canales 1 y 2 de cada módulo. (fuente: Spitzer Observer Manual).

Los datos en bruto procedentes del instrumento IRS son almacenados a bordo del satélite Spitzer y retransmitidos hasta Tierra a través de una antena fija de alta ganancia durante sesiones de descarga de datos (el satélite no puede observar y transmitir datos simultáneamente). Una vez en tierra, se realiza una reducción y calibración completamente automatizada de los datos en el SSC, situado en las instalaciones del *Infrared Processing and Analysis Center* (IPAC) en Caltech. Los datos reducidos se almacenan en el *NASA/IPAC InfraRed Science Archive* (IRSA) donde están disponibles para el investigador principal del programa (y después de un año, para toda la comunidad científica) a través de Internet.

Tabla 4.1. Resumen módulos IRS

Módulo Detector Canal	Short-Low (SL)		Long-Low (LL)	
	Si:As		Si:Sb	
	SL1	SL2	LL1	LL2
Rango (μm)	7.4 - 14.5	5.2 - 8.7	19.5 - 38.0	14.0 - 21.3
Resolución	61-120	60-127	58-112	57-126
R/λ (μm^{-1})	8.3	16.5	3.0	5.9
rms (μm)	0.009	0.006	0.036	0.034

El software que realiza la reducción y calibración los datos de IRS en el SSC está en continua evolución, y tras cada revisión importante se hace una nueva reducción de todos los datos de archivo en IRSA, y se le notifica al investigador principal mediante correo electrónico. El acceso, consulta y descarga de datos del archivo de IRSA se realiza mediante la herramienta Leopard, que NASA pone a disposición del público en la página web del SSC¹.

En el archivo se almacenan tanto los datos en bruto originales (*raw*) como los reducidos (*Basic Calibrated Data* o BCD) e incluso los espectros extraídos y calibrados en flujo y longitud de onda (post-BCD). En algunos casos, se puede obtener buenos resultados científicos directamente a partir de los espectros extraídos post-BCD, pero en general, y especialmente con objetos débiles, es preferible repetir la extracción a partir de los datos BCD utilizando herramientas interactivas, ya que la reducción automática del SSC no realiza algunas operaciones importantes, como la sustracción de cielo.

4.2. Reducción BCD

Los datos en bruto (*raw*) consisten en cubos de datos en formato FITS, en los que cada plano corresponde a una lectura no destructiva del detector de 128×128 píxeles, separadas entre sí por intervalos de tiempo regulares. La secuencia de planos en el cubo describe la evolución en el tiempo de la carga acumulada en cada píxel del detector (rampa). Un ajuste de la carga en función del tiempo (*ramp fitting*) determina el número de fotones por segundo que recibe cada píxel, así como su incertidumbre. Además, un aumento brusco en la carga acumulada permite detectar –y corregir– los impactos de rayos cósmicos. En los espectros ELAIS-IRS los cubos contienen 16 planos, y existe más de un cubo de datos por cada apuntado del telescopio –que son combinados durante la reducción BCD– debido a que los tiempos de integración requeridos eran considerablemente largos.

¹<http://ssc.spitzer.caltech.edu/propkit/spot/index.html>

Los cubos de datos crudos se convierten en imágenes 2D calibradas a través del siguiente proceso²:

- detección y enmascarado de píxeles saturados y conversión de valores (desde enteros de 16 bits a reales de 32 bits).
- estimación en la incertidumbre del número de cuentas en cada píxel mediante ajuste del número de fotones acumulado en función del tiempo (*ramp fitting*).
- conversión de cuentas a electrones (la ganancia es de $4.6 e^-/\text{DN}$).
- identificación de rayos cósmicos y enmascarado de píxeles en los planos afectados.
- estimación y sustracción del nivel de cero (*bias*). El nivel de cero se estima a partir de una extrapolación hasta tiempo de integración cero de las cuentas medidas en una zona no iluminada del detector.
- sustracción de un cubo de datos con la corriente de oscuridad de referencia, que tiene el mismo número de planos y tiempo de integración que el cubo de ciencia³.
- rectificado de las rampas, asumiendo un modelo cuadrático y coeficientes predeterminados que describen la linealidad de cada píxel. Los píxeles saturados son enmascarados.
- nueva búsqueda y enmascarado de rayos cósmicos, utilizando desviaciones de la rampa rectificada que superen un cierto umbral.
- cálculo de la pendiente de las rampas y colapsado del cubo de datos en dos imágenes bidimensionales: una con la pendiente de la rampa de cada píxel (e^-/s) y otra con su incertidumbre.
- corrección de luz dispersada (*straylight*). Sólo afecta al módulo SL.
- corrección de *flat field*. Los *flat fields* de calibración son específicos de cada módulo y se obtienen utilizando lámparas internas en el instrumento y estrellas brillantes.

Para cada observación, los productos de la reducción BCD que nos interesan, y que utilizaremos en la siguiente etapa de reducción y extracción de espectros son: una imagen 2D calibrada, una máscara que indica el estatus de cada píxel mediante una serie de bits que indican, cada uno, una condición particular (píxel caliente, píxel muerto, saturación, detección de rayo cósmico, etc), y una imagen de ruido, que indica la incertidumbre en el valor de cada píxel.

²sólo se indican los pasos más relevantes; para una explicación más detallada del proceso completo, consúltese el capítulo 4 del IRS Data Handbook, disponible en <http://ssc.spitzer.caltech.edu/irs/dh>

³en realidad, no es realmente corriente de oscuridad, puesto que se realiza con el obturador abierto exponiendo una región del cielo con muy baja emisión infrarroja.

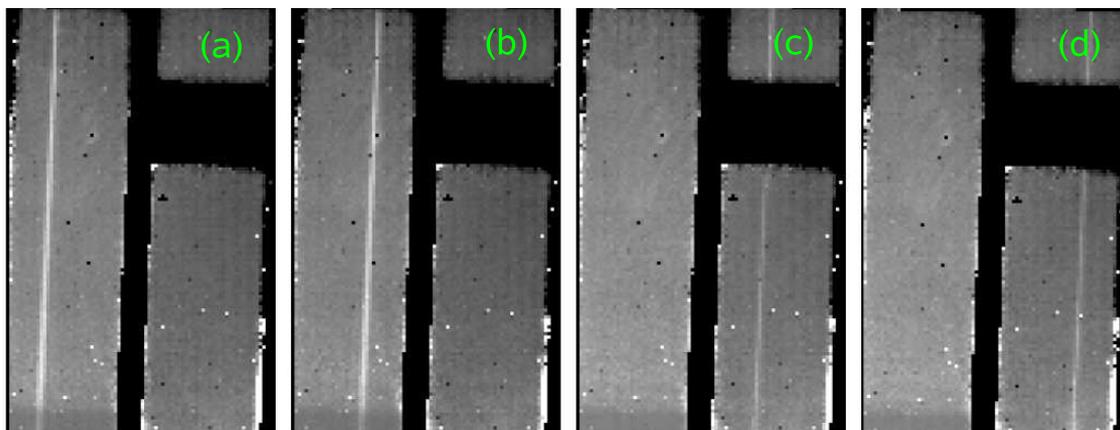


Figura 4.2 Imágenes reducidas con los 4 espectros correspondientes al módulo *Short-Low* para el objeto ELAIS-IRS más brillante (EIRS-70) previas a la sustracción de cielo. Los espectros correspondientes a las dos posiciones sobre la rendija (A y B) en cada uno de los canales (SL1 y SL2) son: (a) SL1A, (b) SL1B, (c) SL2A, (d) SL2B.

4.3. Reducción Post-BCD

Uno de los mayores problemas en las imágenes de IRS (y que la reducción BCD no resuelve) es el de los píxeles calientes. Su número y posición varía de una imagen a otra, aunque la mayoría de ellos son siempre los mismos y pueden identificarse en una imagen de corriente de oscuridad. El SSC proporciona máscaras de píxeles inestables (*rogue pixels*) para cada campaña de observación. Conviene usar siempre las máscaras propias de la campaña en que se observó el objeto en cuestión, porque el estado de los píxeles va cambiando, y el número de píxeles dañados aumenta progresivamente según envejecen los detectores. Aunque los píxeles calientes pueden enmascarse e ignorarse sin más, es preferible corregirlos, sustituyendo su valor por un número de cuentas estimado a partir de los píxeles adyacentes. Esta tarea la realizamos con el paquete IRSCLEAN del SSC⁴, que deriva perfiles para un grupo de filas por encima y por debajo del píxel caliente, predice el perfil para la fila del píxel caliente y lo escala utilizando los píxeles buenos de esa fila. La incertidumbre en el flujo de los píxeles corregidos se calcula interpolando en los píxeles vecinos, usando el mismo algoritmo que para el flujo. Este procedimiento asegura que el píxel corregido tenga un impacto mínimo en el cálculo de la incertidumbre en el espectro extraído.

Dado que nuestros objetos son débiles, el fondo de cielo contribuye una fracción muy importante del flujo detectado en las imágenes BCD, hasta el punto de que en algunos casos la traza del objeto resulta apenas visible. Para poder sustraer el cielo de forma eficaz, observamos el objeto en dos posiciones diferentes (A y B) a lo largo de la rendija (Figura 4.2), de forma análoga a como se hace en espectroscopía en el infrarrojo cercano desde tierra (*nodding*). Restamos A-B y obtenemos una imagen con el cielo sustraído, que muestra

⁴<http://ssc.spitzer.caltech.edu/postbcd/irsclean.html>

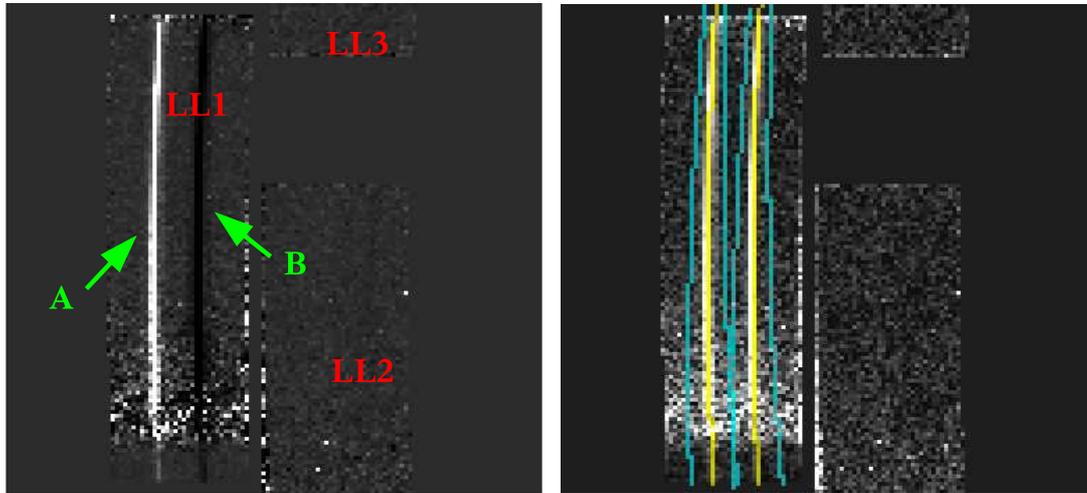


Figura 4.3 Izquierda: diferencia de las imágenes obtenidas con el canal SL1 en las dos posiciones de *nodding* (*nod-nod*). La traza del objeto aparece en positivo en la posición A, y en negativo en la posición B. Derecha: aperturas de extracción por defecto (en azul) para las trazas A y B del canal SL1. Nótese que en la parte inferior de la imagen ($\lambda \gtrsim 34 \mu\text{m}$) las aperturas se solapan ligeramente.

dos trazas del objeto, una en positivo y otra en negativo (Figura 4.3). Esta estrategia de sustracción del cielo (a la que denominaremos *nod-nod*) presenta un problema: a longitudes de onda largas la PSF del instrumento se hace muy ancha, y las dos trazas llegan a entrar en contacto, cancelándose parcialmente entre sí y produciendo una caída significativa en el flujo medido (Figura 4.4). Para evitar este problema, y teniendo en cuenta que los dos canales de cada módulo son expuestos simultáneamente (en posiciones de cielo diferentes), utilizamos una estrategia a la que llamaremos *mod-mod*, que consiste en restar imágenes correspondientes a la misma posición de *nodding* (A o B) en las que el objeto se observó con el canal 1 o 2 de cada módulo, es decir: SL1(A)-SL2(A), SL1(B)-SL2(B), LL1(A)-LL2(A) y LL1(B)-LL2(B). Para que este método sea aplicable, es necesario que los tiempos de integración sean idénticos en ambos canales de cada módulo, pero en nuestro caso esta condición se cumple para todos los objetos. De este modo, las trazas negativa y positiva aparecen en canales diferentes y por tanto no se solapan (Figura 4.5).

Las imágenes de incertidumbre correspondientes también se combinan, sólo que en lugar de restarse, se suman cuadráticamente, y las máscaras se combinan de forma que en la máscara combinada, cada pixel tenga activados los bits que están activados en una o ambas de las máscaras a combinar.

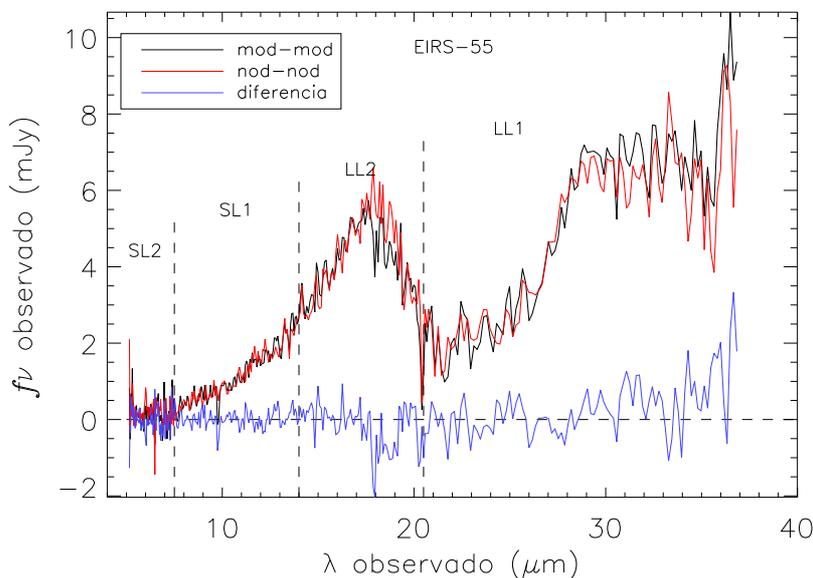


Figura 4.4 Comparación de los espectros extraídos de una galaxia ELAIS-IRS utilizando la estrategia *mod-mod* (negro) y *nod-nod* (rojo). La diferencia se muestra en azul. En la mayoría de espectros se muestra una sutil pero significativa desviación hacia $f_\nu(\text{mod-mod}) > f_\nu(\text{nod-nod})$ para λ largas, lo que probablemente se debe a que un ligero solapamiento de las alas de la PSF provoca una cancelación parcial entre las trazas positiva y negativa en la estrategia *nod-nod*.

4.4. Extracción y calibración

La extracción de espectros unidimensionales y calibración en flujo y longitud de onda la realizamos con el Spitzer IRS Custom Extraction (SPICE⁵). SPICE realiza las mismas operaciones que el procesado post-BCD automático del SSC, pero permite escoger los parámetros de forma interactiva, y realizar ciertas optimizaciones que no se hacen en la reducción automática. El proceso de extracción se lleva a cabo en 4 etapas:

- *PROFILE* crea un perfil espacial promedio de la rendija colapsando la imagen en la dirección espectral.
- *RIDGE* determina el pico del perfil espacial a lo largo de la dirección de dispersión y sirve para centrar de forma precisa la traza del objeto en la rendija de extracción. El objeto se coloca en la rendija del espectrógrafo a una distancia de uno de los extremos de 1/3 de la longitud de ésta en la posición de *nodding* A, y a 2/3 en la posición B. Las variaciones de un objeto a otro en el posicionamiento a lo largo de la rendija del espectrógrafo son mucho menores que la anchura de la rendija de extracción, por lo

⁵<http://ssc.spitzer.caltech.edu/postbcd/spice.html>

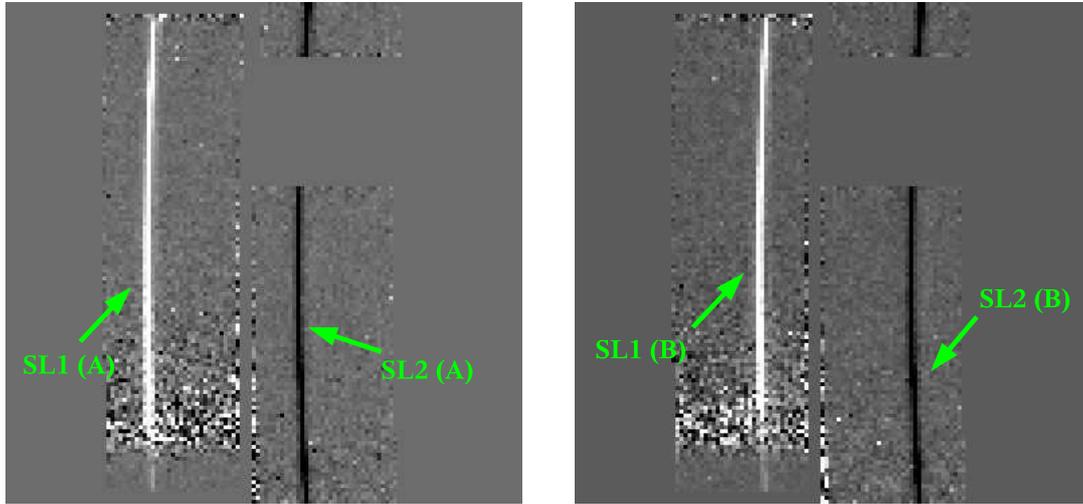


Figura 4.5 Diferencia de las imágenes obtenidas con los canales SL1 y SL2 para una misma posición de *nodding* (*mod-mod*). Izquierda: SL1(A)-SL2(A); derecha: SL1(B)-SL2(B). Las trazas positiva y negativa aparecen en canales diferentes y por tanto no se solapan.

que SPICE puede extraer directamente el espectro en la posición prevista, pero si la traza del objeto no es excesivamente débil y *PROFILE* obtiene un perfil con un pico bien definido es preferible ajustar la posición del objeto con el comando *RIDGE*.

- *EXTRACT* toma la posición del pico del paso anterior y extrae un espectro unidimensional a lo largo de la traza del objeto, teniendo en cuenta la dependencia con la longitud de onda de la PSF. La anchura de la rendija de extracción es ajustable, pero en cualquier caso depende de la longitud de onda de forma que, para un objeto puntual, la proporción del flujo total que se recupera es constante. Los ficheros de calibración estándar están calculados para una anchura de extracción por defecto de 4 píxeles a 6 μm , y ésta es la que nosotros utilizamos. La extracción se realiza con el algoritmo de extracción óptima, que pesa la señal de cada pixel con su incertidumbre a la hora de calcular su contribución al flujo total observado a una longitud de onda dada.
- *IRS_TUNE* Aplica al espectro extraído un conjunto de calibraciones fotométricas y factores de conversión de flujo. El resultado es una tabla de datos con las siguientes columnas: orden espectral, longitud de onda en micras, flujo en mJy, incertidumbre en mJy y un entero que indica los problemas del proceso de reducción o extracción que afectan a esa medida en concreto.

Los espectros correspondientes a las posiciones A y B de cada módulo y canal están muestreados en los mismos valores de λ , por lo que podemos combinarlos sin más promediando sus flujos observados a cada λ pesados por sus incertidumbres. Por último, se concatenan los espectros procedentes de los cuatro canales (SL2, SL1, LL2 y LL1) para

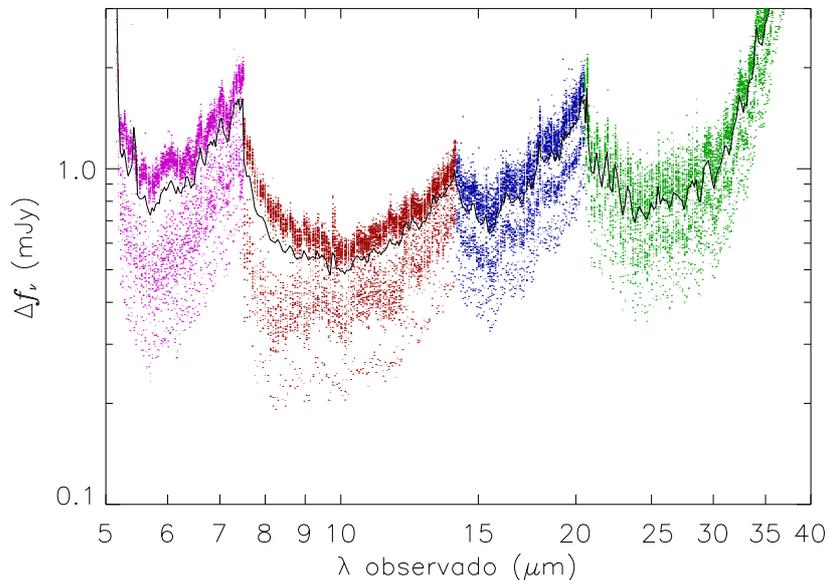


Figura 4.6 Incertidumbre en el flujo espectral observado en función de λ para la muestra ELAIS-IRS. Cada punto representa la incertidumbre en f_ν del espectro de un objeto a la longitud de onda correspondiente. Cada color representa un módulo de IRS diferente: violeta para SL2, rojo SL1, azul LL2 y verde LL1. En negro se muestra el espectro de incertidumbres promedio para la muestra completa.

generar un único espectro que cubre todo el rango de 5 a 39 μm .

SPICE calibra en flujo los espectros comparando las observaciones con un espectro modelo. Para los módulos de baja resolución, el calibrador primario es la estrella HR 7341 (HD 181597). La incertidumbre en la fotometría introducida por el error en el tamaño angular y tipo espectral de las estrellas estándar es $\pm 5\%$. Las incertidumbres en la posición de la rendija dentro del campo de visión del telescopio pueden introducir diferencias sistemáticas en el flujo observado en las posiciones A y B de un 5%, y los saltos entre diferentes módulos pueden ser también de hasta el 5%.

La Figura 4.6 muestra la incertidumbre en el flujo espectral, Δf_ν estimada por SPICE para los espectros extraídos en función de la longitud de onda. Como el flujo procedente del objeto es pequeño comparado con el fondo a estas longitudes de onda, Δf_ν es prácticamente independiente de f_ν . Las variaciones en función de λ se deben principalmente a la dependencia con la longitud de onda de la respuesta de los detectores. Nótese que para los cuatro módulos de IRS (representados con diferentes colores en la figura) la sensibilidad es máxima en la región central de su rango, y empeora sustancialmente en los extremos. Se observan tres poblaciones, paralelas entre sí y a diferentes niveles de Δf_ν , que corresponden a las tres profundidades diferentes (tiempos de exposición) con que se observó a los objetos de

la muestra ELAIS-IRS. Los puntos de la parte superior corresponden, evidentemente, a los objetos con menor tiempo de exposición, que tienen una incertidumbre aproximadamente 2.5 veces mayor que los de la parte inferior, para los que el tiempo de integración es 4 veces mayor.

Aparecen algunos picos de ruido recurrentes (por ejemplo, a 9.8 y 18 μm) debidos probablemente a píxeles malos en el detector que, aunque se enmascaren, aumentan el ruido indirectamente al reducir el número de píxeles que contribuyen a la medida en esa longitud de onda. También se observan ciertas ondulaciones, sobre todo en el módulo SL1, debidas a residuos de las franjas de interferencia que sobreviven a la sustracción de cielo.

La calibración en longitud de onda la realiza SPICE a partir de ficheros de calibración estándar del SSC, que mapean la longitud de onda que corresponde a cada píxel de la imagen. Esta calibración procede principalmente de observaciones de estrellas con líneas “útiles” de H I, He II, [Ne II], [Ne III], [Ne V], [S III], [S IV], [Si II], [Fe II] y [Fe III]. La precisión de la calibración en longitud de onda es del orden de 1/5 del elemento de resolución. En la Tabla 4.1 se detalla, para cada canal, el valor r.m.s. de los residuos de las líneas utilizadas para la calibración.

La resolución espectral varía entre $R \sim 60$ y $R \sim 120$ en función de la longitud de onda y el canal. En ambos módulos la resolución espectral aumenta de forma aproximadamente lineal con la longitud de onda, con valores de R/λ aproximadamente constantes a lo largo de todo el módulo (véase Tabla 4.1).

Hemos comparado la calibración en flujo de nuestros espectros IRS con la fotometría a 8 μm (IRAC) y 24 μm (MIPS) de SWIRE, y 15 μm (ISOCAM) de ELAIS. Para ello calculamos el flujo que deberíamos observar en cada banda como:

$$S_\nu = \frac{\int f_\nu(\nu)T(\nu)d\nu}{\int T(\nu)d\nu}$$

donde f_ν es el espectro IRS y $T(\nu)$ la curva de transmisión del filtro en cuestión.

En la Figura 4.7 se muestra el flujo medido en el espectro IRS frente a la fotometría SWIRE y ELAIS. En general los puntos se ajustan bastante bien a una relación 1:1, si bien la dispersión es amplia en la banda de 15 μm y en la de 8 μm los flujos de IRS son sistemáticamente inferiores a los de IRAC, especialmente para flujos bajos.

La Figura 4.8 muestra los residuos en magnitudes: $\Delta m = 2,5 \log(f_\nu/S_\nu)$ para cada una de las bandas por separado. En las tres bandas se observa, como cabía esperar, que la dispersión disminuye al aumentar el brillo de las fuentes, y no se aprecia ninguna dependencia del valor medio de Δm con f_ν .

La Tabla 4.2 resume la estadística de la calibración fotométrica. La dispersión típica observada es de 0.14, 0.35 y 0.08 magnitudes a 8, 15 y 24 μm respectivamente, lo que equivale a incertidumbres en la calibración relativa del 13.8 %, 37,8 % y 8.0 %. Si tenemos en cuenta

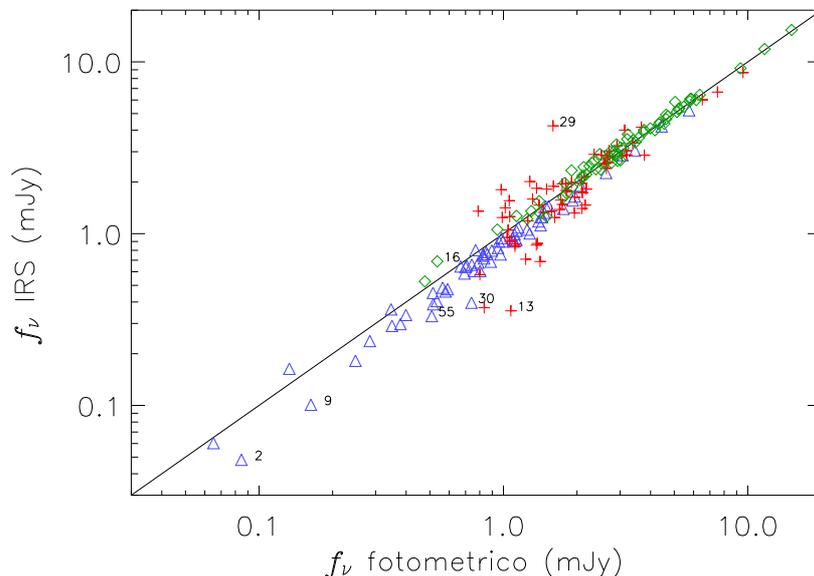


Figura 4.7 Flujo medido en el espectro IRS frente al obtenido en la fotometría SWIRE/ELAIS para los objetos de la muestra ELAIS-IRS. Los triángulos azules son para la banda de 8 μm , las cruces rojas 15 μm y los rombos verdes 24 μm . Las etiquetas en negro indican el identificador del objeto al que pertenecen aquellas medidas que difieren en más de 3 veces la desviación típica.

sólo los objetos con $f_\nu > 1$ mJy (en la banda en cuestión) encontramos que la dispersión baja a la mitad para la banda de 8 μm , mientras que para las demás la mejoría es mucho menos importante. La enorme dispersión a 15 μm (38% 1σ) se debe principalmente a incertidumbres en la medida de los flujos a 15 μm de ISOCAM, que en los objetos ELAIS-IRS más débiles están próximos al límite de detección de ELAIS de ~ 0.5 mJy (Vaccari et al. 2005). Para el modo “raster” empleado en el cartografiado ELAIS las incertidumbres en la calibración son del $\sim 20\%$ para fuentes de menos de 100 mJy (Cesarsky & Blommaert 2000). Sin embargo, no parece haber errores sistemáticos importantes, ya que la diferencia media entre los flujos de ISOCAM e IRS a 15 μm es de sólo el 5.5%

Si realizamos un ajuste de la forma $S_\nu = a f_\nu$ encontramos que para que los flujos de los espectros IRS coincidan (en promedio) con la fotometría habría que incrementarlos un 12% a 8 μm , un 5.5% a 15 μm y reducirlos un 1.9% a 24 μm . El obtener valores diferentes para cada banda probablemente nos indica que no estamos ante un problema de corrección de apertura en IRS (puesto que la anchura de la rendija de extracción escala con la PSF), sino más bien de calibración relativa entre los distintos módulos de IRS o de IRS con IRAC, MIPS e ISOCAM. A 8 μm la diferencia media ($\sim 12\%$) no es despreciable, y parece ser más importante en los objetos más débiles, lo que podría deberse a una pequeña sobreestimación del nivel de cuentas del cielo en los espectros IRS. Puesto que la banda de 8 μm coincide con

Tabla 4.2. Resumen calibración IRS-fotometría

banda	Δm mediana	Δm media	$\sigma(\Delta m)$	dispersión	$N > 3\sigma$	corrección
IRAC4 8 μm	0.1619	0.1770	0.1408	13.8 %	4	+12.0 %
LW3 15 μm	0.0646	0.0559	0.3482	37.8 %	2	+5.5 %
MIPS1 24 μm	-0.0200	-0.0339	0.0833	8.0 %	1	-1.9 %
excluyendo los objetos con $f_\nu < 1$ mJy:						
IRAC4 8 μm	0.1559	0.1516	0.0681	6.5 %	6	+10.3 %
LW3 15 μm	0.0646	0.0647	0.3184	34.1 %	2	+5.9 %
MIPS1 24 μm	-0.0173	-0.0274	0.0777	7.4 %	0	-1.9 %

la zona más ruidosa del módulo SL1 (Figura 4.6), y dado que a 15 y 24 μm las diferencias en los flujos medidos en espectros y fotometría están muy por debajo de las incertidumbres en la calibración de los instrumentos, hemos decidido no realizar ninguna corrección sobre los espectros.

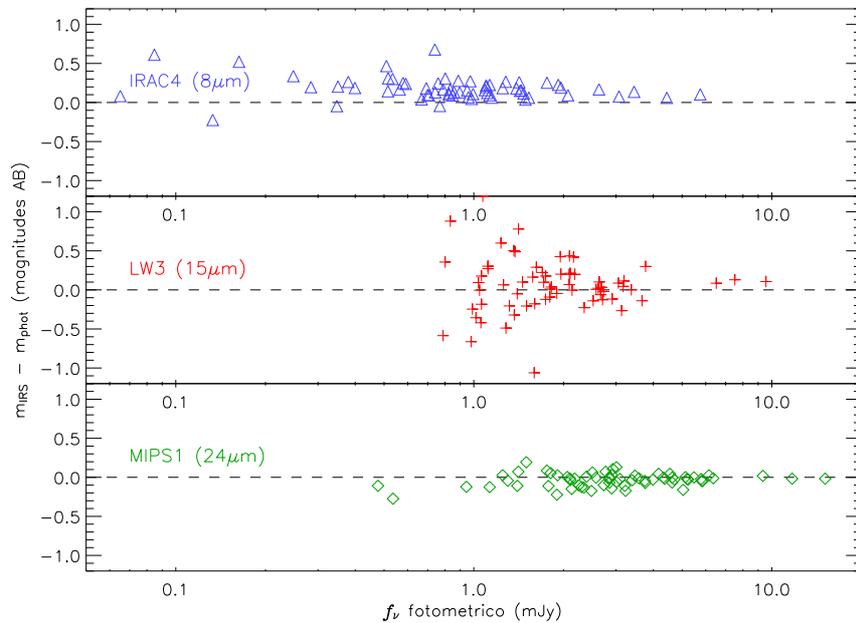


Figura 4.8 Diferencia entre la magnitud fotométrica y la obtenida del espectro IRS para cada una de las 3 bandas de calibración: 8 μm (arriba), 15 μm (centro) y 24 μm (abajo).

5

Estimación de desplazamientos al rojo

Determinar el desplazamiento al rojo de un objeto extragaláctico es un paso esencial en casi cualquier análisis que se quiera hacer sobre él, ya que toda medida realizada sobre su espectro electromagnético requiere una conversión al sistema de referencia en reposo del objeto para poder ser interpretada. Por esto, hemos puesto un empeño considerable en obtener desplazamientos al rojo fiables y precisos para el mayor número posible de objetos de la muestra ELAIS-IRS, con los medios a nuestro alcance. Desgraciadamente, la propia naturaleza de estos objetos (lejanos y a menudo muy oscurecidos en el óptico) dificulta considerablemente nuestra tarea, y no en todos los casos hemos conseguido una determinación de z segura y precisa.

La técnica estándar de medida de desplazamientos al rojo, la espectroscopía óptica, es aplicable sólo a una parte de la muestra, compuesta casi exclusivamente por AGNs de tipo 1. Para el resto, este método presenta grandes dificultades, bien porque los objetos son excesivamente débiles en el óptico o porque su desplazamiento al rojo es lo bastante alto ($z > 1.4$) como para que los rasgos espectrales importantes se desplacen fuera del espectro visible.

Para todos los objetos de la muestra situados en el hemisferio norte disponemos de un z fotométrico calculado a partir de ajuste de SEDs a la fotometría óptica de WFS por Rowan-Robinson et al. (2004) que se utilizó como criterio de selección de candidatos para la muestra ELAIS-IRS. Posteriormente, estos z se han revisado añadiendo la fotometría de SWIRE al ajuste de la SED y algunas mejoras en el algoritmo de ajuste (Rowan-Robinson et al. 2008) lo que en algunos casos aumenta considerablemente la fiabilidad del ajuste.

En muchas galaxias ultraluminosas, y especialmente en las dominadas por formación estelar, el espectro en el IR medio es rico en rasgos espectrales. Algunos de ellos, en especial las bandas de emisión de PAHs y de absorción de silicatos, tienen suficiente contraste como para servir de indicador de desplazamiento al rojo incluso en los bajos niveles de señal/ruido y resolución espectral de nuestros espectros ELAIS-IRS.

En los objetos con formación estelar intensa y no muy oscurecida, hemos podido medir con precisión la posición de los picos de varias bandas de PAHs, y estimar con ellos desplazamientos al rojo con incertidumbres del orden del 2%. Para el resto, hemos empleado un algoritmo que compara cada espectro ELAIS-IRS con todos los espectros de la muestra de comparación, que tienen z conocido y están observados con muy buena señal/ruido, y obtenemos una estimación de desplazamiento al rojo mediante un ajuste por mínimos cuadrados.

A continuación explicamos en detalle el proceso de estimación de desplazamientos al rojo y los resultados obtenidos con cada uno de los métodos mencionados.

5.1. z espectroscópicos

Disponemos actualmente de z espectroscópico para aproximadamente la mitad de la muestra ELAIS-IRS (37 de 70 objetos), todos ellos con una SED óptica azul típica de AGNs de tipo 1, excepto EIRS-7 que tienen una SED óptica más roja, pero que probablemente también tiene un AGN oculto según se desprende de su emisión en rayos X.

Los espectros ópticos provienen en su mayoría de programas de seguimiento de los cuásares de ELAIS (Afonso-Luis et al. (2004); La Franca et al. (2004)) y del Sloan Digital Sky Survey. La mayoría de estos desplazamientos al rojo están publicados en la literatura y disponibles a través de NED, exceptuando los 7 desplazamientos al rojo obtenidos de espectros tomados en el Telescopio Nórdico por Pérez-Fournon et al. (comunicación privada).

Los desplazamientos al rojo de La Franca et al. (2004) provienen del seguimiento espectroscópico de las contrapartidas ópticas de las fuentes ELAIS en el campo ES1, utilizando espectroscopía multifibras en 2dF/ATT y espectroscopía de rendija en los telescopios ESO 1.5-m, 3.6-m y NTT entre 1998 y 2002. Los de Afonso-Luis et al. (2004) son del seguimiento espectroscópico de cuásares ELAIS en los campos EN1 y EN2 usando el espectrógrafo multifibra WYFFOS en el telescopio WHT en La Palma.

La Tabla 5.1 indica el desplazamiento al rojo, clasificación espectral y procedencia del espectro para cada uno de los objetos con espectroscopía.

5.2. z fotométricos

La primera estimación de z fotométricos para las fuentes ELAIS fue publicada en el catálogo final multibanda de ELAIS (Rowan-Robinson et al. 2004). En los campos EN1 y EN2 se utilizó la fotometría U, g, r, i, Z de INT WFS, así como J, H y K (donde estaba disponible). El código utilizado fue ImpZ (Babbedge et al. 2004) que realiza un ajuste por mínimos cuadrados a un conjunto de espectros patrón y calcula el valor de z que minimiza la χ^2 del ajuste. Tiene en cuenta la extinción interna de las galaxias así como la debida al medio intergaláctico, y utiliza la estadística bayesiana para ponderar las diversas soluciones utilizando la distribución esperada en la magnitud absoluta y en A_v .

Tabla 5.1. Desplazamientos al rojo espectroscópicos

ID	<i>z</i> espectroscópico	clasificación	referencia
EIRS-1	0.387		NOT-Abril-04
EIRS-4	1.181	cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-5	1.065	cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-6	2.356		NOT-Abril-04
EIRS-7	2.5918 ± 0.0006	cuáasar	Swinbank et al. (2004)
EIRS-11	1.4135 ± 0.0014	cuáasar	SDSS
EIRS-17	1.0516 ± 0.0020	cuáasar	SDSS
EIRS-18	1.400	cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-23	1.1524 ± 0.0022	cuáasar	SDSS (1.149 Afonso-Luis et al. (2004))
EIRS-26	1.367	cuáasar	Afonso-Luis et al. (2004)
EIRS-28	1.637	cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-29	2.039	cuáasar rayos X	Alexander et al. (2001)
EIRS-30	2.9425 ± 0.0013	BAL cuáasar	SDSS
EIRS-33	0.956		NOT-Abril-04
EIRS-34	1.170		NOT-Abril-04
EIRS-35	2.0302 ± 0.0015	cuáasar	SDSS
EIRS-36	1.7707 ± 0.0017	cuáasar	SDSS
EIRS-39	1.100		NOT-Abril-04
EIRS-41	0.405		NOT-Abril-04
EIRS-43	1.7615 ± 0.0021	cuáasar	SDSS (1.757 Afonso-Luis et al. (2004))
EIRS-44	1.1785 ± 0.0019	Radio cuáasar	SDSS
EIRS-45	1.6026 ± 0.0019	cuáasar	SDSS (1.605 Afonso-Luis et al. (2004))
EIRS-46	1.692	cuáasar	Afonso-Luis et al. (2004)
EIRS-49	1.1972 ± 0.0013	cuáasar	SDSS
EIRS-54	1.426	cuáasar	Crampton et al. (1992) (1.438 Afonso-Luis et al. (2004))
EIRS-57	1.564	cuáasar	Basilakos et al. (2002)
EIRS-58	1.195	cuáasar	Afonso-Luis et al. (2004)
EIRS-59	1.380	cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-61	2.101	BAL cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-62	1.6921 ± 0.0024	cuáasar	SDSS (1.684 Afonso-Luis et al. (2004))
EIRS-63	3.094	BAL cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-64	2.190	cuáasar rayos X	Alexander et al. (2001)
EIRS-66	1.477		NOT-Abril-04
EIRS-67	1.3159 ± 0.0017	cuáasar	SDSS
EIRS-68	1.567	Seyfert 1	La Franca et al. (2004)
EIRS-69	1.707	cuáasar	La Franca et al. (2004)
EIRS-70	1.0990 ± 0.0020	cuáasar	Morel et al. (2001)

Los espectros patrón empleados incluyen 6 modelos de galaxias (denominados E, Sa, Sb, Sc, Sd y starburst) y dos de AGN. Utilizando una submuestra con espectroscopía como comparación, se obtiene que los z fotométricos tienen una precisión de $\Delta z/(1+z)$ mejor que 10 % para el 92 % de las galaxias y 25 % para el 68 % de los cuásares.

Con posterioridad a la publicación del catálogo final multibanda de ELAIS (y a la selección de la muestra ELAIS-IRS) se han realizado diversas mejoras tanto en el código de ImpZ como en los espectros patrón, que unido a la disponibilidad de fotometría de SWIRE y UKIDSS ha permitido una mejora sustancial en la precisión de los z fotométricos calculados (Rowan-Robinson et al. 2008). En algunos casos, el valor de z estimado ha variado sustancialmente, lo que explica la presencia de objetos de $z < 1$ en la muestra ELAIS-IRS.

De los datos SWIRE, sólo las bandas de 3,6 y 4,5 μm de IRAC se utilizan para calcular z fotométricos en galaxias (porque son las dominadas por emisión de la población estelar), y ninguna para los AGN. Las bandas en el IR medio no se utilizan porque, como ya vimos, no contribuyen a mejorar la precisión de los z fotométricos debido a la escasa correlación entre la emisión del polvo y la población estelar.

Aunque los z fotométricos son bastante precisos para la mayoría de objetos SWIRE, los objetos ELAIS-IRS constituyen una subpoblación extrema dentro de ésta, en la que, por ejemplo, el valor medio de A_v y la relación entre luminosidades infrarroja y óptica son mucho más elevados que en la población general, por lo que es esperable una degradación sustancial de los z fotométricos. Además, en el caso de los cuásares (que constituyen sólo el 1.75 % de la muestra SWIRE pero el 50 % de la muestra ELAIS-IRS) la precisión de los z se ve seriamente afectada por la variabilidad de las fuentes, ya que las distintas bandas de WFS no se observaron en la misma época (Afonso-Luis et al. 2004).

5.3. z a partir de bandas de PAHs

Para las 7 fuentes ELAIS-IRS con bandas de PAHs más intensas, pudimos determinar desplazamientos al rojo “espectroscópicos” a partir de la longitud de onda observada de los máximos de estas bandas. Para ello, descomponemos el espectro IRS en una superposición de continuo + PAHs, donde el continuo se modela por una ley de potencias de índice espectral ajustable, extinguida utilizando la ley de extinción del centro galáctico, y los PAHs se ajustan mediante lorentzianas (véase §6.3 para más detalles sobre el proceso de medida del continuo y los PAHs).

De la longitud de onda del pico de cada una de las lorentzianas ($\lambda_{p,i}$) obtenemos una estimación del desplazamiento al rojo del espectro (z_i), utilizando como referencia la longitud de onda en reposo medida para esa banda de PAH ($\lambda_{0,i}$) en el espectro de una región PDR galáctica (Laurent et al. 2000), según la expresión:

$$1 + z_i = \frac{\lambda_{p,i}}{\lambda_{0,i}}$$

Tabla 5.2. Desplazamientos al rojo fotométricos

	<i>z</i>	SED ^a	A _v ^b	χ ^{2c}	N ^d		<i>z</i>	SED ^a	A _v ^b	χ ^{2c}	N ^d
EIRS-1	1.742	15 (cuáasar)	0.20	4.347	5	EIRS-35	1.938	15 (cuáasar)	0.00	0.573	6
EIRS-2	1.270	7 (galaxia)	0.00	51.685	7	EIRS-36	0.208	13 (cuáasar)	0.00	2.325	5
EIRS-3	0.600	6 (galaxia)	0.00	1.053	4	EIRS-37	0.828	4 (galaxia)	0.00	0.087	4
EIRS-6	2.236	15 (cuáasar)	0.00	0.543	5	EIRS-38	0.995	3 (galaxia)	0.00	0.241	4
EIRS-7	2.020	9 (cuáasar)	0.00	4.989	4	EIRS-39	1.228	15 (cuáasar)	0.00	0.383	5
EIRS-8	0.854	8 (galaxia)	0.00	0.968	5	EIRS-40	1.312	6 (galaxia)	0.00	0.012	3
EIRS-9	1.249	7 (galaxia)	0.20	1.007	5	EIRS-41	1.911	13 (cuáasar)	0.00	9.215	5
EIRS-10	1.089	13 (cuáasar)	0.00	1.973	5	EIRS-42	1.080	11 (galaxia)	0.20	1.043	5
EIRS-11	1.805	15 (cuáasar)	0.00	2.577	5	EIRS-43	1.754	13 (cuáasar)	0.00	2.452	5
EIRS-12	1.512	9 (galaxia)	0.00	1.298	5	EIRS-44	0.288	13 (cuáasar)	0.50	4.915	6
EIRS-13	1.198	6 (galaxia)	0.00	3.873	6	EIRS-45	0.072	14 (cuáasar)	0.00	1.033	5
EIRS-14	1.239	1 (galaxia)	0.00	5.969	6	EIRS-46	0.282	13 (cuáasar)	0.30	5.132	6
EIRS-15	0.837	6 (galaxia)	0.00	0.715	5	EIRS-47	2.148	14 (cuáasar)	0.00	0.136	4
EIRS-16	0.986	6 (galaxia)	0.00	4.504	6	EIRS-48	1.280	5 (galaxia)	0.00	1.578	4
EIRS-17	0.879	13 (cuáasar)	0.00	1.492	5	EIRS-49	1.208	13 (cuáasar)	0.00	0.978	5
EIRS-19	2.062	6 (galaxia)	0.00	0.030	3	EIRS-50	1.023	11 (galaxia)	0.00	5.140	5
EIRS-20	1.410	13 (cuáasar)	0.05	0.169	5	EIRS-51	0.995	5 (galaxia)	0.00	1.121	4
EIRS-21	1.323	5 (galaxia)	0.00	1.881	4	EIRS-52	1.535	7 (galaxia)	0.00	0.076	3
EIRS-22	0.995	6 (galaxia)	0.00	3.753	4	EIRS-53	1.042	11 (galaxia)	0.00	0.378	5
EIRS-23	1.377	15 (cuáasar)	0.00	6.172	5	EIRS-54	0.479	13 (cuáasar)	0.00	3.180	4
EIRS-24	1.178	13 (cuáasar)	0.00	2.289	5	EIRS-55	1.692	5 (galaxia)	0.00	0.007	3
EIRS-26	0.959	13 (cuáasar)	0.00	2.199	5	EIRS-56	2.006	3 (galaxia)	0.00	0.093	5
EIRS-27	1.377	5 (galaxia)	0.00	1.395	5	EIRS-58	1.951	15 (cuáasar)	0.00	0.133	5
EIRS-30	2.467	15 (cuáasar)	0.25	2.015	5	EIRS-60	0.995	11 (galaxia)	0.00	3.144	5
EIRS-31	1.466	13 (cuáasar)	0.00	0.424	5	EIRS-62	2.090	15 (cuáasar)	0.00	1.090	5
EIRS-32	0.977	6 (galaxia)	0.00	9.057	7	EIRS-66	0.905	13 (cuáasar)	0.20	1.915	5
EIRS-33	0.795	13 (cuáasar)	0.15	0.322	5	EIRS-67	0.932	13 (cuáasar)	0.05	0.190	5
EIRS-34	1.138	13 (cuáasar)	0.10	0.419	5						

^amodelo de SED que mejor ajusta la fotometría^bextinción derivada del ajuste^cχ² reducida del ajuste^dnúmero de bandas fotométricas empleadas

Tabla 5.3. Desplazamientos al rojo ajustando PAHs

ID	<i>z</i> 6.2 μm	<i>z</i> 7.7 μm	<i>z</i> 8.5 μm	<i>z</i> 11.3 μm	<i>z</i> 12.7 μm	<i>z</i> medio
EIRS-2	1.127 ± 0.003	1.154 ± 0.003	1.167 ± 0.006	1.158 ± 0.002	1.160 ± 0.002	1.154 ± 0.009
EIRS-9	0.593 ± 0.003	0.614 ± 0.002	0.611 ± 0.006	0.608 ± 0.002	0.614 ± 0.003	0.609 ± 0.006
EIRS-14	0.605 ± 0.006	0.624 ± 0.004	0.628 ± 0.009	0.619 ± 0.002	—	0.619 ± 0.002
EIRS-16	0.752 ± 0.005	0.777 ± 0.007	0.756 ± 0.008	0.000 ± 0.000	—	0.760 ± 0.010
EIRS-21	—	1.024 ± 0.005	—	1.008 ± 0.007	—	1.019 ± 0.007
EIRS-32	0.601 ± 0.005	0.614 ± 0.008	0.638 ± 0.010	0.613 ± 0.004	—	0.611 ± 0.007
EIRS-37	0.879 ± 0.008	0.910 ± 0.006	—	0.908 ± 0.003	—	0.905 ± 0.004

A continuación descartamos aquellas medidas en las que la S/R de la banda de PAHs es inferior a 3, o el ajuste de la lorentziana es pobre. Esto ocurre principalmente con las bandas de 8.5 y 12.7 μm , debido en el primer caso a la proximidad de la mucho más intensa banda de 7.7 μm y el máximo de absorción de los silicatos, y en el segundo a la presencia de varias componentes que pueden presentar intensidades diferentes. Con el resto de bandas hacemos una media de los z_i , ponderada con las incertidumbres en la posición del pico de cada lorentziana.

En la Tabla 5.3 se muestran los valores de z_i obtenidos en cada medida, con sus incertidumbres, así como la estimación final del desplazamiento al rojo del objeto. Las incertidumbres utilizadas no incluyen el error de calibración en longitud de onda de los espectros IRS, que es de $\Delta\lambda/\lambda \sim 0.001$, ni las pequeñas variaciones en la longitud de onda central de las bandas de PAHs debido a diferencias en la intensidad relativa de las distintas componentes que se ha observado en algunos objetos (Vermeij et al. 2002; Peeters et al. 2004).

La Figura 5.1 muestra la combinación de continuo y lorentzianas que mejor ajustan para cada uno de los 7 espectros con PAHs intensos.

5.4. z por correlación de espectros IRS

Para fuentes en las que el espectro IRS muestra algunas características, pero estas no tienen contraste suficiente como para medir su posición o incluso para identificarlas de forma segura, hemos determinado el desplazamiento al rojo utilizando el espectro en su conjunto, mediante un algoritmo de comparación con espectros IRS de otros objetos de z conocido. Para esto, hemos utilizado la biblioteca de espectros que se describe en §3.5, y que contiene espectros de galaxias Seyfert, starbursts, ULIRGs y cuásares, incluyendo la mayor variedad posible de propiedades físicas y de características del espectro infrarrojo. La mayoría de ellos pertenecen a objetos bien estudiados del universo local con espectros IRS de muy alta S/R.

Para efectuar la comparación hemos desarrollado un algoritmo que compara cada espectro ELAIS-IRS con cada uno de los 137 modelos, y determina qué modelos y a qué desplazamientos al rojo se ajustan mejor al espectro ELAIS-IRS. Buscamos soluciones para $0 < z < 3.65$, distribuidas en 250 posiciones equiespaciadas en $\log(1+z)$ (la resolución es por tanto de 0.00267 en $\log(1+z)$, lo que equivale a $dz = 0.0123$ a $z = 1$). Para cada modelo, ajustamos por mínimos cuadrados al espectro ELAIS-IRS y calculamos la χ^2 del ajuste en función del valor de z que ajustamos para el objeto ELAIS-IRS.

Tras las primeras pruebas, descubrimos que la función χ^2 por sí sola no es un buen criterio para determinar el valor más probable de z , porque favorece soluciones espúreas a z alto, donde el solapamiento en longitud de onda en reposo entre el modelo y el objeto ELAIS-IRS es menor y por tanto la probabilidad de encontrar un buen ajuste para los (pocos) puntos implicados aumenta. Por esto, decidimos ponderar la χ^2 con alguna función del número de puntos N en el intervalo de solapamiento. Tras múltiples pruebas, en las que empleamos tanto objetos ELAIS-IRS de z conocido como submuestras de la biblioteca de

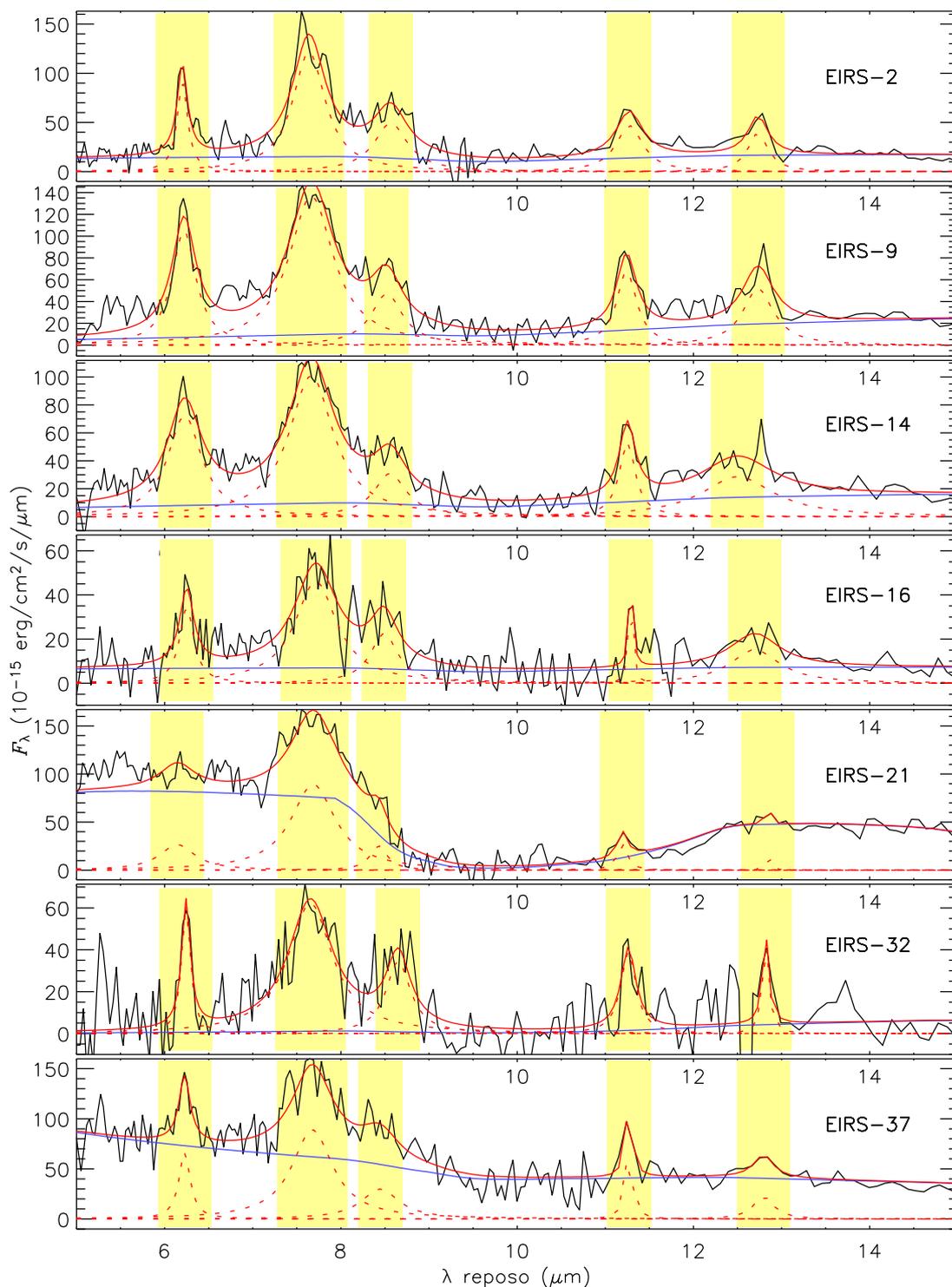


Figura 5.1 Medida de desplazamientos al rojo utilizando las bandas de PAHs. Las líneas discontinuas rojas indican la lorentziana que ajusta cada una de las bandas, la línea continua azul señala el continuo subyacente, y la línea roja continua es la suma de continuo más lorentzianas. Las bandas amarillas indican la región del espectro utilizada para ajustar cada lorentziana.

modelos, llegamos a la conclusión de que la mejor estimación de la verosimilitud del ajuste viene dada por:

$$Q(z) = \frac{\sqrt{N(z)}}{\chi^2(z)}$$

En cualquier caso, ambas funciones generan resultados similares, especialmente si la solución es robusta.

Es de destacar que, además de la función χ^2 , también hemos evaluado la utilidad del coeficiente de correlación r de Pearson, encontrando que, si bien en objetos con rasgos espectrales claros ofrece las mismas soluciones, en los espectros con peor S/R o rasgos poco contrastados la frecuencia de soluciones espúreas es muy superior.

Una inspección visual de la gráfica de las funciones $Q(z)$ y $\chi^2(z)$ para los modelos que mejor ajustan en objetos de z conocido revela que la solución correcta no es necesariamente la del modelo que obtiene el valor más alto de $Q(z)$ en su máximo (o el más bajo de $\chi^2(z)$ en el mínimo), sino, con mayor frecuencia, la que presenta un máximo mejor definido, independientemente de su valor absoluto. En general, un pico agudo y simétrico, con forma aproximadamente gaussiana, suele ser garantía de que la solución es correcta; mientras que un máximo ancho, poco profundo o ruidoso, suele indicar que el ajuste es pobre y la solución, a menudo, errónea. Esta observación nos llevó a modificar el criterio de selección del mejor ajuste para que tuviese en cuenta la forma del pico, que caracterizamos por su anchura a media altura. Definimos un nuevo parámetro, F_Q , que es proporcional al valor de $Q(z)$ en el máximo (z_m) e inversamente proporcional a la anchura a media altura del pico:

$$F_Q = \frac{Q(z_m)}{\text{FWHM}(\chi^2(z_m))}$$

Dividimos el rango de búsqueda de z en 5 intervalos iguales en $\log(1+z)$, y seleccionamos, de entre todas las soluciones que alcanzan el máximo en cada intervalo, aquella que obtiene el valor máximo de F_Q . De entre estas cinco soluciones, elegimos una mediante inspección visual de la curva de $Q(z)$ y también del ajuste del modelo al espectro ELAIS-IRS (ver Figura 5.2). Aunque no hemos podido determinar un criterio 100 % objetivo, elegimos como la más verosímil aquella solución que presente un máximo mejor definido y simétrico. La coincidencia de varias soluciones en valores de z_m próximos entre sí y con valores altos de F_Q se considera un argumento de peso a favor de ese valor de z .

En muchos casos sólo aparecen soluciones claras para un valor de z_m . En tal caso se toma sin más este valor y se clasifica la medida como “robusta”. Si existen dos o más soluciones diferentes con valores de F_Q similar, se elige la que parezca más verosímil por inspección visual y clasificamos el valor de z así obtenido como probable o incierto, en función del grado de confianza que nos merezca. Si ninguna de las soluciones presenta un máximo claro, no asignamos ningún valor de z al objeto.

Encontramos que para 12 objetos la solución es robusta y para 14 probable. En 28 objetos más se ha determinado una solución, aunque es incierta, y para los 16 restantes no se

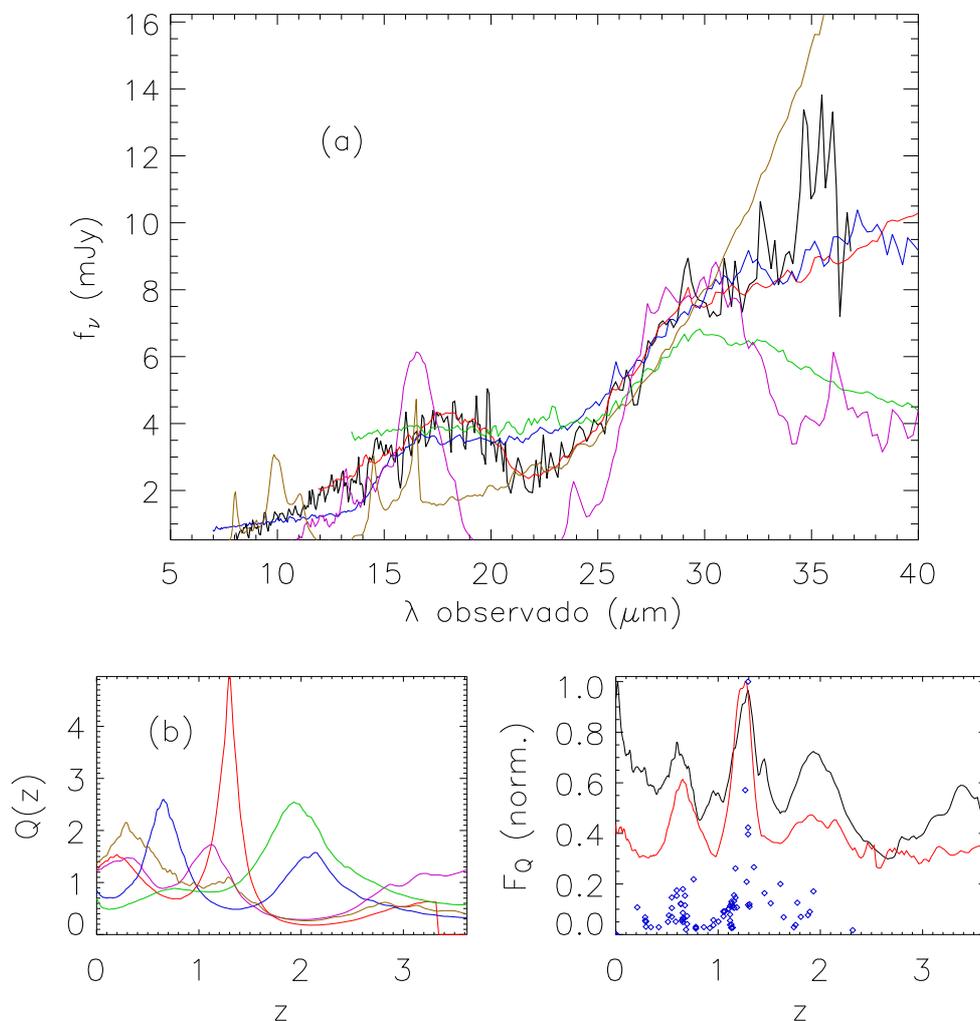


Figura 5.2 Determinación de $zXcorr$ para un objeto de la muestra ELAIS-IRS (EIRS-53): (a) espectro observado del objeto (negro) y ajuste correspondiente a los 5 espectros de la biblioteca con mejor correlación en cada intervalo de z . (b) función $Q(z)$ para los 5 espectros anteriores. La solución escogida es $z = 1.293$, indicada por el máximo de la curva roja. (c) Parámetro F_Q para la mejor solución z_m obtenida del ajuste a cada uno de los espectros de la biblioteca (círculos azules). La solución es tanto mejor cuanto más alto el valor de F_Q . Las curvas negra y roja indican, respectivamente, las envolventes de las curvas $Q(z)$ y $\chi^2(z)$ de todos los ajustes, es decir, el valor máximo de $Q(z)$ y $\chi^2(z)$ obtenido del ajuste con cualquiera de los espectros de la biblioteca para $z = z_m$.

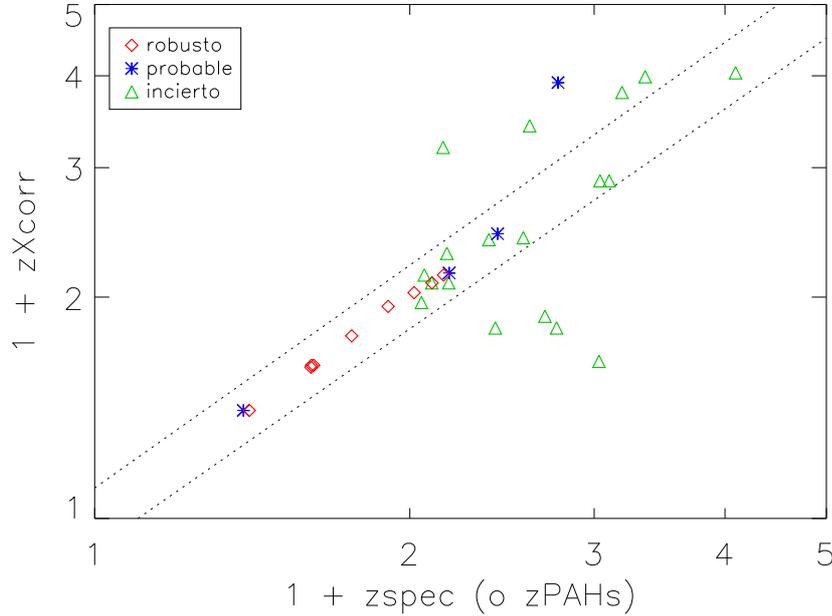


Figura 5.3 z obtenido por comparación con la biblioteca de modelos ($zXcorr$) frente a z espectroscópico o de PAHs. Los rombos rojos indican objetos para los que la solución $zXcorr$ es robusta, los asteriscos azules las soluciones probables y los triángulos verdes las inciertas. Las líneas de puntos delimitan una franja de ± 0.1 en $\Delta z/(1+z)$.

obtiene ninguna estimación de z . Si comparamos el z así obtenido ($zXcorr$) con el espectroscópico (o de PAHs) para la submuestra que lo tiene (Figura 5.3), encontramos que en todos los objetos con solución “robusta” (9 de 9) el z obtenido por ajuste a modelos coincide con el espectroscópico con una dispersión media del 0.5% en $\Delta z/(1+z)$. Los clasificados como “probable” coinciden en un 75% (3 de 4), con una dispersión del 1%, mientras que los “incierto” quedan en un intervalo de ± 0.1 en $\Delta z/(1+z)$ en un 55% de los casos (10 de 18), y su dispersión media sube al 3.5%.

Los objetos con soluciones $zXcorr$ robustas o probables son aquellos con características relativamente fáciles de identificar, como bandas de PAHs o de silicatos prominentes, habituales en las ULIRGs. En cambio, las soluciones inciertas están en general basadas en la forma del continuo y características débiles, a menudo por debajo del límite de detección, y se dan principalmente en los cuásares. Esta segregación de las soluciones por tipo espectral es la opuesta de la encontrada en el óptico, donde es mucho más sencillo obtener desplazamientos al rojo para los cuásares que para las ULIRGs y AGNs oscurecidos, y garantiza la obtención de z 's de calidad para la mayoría de fuentes si se combinan espectroscopía óptica y en IR medio.

Tabla 5.4. Desplazamientos al rojo $zXcorr$

	$zXcorr$	F_Q	N	modelo	calidad		$zXcorr$	F_Q	N	modelo	calidad
EIRS-1	0.4023	0.5060	247	NGC1241	probable	EIRS-36	2.9153	1.4480	102	Spoon2a	probable
EIRS-2	1.1433	52.7190	194	NGC1056	robusto	EIRS-37	0.9425	5.7920	213	NGC5256	robusto
EIRS-3	0.6761	0.7360	238	NGC1222	probable	EIRS-38	1.5934	1.0450	163	NGC1365	incierto
EIRS-4	1.1566	2.9390	213	PG0838+770	probable	EIRS-39	1.0913	5.4110	204	Spoon1b	robusto
EIRS-5	1.1433	0.8770	111	PG1307+085	incierto	EIRS-40	1.9508	1.7670	150	05189	probable
EIRS-6	2.9882	1.0660	111	00188-0856	incierto	EIRS-41	0.4023	6.2270	247	NGC5953	robusto
EIRS-7	-	-	-	-	-	EIRS-42	1.0280	3.1830	210	Mrk273	robusto
EIRS-8	0.8837	0.4940	234	00188-0856	incierto	EIRS-43	0.8155	0.3670	234	20414-1651	incierto
EIRS-9	0.6055	49.7590	247	00456-2904	robusto	EIRS-44	1.0913	0.9040	228	PG1309+355	incierto
EIRS-10	1.2653	0.9810	129	NGC5548	incierto	EIRS-45	2.4200	1.9680	119	TOL1238-364	incierto
EIRS-11	0.8155	0.7140	236	22491-1808	incierto	EIRS-46	-	-	-	-	-
EIRS-12	2.0243	2.6050	146	Mrk231	probable	EIRS-47	-	-	-	-	-
EIRS-13	1.0913	7.4640	202	NGC1222	robusto	EIRS-48	0.9070	1.5240	215	MGC-2-33-34	incierto
EIRS-14	0.6154	26.5890	247	10190+1322	robusto	EIRS-49	-	-	-	-	-
EIRS-15	0.8267	1.6850	219	NGC5005	probable	EIRS-50	0.8722	0.7160	236	PG0838+770	incierto
EIRS-16	0.7714	7.5530	227	NGC7252	robusto	EIRS-51	0.9188	1.0430	213	NGC7469	probable
EIRS-17	0.9666	0.5810	212	NGC7603	incierto	EIRS-52	1.5934	2.2680	164	NGC1194	probable
EIRS-18	-	-	-	-	-	EIRS-53	1.2933	4.5060	184	F04385-0828	robusto
EIRS-19	2.7045	3.7770	106	F04385-0828	probable	EIRS-54	1.4387	1.3960	181	05189	probable
EIRS-20	2.2160	0.7610	129	TOL1238-364	incierto	EIRS-55	1.1967	2.5330	209	11506+1331	probable
EIRS-21	1.0280	11.6890	209	Spoon3a	robusto	EIRS-56	1.5775	1.6300	166	Mrk6	incierto
EIRS-22	0.8380	0.9040	234	22491-1808	probable	EIRS-57	-	-	-	-	-
EIRS-23	2.1963	1.6420	133	NGC7603	incierto	EIRS-58	-	-	-	-	-
EIRS-24	0.8380	0.3430	223	Arp220	incierto	EIRS-59	1.3942	2.8970	93	PG1307+085	incierto
EIRS-25	0.9306	0.7290	210	NGC1056	probable	EIRS-60	-	-	-	-	-
EIRS-26	-	-	-	-	-	EIRS-61	1.8791	3.3720	90	NGC5548	incierto
EIRS-27	1.2239	3.3040	105	PG1307+085	incierto	EIRS-62	0.8837	0.4760	234	00188-0856	incierto
EIRS-28	-	-	-	-	-	EIRS-63	3.0375	3.7120	115	PG0157+001	incierto
EIRS-29	1.8791	1.6360	158	PG0844+349	incierto	EIRS-64	2.7967	2.7940	97	NGC4151	incierto
EIRS-30	-	-	-	-	-	EIRS-65	-	-	-	-	-
EIRS-31	1.5934	1.2300	163	NGC1365	incierto	EIRS-66	-	-	-	-	-
EIRS-32	0.6154	2.8110	242	NGC7252	robusto	EIRS-67	-	-	-	-	-
EIRS-33	-	-	-	-	-	EIRS-68	1.4089	1.3430	92	PG1307+085	incierto
EIRS-34	1.2933	1.3530	100	PG1307+085	incierto	EIRS-69	-	-	-	-	-
EIRS-35	0.6353	1.3170	247	PG2251+113	incierto	EIRS-70	1.0913	1.2000	199	NGC424	incierto

5.5. Mejor z , clasificación por calidades

Para la mayoría de objetos hemos determinado el desplazamiento al rojo mediante dos métodos diferentes, y en algunos casos tres. Los valores de z no siempre coinciden, y pueden llegar a ser muy dispares. Elegimos uno de ellos, al que llamaremos z_{best} según el siguiente orden de prioridad:

$$z_{spec} > z_{PAHs} > z_{Xcorr} > z_{phot}$$

Además, asignamos a cada z_{best} una clasificación de calidad, A, B o C, de acuerdo con los siguientes criterios:

- objetos con $z_{best} = z$ espectroscópico o de PAHs: calidad máxima (categoría A).
- objetos con $z_{best} = z_{Xcorr}$, con solución robusta: categoría A.
- objetos con $z_{best} = z_{Xcorr}$ con solución probable: categoría B.
- objetos con $z_{best} = z_{Xcorr}$ con solución incierta o $z_{best} = z_{phot}$: categoría C.

La Figura 5.4 esquematiza el proceso de selección de z_{best} y la asignación de categorías. La separación en tres categorías permite seleccionar fácilmente submuestras seguras para aplicaciones en las que la precisión en z es crítica (medida de flujos de PAHs, espectro promedio, etc), importante (ajuste de SEDs patrón, descomposición espectral) o secundaria (diagramas color-color, índices espectrales, etc). 48 de los 70 objetos se asignan a la categoría A (la mayoría de ellos, con z espectroscópico óptico), 9 más a la categoría B, y los 13 restantes a la C.

Hemos dado prioridad a z_{Xcorr} sobre z_{phot} porque su tasa de éxito es mayor, incluso en las medidas de z_{Xcorr} clasificadas como inciertas. La Figura 5.5 compara el z fotométrico y el z_{Xcorr} con z_{best} para objetos con z de categoría A, mostrando por separado las galaxias y los cuásares. En ella puede apreciarse que para las galaxias ambos procedimientos ofrecen resultados similares, sólo algo mejores para z_{Xcorr} a pesar de que en la mayoría de estos objetos no hay espectroscopía óptica y z_{best} proviene de las bandas de PAHs, o del propio z_{Xcorr} . En los cuásares no tenemos este sesgo, pues casi todos los z son espectroscópicos, y aún así encontramos que z_{Xcorr} ofrece resultados mucho mejores que z_{phot} , con sólo 3 objetos de 19 que se apartan sensiblemente de la diagonal, mientras que en los z_{phot} existe una degeneración importante entre $z \sim 1.5$ y $z \sim 0.5$ que se manifiesta como una banda perpendicular a la relación 1:1.

Si consideramos como buenas las estimaciones de z fotométrico que difieren de z_{best} menos de un 10% en $\Delta z/(1+z)$ (líneas de puntos en la Figura 5.5), tenemos que sólo 17 de los 44 objetos de categoría A o B tienen una buena estimación de z_{phot} . El porcentaje de éxito es de un 47% (9 de 19) para las galaxias y sólo un 35% (8 de 23) para los cuásares, lo que queda por debajo del 55% que logran los z_{Xcorr} inciertos y el 75% de los z_{Xcorr} probables.

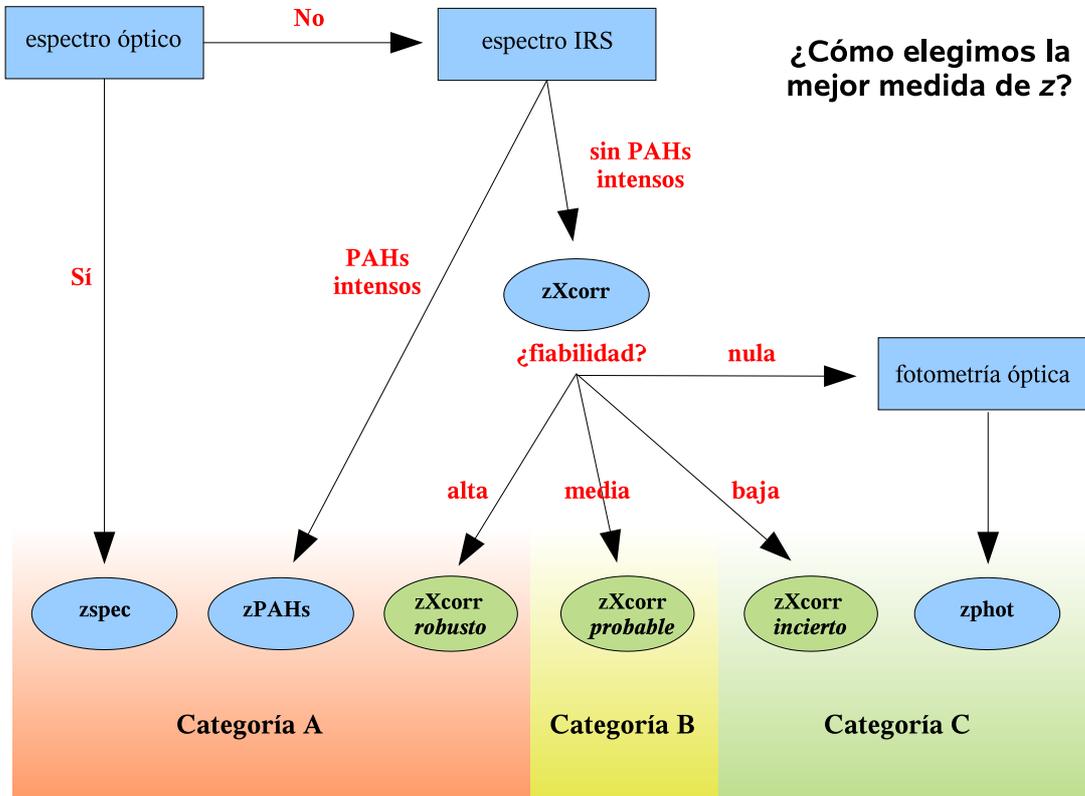


Figura 5.4 Diagrama de flujo para la selección de la mejor estimación de z (z_{best}) y clasificación por calidades (categoría A, B o C) en función de la fiabilidad y precisión de la medida.

5.6. Distribución en z de la muestra ELAIS-IRS

Aunque el criterio de selección exigía $z > 1$ para los candidatos, la dispersión en los z_{phot} iniciales de las fuentes ELAIS (Rowan-Robinson et al. 2004) permitió la inclusión de 18 objetos con $z < 1$. De ellos 10 son galaxias con bandas de PAHs relativamente intensas a $z \sim 0.6-0.95$, que se ven favorecidas por la entrada de la banda de $7.7 \mu\text{m}$ en el filtro de $15 \mu\text{m}$ de ISO; 5 objetos más son fuentes con espectros IRS sin características, con $zXcorr$ inciertos o z_{phot} definitivos (de Rowan-Robinson et al. 2008) en el rango $\sim 0.9-1.0$. Los tres objetos restantes son cuásares con z_{phot} original > 1 que resultaron tener $z_{spec} < 1$ en la espectroscopía óptica con el NOT posterior a la selección de la muestra. La Tabla 5.5 resume los desplazamientos al rojo obtenidos con los distintos procedimientos para cada fuente ELAIS-IRS.

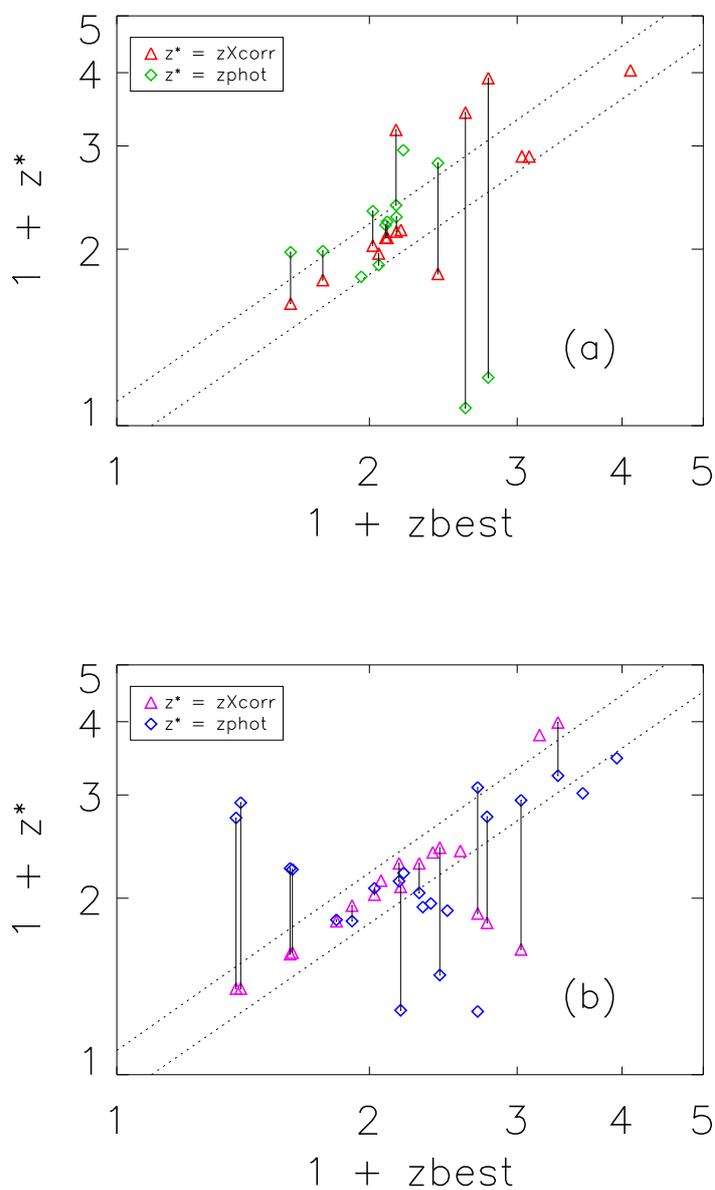


Figura 5.5 z fotométrico y z_{Xcorr} frente a z_{best} para objetos con z de categoría A. (a) objetos clasificados ópticamente como galaxias: los triángulos rojos representan las medidas de z_{Xcorr} y los rombos verdes z fotométrico. (b) objetos clasificados ópticamente como cuásares: triángulos magenta para z_{Xcorr} y rombos azules para z fotométrico. Las líneas verticales relacionan las medidas de z_{Xcorr} y z_{phot} de los objetos en que se han medido ambas. Las líneas de puntos delimitan una franja de ± 0.1 en $\Delta z / (1+z)$.

Tabla 5.5. Resumen desplazamientos al rojo

	zphot ^a	zspec	zPAHs	zXcorr	zbest	método ^b	cat. ^c		zphot ^a	zspec	zPAHs	zXcorr	zbest	método ^b	cat. ^c
EIRS-1	1.742	0.387		0.4023 (p)	0.387	zspec	A	EIRS-36	0.208	1.771		2.9153 (p)	1.771	zspec	A
EIRS-2	1.270		1.154	1.1433 (r)	1.154	zPAHs	A	EIRS-37	0.828		0.905	0.9425 (r)	0.907	zPAHs	A
EIRS-3	0.600			0.6761 (p)	0.676	zXcorr	B	EIRS-38	0.995			1.5934 (i)	1.593	zXcorr	C
EIRS-4		2.91		1.1566 (p)	1.181	zspec	A	EIRS-39	1.228	1.1		1.0913 (r)	1.1	zspec	A
EIRS-5		1.065		1.1433 (i)	1.065	zspec	A	EIRS-40	1.312			1.9508 (p)	1.951	zXcorr	B
EIRS-6	2.236	2.356		2.9882 (i)	2.356	zspec	A	EIRS-41	1.911	0.405		0.4023 (r)	0.405	zspec	A
EIRS-7	2.020	2.592			2.592	zspec	A	EIRS-42	1.080			1.0280 (r)	1.028	zXcorr	A
EIRS-8	0.854			0.8837 (i)	0.884	zXcorr	C	EIRS-43	1.754	1.762		0.8155 (i)	1.762	zspec	A
EIRS-9	1.249		0.609	0.6055 (r)	0.609	zPAHs	A	EIRS-44	0.288	1.179		1.0913 (i)	1.179	zspec	A
EIRS-10	1.089			1.2653 (i)	1.265	zXcorr	C	EIRS-45	0.072	1.603		2.4200 (i)	1.603	zspec	A
EIRS-11	1.805	1.414		0.8155 (i)	1.414	zspec	A	EIRS-46	0.282	1.692			1.692	zspec	A
EIRS-12	1.512			2.0243 (p)	2.024	zXcorr	B	EIRS-47	2.148				2.148	zphot	C
EIRS-13	1.198			1.0913 (r)	1.091	zXcorr	A	EIRS-48	1.280			0.9070 (i)	0.907	zXcorr	C
EIRS-14	1.239		0.619	0.6154 (r)	0.619	zPAHs	A	EIRS-49	1.208	1.197			1.197	zspec	A
EIRS-15	0.837			0.8267 (p)	0.827	zXcorr	A	EIRS-50	1.023			0.8722 (i)	0.872	zXcorr	C
EIRS-16	0.986		0.760	0.7714 (r)	0.760	zPAHs	A	EIRS-51	0.995			0.9188 (p)	0.919	zXcorr	B
EIRS-17	0.879	1.052		0.9666 (i)	1.052	zspec	A	EIRS-52	1.535			1.5934 (p)	1.593	zXcorr	B
EIRS-18		1.4			1.40	zspec	A	EIRS-53	1.042			1.2933 (r)	1.293	zXcorr	A
EIRS-19	2.062			2.7045 (p)	2.704	zXcorr	B	EIRS-54	0.479	1.438		1.4387 (p)	1.426	zspec	A
EIRS-20	1.410			2.2160 (i)	2.216	zXcorr	C	EIRS-55	1.692			1.1967 (p)	1.197	zXcorr	B
EIRS-21	1.323		1.019	1.0280 (r)	1.019	zPAHs	A	EIRS-56	2.006			1.5775 (i)	1.578	zXcorr	C
EIRS-22	0.995			0.8380 (p)	0.838	zXcorr	B	EIRS-57		1.654			1.564	zspec	A
EIRS-23	1.377	1.152		2.1963 (i)	1.152	zspec	A	EIRS-58	1.951	1.195			1.195	zspec	A
EIRS-24	1.178			0.8380 (i)	0.838	zXcorr	C	EIRS-59		1.38		1.3942 (i)	1.38	zspec	A
EIRS-25	1.138			0.9306 (p)	0.931	zXcorr	B	EIRS-60	0.995				0.995	zphot	C
EIRS-26	0.959	1.367			1.367	zspec	A	EIRS-61		2.101		1.8791 (i)	2.101	zspec	A
EIRS-27	1.377			1.2239 (i)	1.224	zXcorr	C	EIRS-62	2.090	1.692		0.8837 (i)	1.692	zspec	A
EIRS-28		1.637			1.637	zspec	A	EIRS-63		3.094		3.0375 (i)	3.094	zspec	A
EIRS-29		2.039		1.8791 (i)	2.039	zspec	A	EIRS-64		2.19		2.7967 (i)	2.19	zspec	A
EIRS-30	2.467	2.943			2.943	zspec	A	EIRS-65	1.138				1.138	zphot	C
EIRS-31	1.466			1.5934 (i)	1.593	zXcorr	C	EIRS-66	0.905	1.477			1.477	zspec	A
EIRS-32	0.977		0.611	0.6154 (r)	0.611	zPAHs	A	EIRS-67	0.932	1.316			1.316	zspec	A
EIRS-33	0.795	0.956			0.956	zspec	A	EIRS-68		1.567		1.4089 (i)	1.567	zspec	A
EIRS-34	1.138	1.180		1.2933 (i)	1.17	zspec	A	EIRS-69		1.707			1.707	zspec	A
EIRS-35	1.938	2.015		0.6353 (i)	2.032	zspec	A	EIRS-70		1.099		1.0913 (i)	1.099	zspec	A

^az fotométrico revisado de Rowan-Robinson et al. (2008)

^bprocedencia de zbest

^ccalidad de la estimación de z

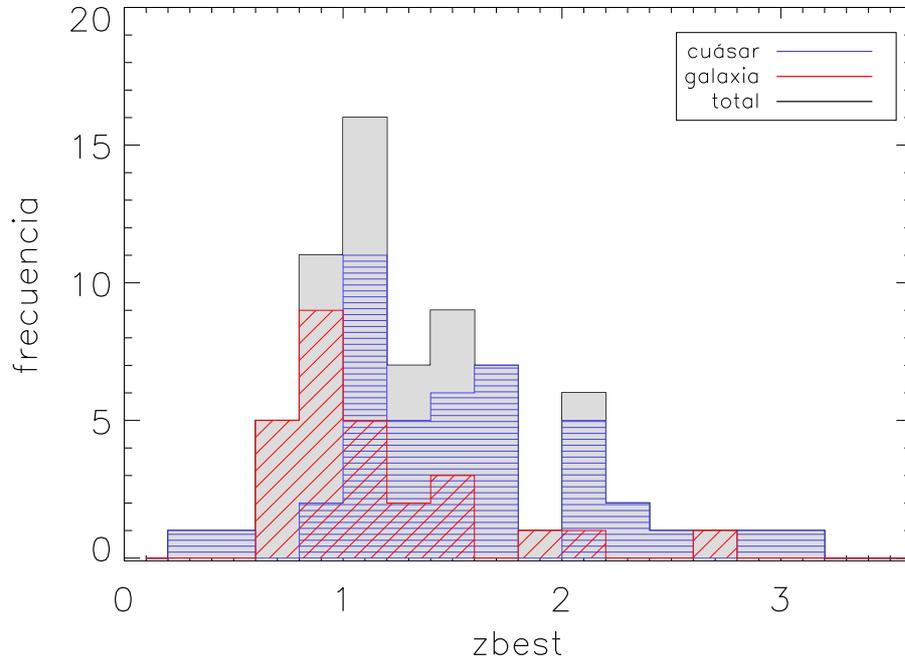


Figura 5.6 Distribución de desplazamientos al rojo de las fuentes ELAIS-IRS utilizando la mejor estimación de z disponible para cada objeto (columna z_{best} de la Tabla 5.5). En color gris sólido se representa la distribución para la muestra completa, mientras que la distribución de los cuásares se muestra con líneas horizontales azules y la de las galaxias con línea oblicuas rojas.

Las galaxias (starbursts y AGNs de tipo 2) se agrupan en torno a $z \sim 1$, mientras que para los cuásares existe una distribución más uniforme entre z 1 y 2 (Figura 5.6). Esto se debe, por un lado, a la dificultad de determinar desplazamientos al rojo en el “desierto de *redshift*” ($z \sim 1.4-2$) para las galaxias, pero no para los cuásares; y por otro, a que la selección a $15 \mu\text{m}$ favorece a las galaxias con PAHs a $z \sim 0.6-1.2$ y desfavorece desplazamientos al rojo más altos porque la emisión disminuye rápidamente para $\lambda < 6 \mu\text{m}$, mientras que en los cuásares la SED es mucho más plana y por tanto no favorece un intervalo de z en particular.

6

Parámetros observacionales en el infrarrojo medio

Las propiedades físicas de las galaxias (poblaciones estelares, masa y luminosidad del AGN, densidad, presión, temperatura, metalicidad, etc. del medio interestelar...) en general no se pueden medir directamente, sino que dependen de modelos cuyos parámetros se constriñen a partir de magnitudes observacionales.

Algunas de estas magnitudes son medidas sencillas y directas sobre los espectros o la fotometría de las galaxias, como la luminosidad monocromática en cierta longitud de onda de un espectro o el índice de color entre dos bandas fotométricas; pero otras requieren un proceso más elaborado, susceptible de aplicar multitud de técnicas, aproximaciones y excepciones, que a menudo introducen efectos sistemáticos muy difíciles de detectar si no se conoce en detalle el procedimiento de medida. Por esto, y con el fin de que nuestros resultados puedan ser fácilmente comparados con los de otros trabajos, detallamos a continuación el método empleado para medir cada una de las magnitudes observacionales que utilizaremos para analizar la muestra ELAIS-IRS en los capítulos siguientes. Además, repetiremos todas las mediciones, con el mismo procedimiento, sobre los espectros de la biblioteca, de forma que podamos utilizar las medidas obtenidas de éstos para interpretar las de los espectros ELAIS-IRS.

6.1. Flujos y Luminosidades del continuo

Una de las magnitudes más sencilla de medir, pero también de las más potentes, es el flujo espectral (f_ν) a una cierta longitud de onda λ . Esta magnitud permite la comparación entre espectro y fotometría, y el cálculo de índices espectrales. En principio, para medir f_ν basta interpolar en el espectro IRS (que ya está en unidades de mJy en la extracción de SPICE) a la longitud de onda adecuada. Sin embargo, este procedimiento es poco recomendable en espectros con baja S/R, ya que la incertidumbre en la medida es proporcional al ruido del espectro en los puntos entre los que se interpola. En la práctica, en espectros con no muy buena S/R es preferible obtener un valor promedio de $f_\nu(\lambda)$ en una banda centrada

en la longitud de onda que nos interesa, como vimos en §4.4. Seguiremos este procedimiento para obtener fotometría “sintética” a partir del espectro IRS en una serie de bandas en el IR medio, que utilizaremos en el ajuste de la SED de los objetos ELAIS-IRS y de la biblioteca en el capítulo §7.

En objetos con z conocido suele ser más ilustrativo calcular f_ν (o νf_ν) en una longitud de onda en reposo, λ_0 , de forma que se puedan comparar propiedades intrínsecas de los objetos. Para esto, promediamos el espectro observado en un intervalo de longitudes de onda $[\lambda_a, \lambda_b] = [(\lambda_0 - \Delta\lambda)(1+z), (\lambda_0 + \Delta\lambda)(1+z)]$:

$$\nu f_\nu(\lambda_0) = \lambda f_\lambda(\lambda_0) = \frac{\sum \lambda_i f_i d\lambda_i}{(\lambda_b - \lambda_a)}$$

$$f_\nu(\lambda_0) = \nu f_\nu(\lambda_0)/\nu = \frac{\lambda_0(1+z)}{c} \nu f_\nu(\lambda_0)$$

donde el índice i recorre todos los puntos del espectro entre λ_a y λ_b , $f_i = f_\lambda(\lambda_i)$ es el flujo por unidad de longitud de onda observado a la longitud de onda λ_i , $d\lambda_i = (\lambda_{i+1} - \lambda_{i-1})/2$ es el intervalo de muestreo y c la velocidad de la luz en el vacío. De esta forma, la incertidumbre disminuye con la raíz cuadrada del número de puntos en que se muestrea el espectro dentro del intervalo de integración:

$$\sigma(\nu f_\nu(\lambda_0)) = \frac{\sqrt{\sum [\lambda_i \sigma(f_i) d\lambda_i]^2}}{(\lambda_b - \lambda_a)}$$

Otra magnitud relacionada con la anterior, y aún más relevante para comparar entre sí objetos a distintos desplazamientos al rojo es la luminosidad en una longitud de onda en reposo, $\nu L_\nu(\lambda_0)$. que obtenemos a partir de $\nu f_\nu(\lambda_0)$ según:

$$\nu L_\nu(\lambda_0) = 4\pi D_L^2(z) \nu f_\nu(\lambda_0)$$

donde D_L es la distancia luminosa a la fuente calculada suponiendo algún modelo cosmológico. En nuestro caso, adoptamos el modelo cosmológico concordante, con materia oscura y constante cosmológica (Λ CDM), con $H_0 = 71 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.27$, $\Omega_\Lambda = 0.73$).

En los diagramas de diagnóstico del capítulo 8 utilizaremos los flujos y luminosidades medidos en tres bandas centradas a 5.5, 10 y 15 μm . Las de 5.5 y 15 μm tienen en común que están en zonas del espectro relativamente libres de emisión de PAHs y en las que la extinción o emisión debida a los silicatos no es muy grande, con lo que indican el nivel de continuo en las longitudes de onda correspondientes, y su cociente determina el índice espectral del continuo. Por el contrario, la banda de 10 μm está centrada en la característica de los silicatos, y por tanto los cocientes de flujo entre esta banda y las de 5.5 o 15 μm dará una medida de la intensidad de los mismos. En el capítulo §11 utilizaremos también las bandas a 2.2 y 7 μm en reposo para calcular el índice espectral del continuo entre el IR cercano y medio.

El flujo monocromático νf_ν a 5.5 μm lo medimos promediando el espectro observado entre 5.3 y 5.8 μm en reposo, según el procedimiento descrito. Para las bandas de 7 y 10 μm

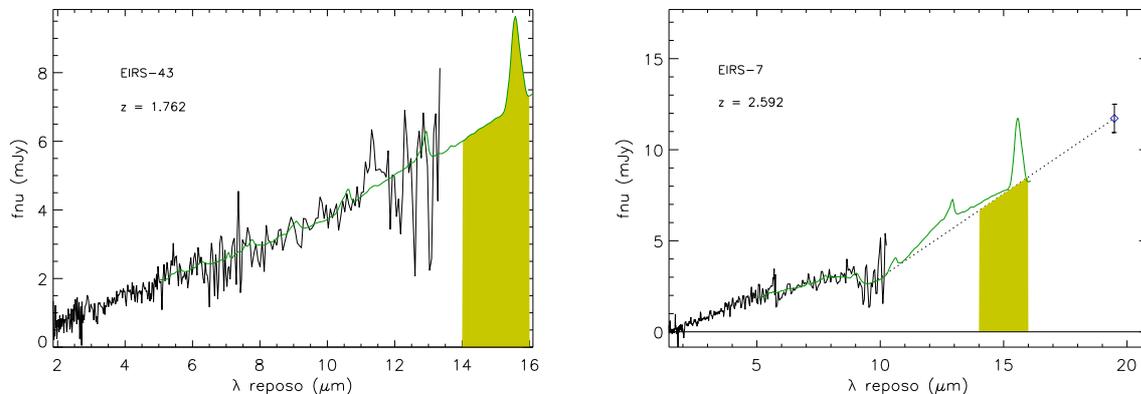


Figura 6.1 Procedimiento para la estimación de f_ν a $15 \mu\text{m}$ en objetos de alto z . Izquierda: para $z < 2$, medimos sobre una extrapolación del espectro utilizando los parámetros de la descomposición espectral (línea continua verde). Derecha: para $z > 2$, utilizamos una interpolación lineal entre el final del espectro y el flujo de MIPS70 (línea de puntos negra).

promediamos en los intervalos $[6.6, 7.4]$ y $[9.5, 10.5]$ respectivamente. Para obtener el flujo a $2.2 \mu\text{m}$ en reposo (banda K) no podemos utilizar el espectro IRS salvo en objetos a $z \gtrsim 1.5$, por lo que hemos realizado una interpolación lineal en la fotometría de IRAC, que cubre esta región del espectro en los objetos con $0.6 \lesssim z \lesssim 2.65$. El método es más complicado para la banda de $15 \mu\text{m}$, ya que en objetos a $z > 1.4$ queda fuera del rango observado por IRS. El procedimiento utilizado es el siguiente:

- a) para $z < 1.4$, $15 \mu\text{m}$ en reposo queda dentro del rango espectral observado por IRS, por lo que simplemente integramos el espectro entre 14 y $16 \mu\text{m}$.
- b) para $1.4 < z < 2.0$, $15 \mu\text{m}$ se sale del rango observado, pero queda relativamente cerca, por lo que podemos extrapolar el ajuste obtenido en la descomposición espectral (ver §6.2) sin incurrir en errores muy grandes. Medimos el flujo entre 14 y $16 \mu\text{m}$ sobre el ajuste.
- c) para $z > 2.0$, la extrapolación del ajuste pierde validez, pero el punto fotométrico en la banda de $70 \mu\text{m}$ se acerca a $15 \mu\text{m}$ en reposo. Aproximamos el espectro por una interpolación lineal entre el flujo en el extremo rojo del espectro y el flujo de MIPS70, e integramos entre 14 y $16 \mu\text{m}$ en reposo en el espectro interpolado. En caso de que el objeto no tenga detección en la banda de MIPS70, utilizamos el procedimiento b.

La Figura 6.1 muestra un ejemplo de medida de f_ν a $15 \mu\text{m}$ para los dos últimos casos. En los 4 objetos ELAIS-IRS de z más alto, la banda de $10 \mu\text{m}$ también queda parcial o completamente fuera del rango observado por IRS, pero son pocos objetos y, en cualquier caso, para estimar la extinción por silicatos dispondremos de medidas más elaboradas aplicables a toda la muestra. La Tabla 6.1 contiene las medidas de f_ν y νL_ν en las bandas de 2.2 , 5.5 , 7 , 10 y $15 \mu\text{m}$ en reposo para todos los objetos de la muestra ELAIS-IRS.

Tabla 6.1. Flujos y luminosidades monocromáticas del continuo

	f_ν 2.2 μm [mJy]	f_ν 5.5 μm [mJy]	f_ν 7 μm [mJy]	f_ν 10 μm [mJy]	f_ν 15 μm [mJy]	νL_ν 2.2 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 5.5 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 7 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 10 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 15 μm [$10^{10} L_\odot$]
EIRS-1	—	0.67 \pm 0.10	1.0 \pm 0.1	1.4 \pm 0.1	2.4 \pm 0.1	—	3 \pm 0	4 \pm 0	3 \pm 0	4 \pm 0
EIRS-2	0.104 \pm 0.004	0.18 \pm 0.07	0.5 \pm 0.1	0.5 \pm 0.2	1.0 \pm 0.2	13.0 \pm 0.5	9 \pm 3	21 \pm 3	13 \pm 4	19 \pm 3
EIRS-3	0.061 \pm 0.002	< 0.20	< 0.2	< 0.2	< 0.2	2.6 \pm 0.1	< 3	< 2	< 1	< 1
EIRS-4	0.575 \pm 0.008	1.56 \pm 0.10	2.0 \pm 0.1	3.9 \pm 0.2	6.3 \pm 0.2	75.0 \pm 1.0	81 \pm 5	82 \pm 4	111 \pm 5	120 \pm 3
EIRS-5	0.362 \pm 0.006	1.08 \pm 0.09	1.2 \pm 0.1	1.6 \pm 0.2	3.0 \pm 0.2	38.5 \pm 0.6	45 \pm 3	41 \pm 3	37 \pm 4	47 \pm 2
EIRS-6	0.117 \pm 0.009	< 0.40	0.3 \pm 0.2	0.9 \pm 0.4	1.0 \pm 0.2	55.1 \pm 4.2	< 75	50 \pm 24	94 \pm 38	69 \pm 10
EIRS-7	0.387 \pm 0.009	2.33 \pm 0.25	2.7 \pm 0.2	—	8.3 \pm 1.3	215.2 \pm 5.0	518 \pm 54	466 \pm 26	—	680 \pm 102
EIRS-8	0.230 \pm 0.003	0.66 \pm 0.10	0.9 \pm 0.1	0.9 \pm 0.2	1.8 \pm 0.2	16.9 \pm 0.2	19 \pm 2	21 \pm 2	14 \pm 3	19 \pm 1
EIRS-9	0.099 \pm 0.001	0.35 \pm 0.10	0.9 \pm 0.1	0.4 \pm 0.1	1.8 \pm 0.1	3.4 \pm 0.0	4 \pm 1	9 \pm 0	3 \pm 1	8 \pm 0
EIRS-10	0.760 \pm 0.010	1.37 \pm 0.11	1.9 \pm 0.1	2.8 \pm 0.2	4.4 \pm 0.4	113.4 \pm 1.5	81 \pm 6	89 \pm 5	90 \pm 6	96 \pm 7
EIRS-11	0.357 \pm 0.009	1.12 \pm 0.17	1.5 \pm 0.1	2.9 \pm 0.2	4.7 \pm 0.7	66.0 \pm 1.7	82 \pm 12	88 \pm 8	119 \pm 6	126 \pm 19
EIRS-12	0.159 \pm 0.009	1.40 \pm 0.16	1.9 \pm 0.2	1.8 \pm 0.2	4.1 \pm 0.6	57.2 \pm 3.2	202 \pm 22	214 \pm 23	143 \pm 14	216 \pm 32
EIRS-13	0.080 \pm 0.003	< 0.21	0.3 \pm 0.1	< 0.5	< 0.4	8.9 \pm 0.3	< 9	10 \pm 4	< 11	< 6
EIRS-14	0.107 \pm 0.001	< 0.29	0.7 \pm 0.1	0.3 \pm 0.1	1.1 \pm 0.1	3.8 \pm 0.0	< 4	7 \pm 1	2 \pm 1	5 \pm 0
EIRS-15	0.248 \pm 0.004	0.51 \pm 0.10	0.6 \pm 0.1	0.8 \pm 0.2	1.6 \pm 0.1	15.9 \pm 0.3	12 \pm 2	12 \pm 2	11 \pm 2	14 \pm 1
EIRS-16	0.066 \pm 0.002	< 0.20	0.3 \pm 0.1	< 0.3	0.6 \pm 0.1	3.6 \pm 0.1	< 4	5 \pm 1	< 3	4 \pm 1
EIRS-17	0.437 \pm 0.005	1.02 \pm 0.10	1.3 \pm 0.1	1.6 \pm 0.2	1.8 \pm 0.2	45.4 \pm 0.5	42 \pm 4	41 \pm 4	35 \pm 5	27 \pm 2
EIRS-18	0.871 \pm 0.016	1.92 \pm 0.18	2.0 \pm 0.2	3.0 \pm 0.2	4.6 \pm 0.7	158.0 \pm 2.9	139 \pm 12	112 \pm 8	120 \pm 7	121 \pm 18
EIRS-19	—	3.27 \pm 0.25	4.7 \pm 0.2	—	7.7 \pm 1.2	—	782 \pm 59	886 \pm 28	—	676 \pm 101
EIRS-20	0.452 \pm 0.012	1.11 \pm 0.19	1.1 \pm 0.2	1.9 \pm 0.3	3.5 \pm 0.5	191.2 \pm 5.1	186 \pm 31	143 \pm 26	176 \pm 23	218 \pm 32
EIRS-21	0.087 \pm 0.003	1.11 \pm 0.09	1.7 \pm 0.1	< 0.4	3.1 \pm 0.2	8.5 \pm 0.3	43 \pm 3	51 \pm 4	< 9	44 \pm 2
EIRS-22	0.066 \pm 0.002	0.45 \pm 0.11	0.7 \pm 0.1	1.1 \pm 0.2	2.3 \pm 0.1	4.3 \pm 0.1	11 \pm 2	13 \pm 2	15 \pm 2	22 \pm 1
EIRS-23	0.595 \pm 0.009	1.20 \pm 0.14	1.8 \pm 0.1	2.6 \pm 0.2	3.8 \pm 0.3	74.0 \pm 1.1	59 \pm 6	70 \pm 5	70 \pm 6	69 \pm 4
EIRS-24	0.235 \pm 0.003	0.61 \pm 0.15	0.7 \pm 0.2	1.0 \pm 0.3	1.7 \pm 0.2	15.5 \pm 0.2	16 \pm 3	14 \pm 3	14 \pm 3	16 \pm 1
EIRS-25	0.075 \pm 0.003	< 0.29	< 0.4	< 0.6	< 0.5	6.1 \pm 0.2	< 9	< 9	< 10	< 5
EIRS-26	0.456 \pm 0.012	1.25 \pm 0.19	1.5 \pm 0.2	2.4 \pm 0.2	3.3 \pm 0.5	79.0 \pm 2.1	86 \pm 13	80 \pm 10	89 \pm 8	83 \pm 12
EIRS-27	0.397 \pm 0.009	1.42 \pm 0.17	2.1 \pm 0.2	5.9 \pm 0.3	8.8 \pm 0.4	55.6 \pm 1.3	79 \pm 9	92 \pm 7	182 \pm 8	181 \pm 8
EIRS-28	0.445 \pm 0.017	1.35 \pm 0.25	1.7 \pm 0.3	3.2 \pm 0.2	6.4 \pm 1.0	108.5 \pm 4.1	131 \pm 23	129 \pm 19	171 \pm 13	227 \pm 34
EIRS-29	1.967 \pm 0.019	4.74 \pm 0.23	5.5 \pm 0.3	10.4 \pm 0.3	14.6 \pm 2.2	717.2 \pm 6.9	690 \pm 33	627 \pm 36	836 \pm 23	778 \pm 116
EIRS-30	—	3.05 \pm 0.31	4.0 \pm 0.2	—	12.1 \pm 1.8	—	840 \pm 85	878 \pm 42	—	1222 \pm 183
EIRS-31	0.494 \pm 0.017	1.25 \pm 0.22	1.8 \pm 0.2	3.0 \pm 0.2	4.1 \pm 0.6	114.5 \pm 3.9	115 \pm 20	130 \pm 16	151 \pm 10	138 \pm 20
EIRS-32	0.117 \pm 0.002	< 0.34	0.3 \pm 0.1	< 0.4	< 0.4	4.0 \pm 0.1	< 4	3 \pm 1	< 2	< 2
EIRS-33	—	1.04 \pm 0.15	1.2 \pm 0.2	1.5 \pm 0.3	1.8 \pm 0.2	—	35 \pm 5	33 \pm 5	28 \pm 5	23 \pm 2
EIRS-34	0.635 \pm 0.010	1.26 \pm 0.17	1.6 \pm 0.2	2.1 \pm 0.3	2.9 \pm 0.3	81.4 \pm 1.3	64 \pm 8	62 \pm 6	60 \pm 8	54 \pm 6
EIRS-35	0.697 \pm 0.015	2.44 \pm 0.21	3.2 \pm 0.3	6.7 \pm 0.3	8.0 \pm 1.2	252.6 \pm 5.4	353 \pm 30	365 \pm 34	536 \pm 21	423 \pm 63
EIRS-36	0.653 \pm 0.016	1.62 \pm 0.20	1.5 \pm 0.3	2.7 \pm 0.2	4.2 \pm 0.6	184.2 \pm 4.5	183 \pm 22	130 \pm 24	166 \pm 13	175 \pm 26

Tabla 6.1 (continuación)

	f_ν 2.2 μm [mJy]	f_ν 5.5 μm [mJy]	f_ν 7 μm [mJy]	f_ν 10 μm [mJy]	f_ν 15 μm [mJy]	νL_ν 2.2 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 5.5 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 7 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 10 μm [$10^{10} L_\odot$]	νL_ν 15 μm [$10^{10} L_\odot$]
EIRS-37	0.303 \pm 0.005	0.86 \pm 0.15	1.4 \pm 0.2	1.3 \pm 0.3	2.5 \pm 0.2	23.4 \pm 0.4	26 \pm 4	35 \pm 4	21 \pm 4	28 \pm 2
EIRS-38	0.552 \pm 0.016	1.90 \pm 0.23	2.0 \pm 0.2	2.9 \pm 0.2	5.5 \pm 0.8	127.9 \pm 3.7	176 \pm 21	143 \pm 16	147 \pm 11	187 \pm 28
EIRS-39	0.387 \pm 0.007	1.20 \pm 0.16	1.9 \pm 0.2	2.9 \pm 0.3	5.6 \pm 0.3	43.9 \pm 0.8	54 \pm 7	67 \pm 6	73 \pm 7	93 \pm 4
EIRS-40	0.542 \pm 0.011	2.15 \pm 0.22	3.1 \pm 0.3	4.0 \pm 0.2	6.7 \pm 1.0	182.5 \pm 3.7	290 \pm 29	327 \pm 31	293 \pm 18	331 \pm 49
EIRS-41	—	< 0.59	0.7 \pm 0.1	1.2 \pm 0.2	2.2 \pm 0.3	—	< 3	3 \pm 0	3 \pm 0	4 \pm 0
EIRS-42	0.101 \pm 0.004	0.96 \pm 0.16	1.6 \pm 0.2	1.4 \pm 0.3	6.1 \pm 0.3	10.0 \pm 0.4	38 \pm 6	48 \pm 5	31 \pm 6	89 \pm 3
EIRS-43	0.821 \pm 0.017	2.27 \pm 0.20	2.5 \pm 0.3	3.9 \pm 0.2	6.5 \pm 1.0	229.5 \pm 4.8	253 \pm 22	223 \pm 24	238 \pm 14	265 \pm 39
EIRS-44	0.657 \pm 0.010	1.68 \pm 0.17	1.7 \pm 0.2	3.6 \pm 0.3	5.1 \pm 0.4	85.5 \pm 1.3	87 \pm 8	68 \pm 7	103 \pm 8	96 \pm 6
EIRS-45	0.605 \pm 0.016	1.38 \pm 0.22	1.3 \pm 0.2	2.9 \pm 0.2	4.0 \pm 0.6	141.8 \pm 3.8	129 \pm 20	94 \pm 17	150 \pm 11	136 \pm 20
EIRS-46	0.716 \pm 0.015	1.73 \pm 0.22	1.8 \pm 0.3	4.0 \pm 0.2	7.5 \pm 1.1	185.7 \pm 3.9	178 \pm 22	145 \pm 22	230 \pm 13	285 \pm 42
EIRS-47	0.392 \pm 0.011	3.13 \pm 0.25	5.3 \pm 0.3	8.9 \pm 0.3	14.7 \pm 2.2	156.9 \pm 4.4	501 \pm 40	660 \pm 35	780 \pm 29	861 \pm 129
EIRS-48	0.195 \pm 0.005	0.86 \pm 0.15	1.4 \pm 0.2	1.2 \pm 0.3	4.4 \pm 0.2	15.1 \pm 0.4	26 \pm 4	33 \pm 4	20 \pm 4	50 \pm 2
EIRS-49	0.482 \pm 0.007	1.50 \pm 0.17	1.9 \pm 0.2	3.4 \pm 0.3	6.6 \pm 0.4	64.6 \pm 0.9	80 \pm 9	80 \pm 7	99 \pm 8	129 \pm 7
EIRS-50	0.291 \pm 0.004	1.95 \pm 0.15	2.6 \pm 0.2	4.3 \pm 0.3	7.8 \pm 0.2	20.7 \pm 0.3	55 \pm 4	57 \pm 3	68 \pm 4	81 \pm 2
EIRS-51	0.185 \pm 0.004	1.34 \pm 0.16	2.1 \pm 0.2	4.0 \pm 0.3	8.1 \pm 0.2	14.7 \pm 0.3	42 \pm 4	53 \pm 4	69 \pm 5	94 \pm 2
EIRS-52	0.418 \pm 0.009	2.70 \pm 0.22	3.7 \pm 0.2	2.1 \pm 0.2	6.9 \pm 1.0	96.9 \pm 2.1	249 \pm 20	267 \pm 16	106 \pm 11	234 \pm 35
EIRS-53	0.179 \pm 0.007	2.14 \pm 0.18	3.3 \pm 0.2	2.9 \pm 0.2	10.2 \pm 0.6	27.9 \pm 1.1	133 \pm 11	162 \pm 8	98 \pm 8	232 \pm 13
EIRS-54	0.536 \pm 0.014	2.18 \pm 0.21	3.3 \pm 0.2	4.5 \pm 0.2	9.8 \pm 1.5	100.7 \pm 2.6	163 \pm 15	194 \pm 11	186 \pm 9	268 \pm 40
EIRS-55	0.096 \pm 0.004	1.63 \pm 0.17	3.7 \pm 0.2	2.0 \pm 0.3	6.9 \pm 0.4	12.9 \pm 0.5	87 \pm 9	155 \pm 7	58 \pm 8	136 \pm 7
EIRS-56	0.785 \pm 0.013	2.71 \pm 0.22	2.9 \pm 0.2	4.1 \pm 0.2	7.9 \pm 1.2	178.7 \pm 3.0	246 \pm 19	207 \pm 15	203 \pm 10	264 \pm 39
EIRS-57	0.675 \pm 0.014	3.16 \pm 0.23	3.7 \pm 0.2	5.4 \pm 0.3	9.0 \pm 1.3	151.1 \pm 3.1	282 \pm 20	262 \pm 16	264 \pm 12	294 \pm 44
EIRS-58	0.258 \pm 0.006	1.91 \pm 0.17	3.2 \pm 0.2	3.2 \pm 0.3	6.9 \pm 0.4	34.5 \pm 0.8	102 \pm 9	135 \pm 7	92 \pm 8	134 \pm 7
EIRS-59	0.847 \pm 0.012	2.74 \pm 0.20	3.8 \pm 0.2	6.1 \pm 0.3	8.9 \pm 1.3	149.5 \pm 2.1	193 \pm 13	211 \pm 11	238 \pm 10	230 \pm 34
EIRS-60	0.389 \pm 0.006	2.22 \pm 0.16	2.9 \pm 0.2	4.1 \pm 0.3	6.7 \pm 0.2	36.2 \pm 0.6	82 \pm 5	84 \pm 5	83 \pm 6	90 \pm 2
EIRS-61	1.510 \pm 0.021	4.70 \pm 0.25	5.0 \pm 0.3	9.2 \pm 0.3	12.6 \pm 1.9	580.9 \pm 8.1	723 \pm 37	605 \pm 38	780 \pm 27	713 \pm 107
EIRS-62	1.080 \pm 0.017	3.46 \pm 0.20	3.5 \pm 0.3	5.1 \pm 0.2	8.6 \pm 1.3	280.0 \pm 4.4	358 \pm 20	282 \pm 20	290 \pm 13	328 \pm 49
EIRS-63	—	4.37 \pm 0.32	5.6 \pm 0.2	—	15.1 \pm 2.3	—	1312 \pm 95	1319 \pm 55	—	1659 \pm 248
EIRS-64	1.072 \pm 0.017	4.22 \pm 0.26	5.3 \pm 0.3	8.7 \pm 0.4	13.8 \pm 2.1	444.1 \pm 7.0	700 \pm 43	695 \pm 38	797 \pm 34	837 \pm 125
EIRS-65	—	< 0.34	< 0.4	< 0.6	< 0.7	—	< 16	< 14	< 17	< 11
EIRS-66	1.835 \pm 0.022	4.12 \pm 0.21	4.8 \pm 0.2	5.2 \pm 0.2	9.8 \pm 1.5	368.7 \pm 4.4	330 \pm 16	301 \pm 12	231 \pm 9	289 \pm 43
EIRS-67	0.961 \pm 0.013	2.70 \pm 0.19	3.0 \pm 0.2	5.7 \pm 0.2	7.4 \pm 1.1	154.8 \pm 2.1	174 \pm 12	153 \pm 9	200 \pm 8	176 \pm 26
EIRS-68	2.036 \pm 0.022	6.17 \pm 0.23	8.0 \pm 0.2	13.6 \pm 0.3	19.3 \pm 2.9	457.4 \pm 4.9	554 \pm 21	564 \pm 17	672 \pm 13	636 \pm 95
EIRS-69	2.814 \pm 0.032	7.01 \pm 0.23	7.8 \pm 0.3	11.1 \pm 0.3	18.8 \pm 2.8	741.7 \pm 8.4	739 \pm 23	649 \pm 23	643 \pm 15	725 \pm 108
EIRS-70	2.797 \pm 0.014	6.80 \pm 0.17	9.3 \pm 0.2	14.0 \pm 0.4	19.9 \pm 0.3	316.9 \pm 1.6	308 \pm 7	329 \pm 7	349 \pm 8	330 \pm 4

6.2. Descomposición Espectral

Denominamos descomposición espectral a la técnica mediante la cual aproximamos el espectro de un objeto por la suma de varias componentes espectrales independientes. Para espectros en el IR medio de galaxias ultraluminosas, las fuentes de emisión a tener en cuenta son tres:

- **AGN:** o más concretamente, emisión térmica de los granos de polvo caliente en el toro que rodea al AGN. Domina la emisión MIR a longitudes de onda cortas ($\lesssim 5 \mu\text{m}$).
- **regiones HII:** o brotes de formación estelar intensa. La emisión procede de granos de polvo tibio ($\sim 50 \text{ K}$) calentado por reprocesamiento de los fotones UV emitidos por las estrellas jóvenes. Domina la emisión MIR a longitudes de onda largas ($\gtrsim 15 \mu\text{m}$).
- **PAHs:** emisión no térmica de moléculas de PAHs en regiones de fotodisociación (PDR), excitadas por los fotones UV de estrellas jóvenes procedentes de formación estelar quiescente.

En galaxias sin actividad AGN y con tasas de formación estelar bajas también es relevante a longitudes de onda cortas la emisión IR de la población estelar. Sin embargo, en galaxias luminosas y ultraluminosas esta emisión es despreciable en el rango $5 \mu\text{m} < \lambda < 15 \mu\text{m}$ que vamos a utilizar.

La extinción debida al polvo, en cambio, no es nada despreciable en muchas galaxias ultraluminosas, y debe ser tomada en consideración. Para espectros como los ELAIS-IRS, con bajas S/R y resolución espectral, en principio basta un modelo sencillo en el que el polvo apantalla la emisión procedente de las tres componentes anteriores, siguiendo una única ley de extinción. Escogemos la ley de extinción del centro galáctico (GC; Chiar & Tielens, 2006) porque permite un buen ajuste de las bandas de absorción de los silicatos en objetos con elevada extinción y es la más empleada en la literatura para galaxias ultraluminosas (e.g. Förster Schreiber et al. 2003; Sajina et al. 2007; Polletta et al. 2008). La dependencia de la opacidad con la longitud de onda es igual a la del medio interestelar (ISM) local para $\lambda < 7 \mu\text{m}$, pero las bandas de absorción de silicatos centradas a 9.7 y $18 \mu\text{m}$ son más profundas (Figura 6.2).

En la Figura 6.3 se muestran los espectros patrón que hemos utilizado para representar cada una de las componentes de emisión, a las que denominaremos AGN, HII y PDR. Para el AGN, hemos tomado un espectro IRS de la galaxia Seyfert de tipo 1 NGC 3516 (Buchanan et al., 2006), caracterizada por un espectro en el IR medio de tipo ley de potencias sin rasgos de emisión o absorción por polvo importantes. Para la región HII, utilizamos un espectro ISOCAM de M17 en las proximidades de estrellas OB (Cesarsky et al., 1996b), y para la emisión de los PAHs (PDR), un espectro ISOCAM de una región de fotodisociación aislada (NGC 7023; Cesarsky et al., 1996a).

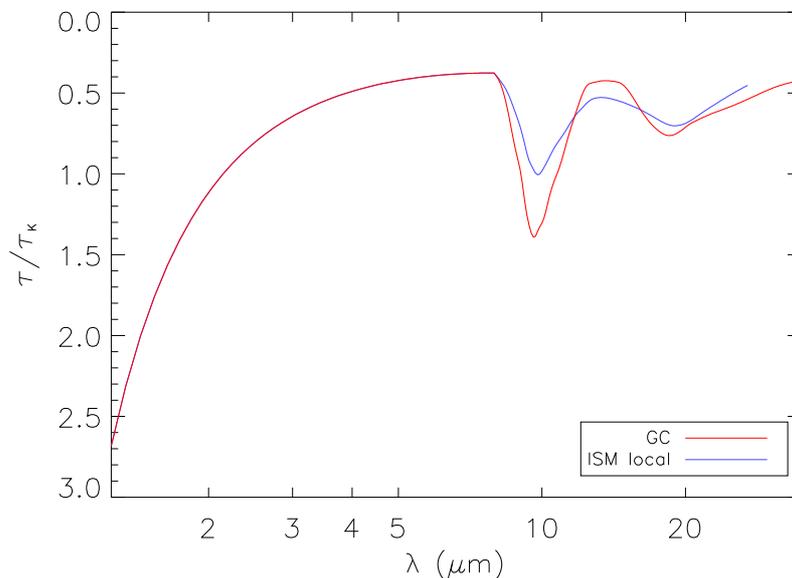


Figura 6.2 Opacidad normalizada a la opacidad en banda K para la ley de extinción del Centro Galáctico (GC; línea roja) y del medio interestelar local (ISM local; línea azul) según Chiar & Tielens (2006).

Realizamos la descomposición espectral mediante un ajuste del espectro ELAIS-IRS a una función de la forma:

$$F_{\lambda}(\lambda) = e^{-b\tau(\lambda)} \left(a_1 f_{AGN}(\lambda) + a_2 f_{HII}(\lambda) + a_3 f_{PDR}(\lambda) \right)$$

donde f_{AGN} , f_{HII} y f_{PDR} son los espectros patrón y a_1 , a_2 , a_3 son parámetros ajustables que indican la contribución de cada uno al espectro integrado. $\tau(\lambda)$ es la ley de extinción del centro galáctico, normalizada a $\tau_{9.7} = 1$ y b es por tanto la opacidad a $9.7 \mu\text{m}$. Para ajustar los espectros que presentan silicato en emisión permitimos que b tome valores negativos. Aunque b negativo no tiene sentido físico, podemos utilizarlo para comparar la intensidad de la banda de silicatos entre diferentes objetos, y en cualquier caso permite incorporar la emisión de silicatos al ajuste sin complicar en exceso el modelo. Mediante un algoritmo Levenberg-Marquardt calculamos la combinación (b, a_1, a_2, a_3) que minimiza la χ^2 del ajuste.

Empleamos en el ajuste solamente el intervalo entre 5 y $15 \mu\text{m}$ en reposo y no el espectro IRS completo, por varios motivos. Por un lado, se corresponde con el rango mejor estudiado en galaxias ultraluminosas locales, pues coincide con la cobertura espectral de ISOCAM y está contenido dentro del rango de IRS. Por otro, es el rango que contiene los rasgos espectrales más prominentes: bandas de PAHs y absorción de silicatos. Ciertamente, existen bandas de PAHs y de silicatos a $\lambda > 15 \mu\text{m}$, pero quedan fuera del rango observado

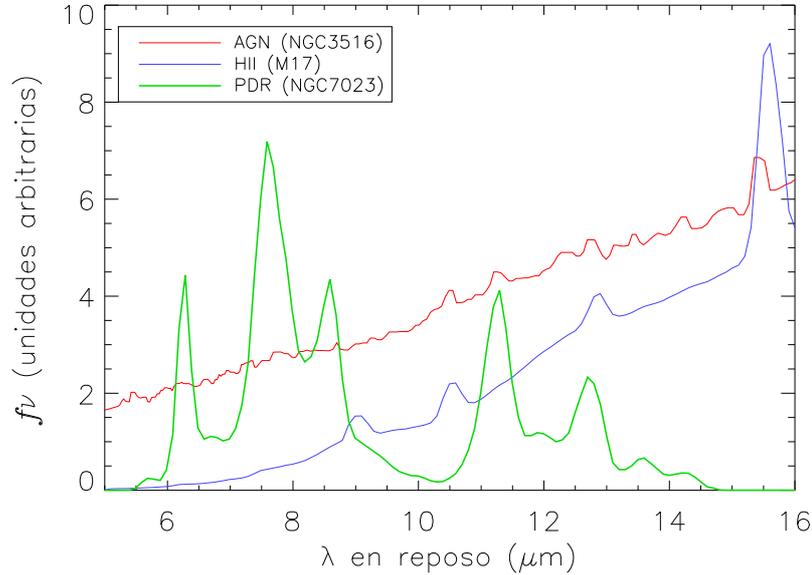


Figura 6.3 Espectros utilizados para representar las tres componentes de emisión IR en la descomposición espectral: NGC 3516 para AGN (rojo), M17 para HII (azul) y NGC 7023 para PDR (verde). Las diferencias en resolución espectral se deben a que el espectro de AGN fue tomado con IRS, mientras que los de HII y PDR provienen de ISOCAM en modo espectro-imagen con el Filtro Variable Circular (CVF).

en la mayoría de los objetos ELAIS-IRS. Por último, y en relación con lo anterior, no puede extenderse el rango utilizado mucho más allá de 15 μm en reposo salvo para un puñado de objetos de z bajo, y para $\lambda < 5 \mu\text{m}$ en reposo los espectros son muy ruidosos en la mayoría de los casos.

La Figura 6.4 muestra ejemplos de los resultados de la descomposición espectral para un objeto dominado por emisión del AGN y otro dominado por formación estelar. Si calculamos en qué proporción contribuye cada una de las tres componentes al flujo integrado del objeto entre 5 y 15 μm en reposo, podemos tener una indicación de cuál es la fuente de energía que domina la emisión del objeto en el IR medio, aunque ésta no tiene por qué ser la dominante en la emisión bolométrica.

En la descomposición espectral podemos calcular por separado la extinción en la componente AGN y en la componente starburst (HII+PDR). En este caso se obtienen residuos en el ajuste marginalmente mejores en los objetos con elevada absorción de silicatos. Esto se debe a que, como vimos en §2.2, la distribución del polvo tiene una geometría diferente en una región de formación estelar y en un AGN. En el primer caso, polvo y estrellas están mezclados; si esta mezcla es aproximadamente uniforme, existe un valor máximo en el $\tau_{9,7}$

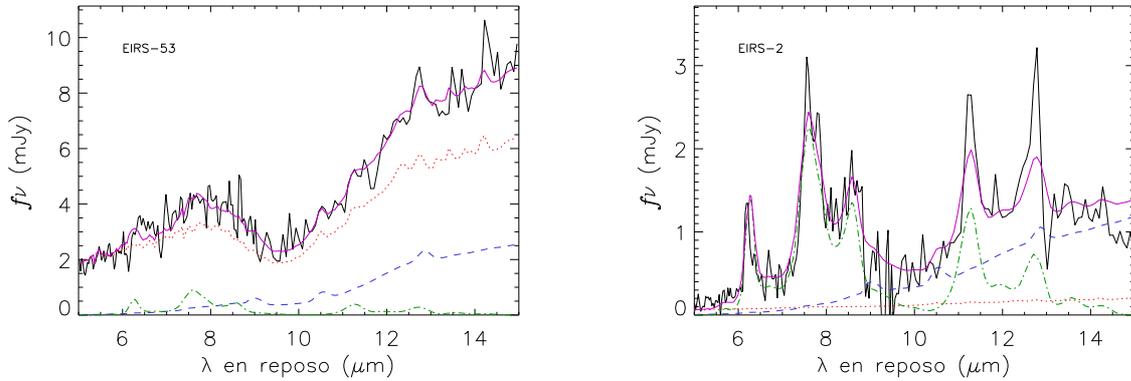


Figura 6.4 Descomposición espectral para dos galaxias de la muestra ELAIS-IRS. El objeto EIRS-53 (izquierda) está fuertemente dominado por la componente AGN (en rojo), mientras que en EIRS-2 (derecha) la emisión procede de regiones HII y PDR (azul y verde, respectivamente) y la componente AGN es despreciable. La línea violeta muestra la suma de las tres componentes.

observado independientemente de la opacidad real que haya hacia el núcleo de la región de formación estelar (mucho mayor). En el AGN, en cambio, todo el polvo está situado entre la fuente de emisión y el observador, haciendo de pantalla, con lo que la opacidad observada se aproxima a la real.

En la mayoría de los casos, la extinción o la componente starburst son lo bastante pequeñas como para que este efecto de extinción “diferencial” sea despreciable, haciendo que usar dos valores independientes de $\tau_{9,7}$ aumente la χ^2 del ajuste al calcularse utilizando un parámetro libre extra.

6.3. Intensidad de PAHs y extinción

La técnica de la descomposición espectral ofrece de forma sencilla una estimación de la contribución conjunta de las bandas de PAHs al flujo observado en el infrarrojo medio. Sin embargo, las intensidades relativas de las distintas bandas de PAHs no son las mismas para todos los objetos, sino que varían en función de las condiciones físicas del medio en que se producen, como vimos en §2.1. Un único espectro modelo de PDR no puede dar cuenta de estas variaciones, y para un estudio detallado de la emisión en bandas de PAHs es preferible medir cada una de ellas por separado. Además, la aproximación del continuo subyacente por la suma de las componentes AGN y HII, aproximadamente equivalente a combinar dos leyes de potencias con el índice espectral fijado de antemano, no es lo bastante flexible como para reproducir toda la variedad de formas que encontramos en los espectros ELAIS-IRS y de la biblioteca.

En la literatura encontramos infinidad de métodos para estimar el flujo en las bandas de PAHs, cada uno con diferentes virtudes y defectos, rango de validez y campo de aplicación. A grandes rasgos, la mayoría de ellos consiste en sustraer el continuo subyacente a la banda de PAH y medir el flujo restante, bien ajustando alguna función analítica (lorentziana, gaussiana o perfil de Drude, normalmente) o directamente integrando el espectro en un cierto intervalo.

La dificultad principal está en la determinación del continuo subyacente, lo que puede ser muy complicado si la intensidad de los PAHs relativa al continuo es grande o si la extinción es alta. En el primer caso, las alas de las bandas de PAH se extienden hasta distancias considerables del máximo de emisión, y en muchos casos se solapan entre sí, elevando el nivel del continuo “aparente” entre ellas y contaminando las medidas de bandas cercanas. En el segundo la depresión de los silicatos a $9.7 \mu\text{m}$, estratégicamente situada entre los dos grupos principales de bandas de PAHs, impide medir el nivel de continuo en esa zona.

Ante esto, se emplean principalmente dos estrategias. La más sencilla consiste en escoger zonas “limpias”, lo más próximas posibles a la banda de PAH que se quiere medir, en las que el continuo observado no esté (supuestamente) muy afectado por emisión de PAHs, absorción de silicatos o alguna otra característica que pueda enmascarar el verdadero nivel de continuo. El continuo entre estas zonas “limpias” se interpola utilizando alguna función analítica, normalmente polinómica, o splines. Este método ha sido muy utilizado (e.g. Genzel et al., 1998; Rigopoulou et al., 1999; Brandl et al., 2006; Spoon et al., 2007), y en determinados objetos, como AGNs con PAHs, da buenos resultados porque el continuo es intenso y poco accidentado. La otra estrategia consiste en medir continuo y PAHs simultáneamente, de forma similar a la descomposición espectral pero considerando cada banda de PAH independiente de las demás, y modelada con una función analítica (lorentziana, normalmente). El continuo puede modelarse como una combinación lineal de espectros patrón o, más comunmente, como una función analítica. La extinción puede igualmente modelarse con una función analítica o utilizar los valores tabulados de cualquiera de las publicadas en la literatura. Una aplicación sencilla de este método para espectros de alto z y baja S/R puede encontrarse en Sajina et al. (2007), mientras que Smith et al. (2007) muestra una versión mucho más detallada, aplicada a espectros de galaxias cercanas con elevada S/R.

En nuestro caso, después de obtener resultados decepcionantes con el primero de los métodos, decidimos utilizar el segundo, implementado como sigue:

- el continuo se modela mediante la combinación lineal de dos leyes de potencias, en las que el índice espectral puede tomar valores en el rango $[-5,5]$, y ninguna de las componentes puede ser negativa, aunque sí nula.
- los PAHs se modelan mediante lorentzianas $L(b, w, \lambda_0)$ para las bandas principales ($6.2, 7.7, 8.6, 11.3$ y $12.7 \mu\text{m}$), ignorando las más débiles. La amplitud b de cada lorentziana debe ser positiva o nula. La anchura a media altura w está limitada a un rango entre 0.5 y 2 veces la anchura media encontrada en la literatura y la longitud de onda central λ_0 puede variar hasta un 5% del valor medio aceptado en la literatura.

- la extinción se implementa mediante un factor de atenuación del continuo $e^{-t\tau(\lambda)}$ (es decir, se asume una geometría de “pantalla” en la que el polvo se situa entre la fuente emisora y el observador), y para obtener $\tau(\lambda)$ interpolamos en los valores tabulados para la ley de extinción del Centro Galáctico, normalizada a $\tau_{9,7} = 1$. Para ajustar los objetos con silicato en emisión permitimos valores de t negativos.

Por tanto, la función analítica a la que ajustamos el espectro es de la forma:

$$F_{\lambda}(\lambda) = (A\lambda^{\alpha} + B\lambda^{\beta})e^{-t\tau(\lambda)} + \sum_i^N L(b_i, w_i, \lambda_i)(\lambda)$$

El valor que tomen los 20 parámetros libres (5 para el continuo y 3 para cada una de las bandas de PAHs) será aquel que minimice la χ^2 del ajuste que realizaremos mediante el algoritmo de Levenberg-Marquardt.

En general el algoritmo de ajuste converge en unas decenas de iteraciones, con residuos mucho menores a los que se obtienen en la descomposición espectral. Para algunos espectros se alcanza el número máximo de iteraciones permitidas (que hemos establecido en 6000 por eficiencia) sin llegar a cumplir el criterio de convergencia, pero la solución alcanzada es razonable y la consideraremos como válida.

Las figuras 6.5 y 6.6 muestran los ajustes de espectros que ejemplifican la variedad de SEDs en el IR medio existente: dominados por PAHs, con silicatos en absorción, silicatos en emisión y continuo sin características.

Los residuos más grandes se obtienen en la región de $\lambda < 7 \mu\text{m}$ (donde el espectro es más ruidoso, tanto en la muestra ELAIS-IRS como en la biblioteca), especialmente en objetos con elevada extinción, en los que el flujo en las bandas de PAHs de $7.7 \mu\text{m}$, y sobre todo $6.2 \mu\text{m}$, aparecen sistemáticamente sobreestimados debido a la dificultad de acomodar la emisión del continuo en ese rango con la profundidad de los silicatos. Esto puede deberse a que en estos objetos la emisión del continuo a $\lambda < 7 \mu\text{m}$ y la absorción de silicatos se producen en regiones diferentes de la galaxia, como discutimos en §11.3.

También aparecen problemas en muchos de los cuásares que presentan la característica de los silicatos en emisión. En estos objetos, el ajuste produce soluciones con τ negativo, pero en muchos de ellos no reproduce bien la forma de la joroba, que es más ancha, más suave, y está centrada más hacia el rojo que cuando la característica aparece en absorción. Esto se ha observado también en muestras de cuásares cercanos (Siebenmorgen et al. 2005; Netzer et al. 2007) y discutimos sus implicaciones en §11.3. Para compensar el desplazamiento y ensanchamiento del pico de los silicatos, el ajuste incrementa el flujo y la anchura de las bandas de PAHs a 11.3 y $12.5 \mu\text{m}$, distorsionando su medida. Sin embargo, en algunos objetos, con emisión intensa de silicatos como EIRS-27 y EIRS-67, la joroba se reproduce con bastante fidelidad.

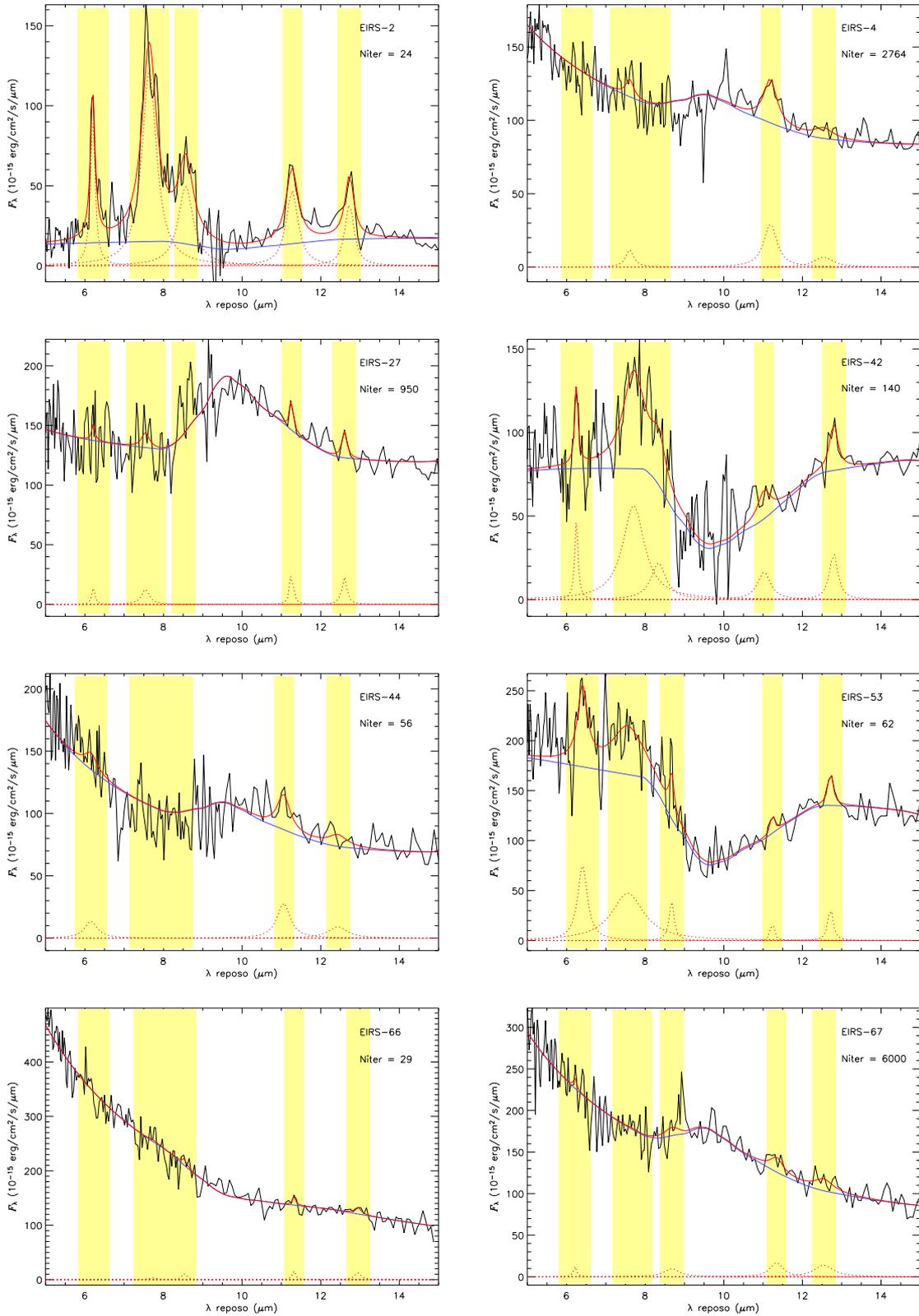


Figura 6.5 Ejemplos de ajuste de continuo+PAHs+extinción para la muestra ELAIS-IRS. El significado de los símbolos es el mismo que en la Figura 5.1.

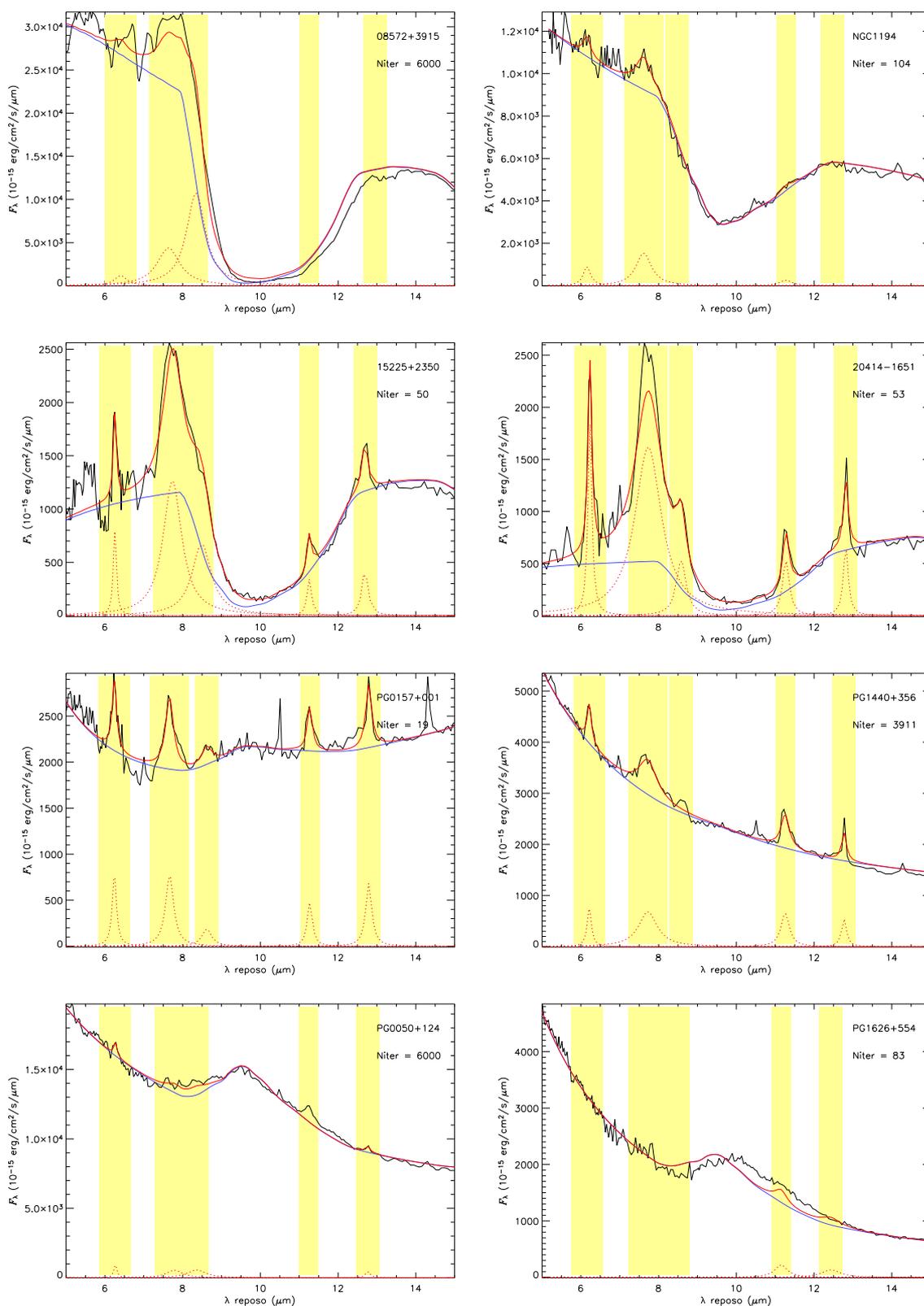


Figura 6.6 Ejemplos de ajuste de continuo+PAHs+extinción para la biblioteca. El significado de los símbolos es el mismo que en la Figura 5.1.

A partir de los parámetros del ajuste, calculamos el flujo en las bandas de PAHs como la integral analítica del perfil lorentziano correspondiente, y su incertidumbre se obtiene a partir de los residuos del ajuste:

$$f_{PAH} = \int_0^{\infty} L(b, w, \lambda_0)(\lambda) d\lambda = \frac{\pi}{2} bw$$

$$\Delta f_{PAH} = \sqrt{\sum_i (F_{\lambda,i} - C_i)^2 \Delta \lambda_i^2}$$

donde $F_{\lambda,i}$, C_i y $\Delta \lambda_i$ son, respectivamente, el espectro en el sistema en reposo del objeto, el continuo ajustado y la resolución espectral, medidos a la longitud de onda en reposo λ_i . De forma análoga, la anchura equivalente y su error se determinan mediante:

$$EW_{PAH} = \sum_i \frac{L(b, w, \lambda_0)(\lambda_i)}{C_i} \Delta \lambda_i$$

$$\Delta EW_{PAH} = \sqrt{\sum_i \frac{(F_{\lambda,i} - C_i)^2}{C_i^2} \Delta \lambda_i^2}$$

En espectros en los que la característica a 9.7 μm de los silicatos se observa en absorción, la profundidad óptica aparente (es decir, el factor de atenuación $e^{-\tau}$) se obtiene directamente para cualquier λ a partir del parámetro t del ajuste, con sólo multiplicarlo por la ley de extinción normalizada. Suponiendo que sea aplicable el modelo de pantalla para la geometría del polvo, esta profundidad óptica aparente coincidiría con la total a lo largo de la línea de visión; en caso contrario, sería una cota inferior de la opacidad real.

La precisión de esta medida depende de que la ley de extinción utilizada (GC) describa correctamente la extinción en todo el rango espectral ajustado (de 5 a 15 μm) y no sólo en la banda de absorción de los silicatos, puesto que t se calcula minimizando χ^2 en todo el rango. Una medida más directa, hasta cierto punto independiente del resto del espectro, y válida también para objetos con silicato en emisión es la “fuerza de los silicatos” (*silicate strength* en inglés), que depende sólo del flujo observado a 9.7 μm y el continuo subyacente, de la forma:

$$S_{sil} = \ln \frac{F_{\lambda}(\lambda_0)}{C(\lambda_0)}$$

donde $C(\lambda_0) = A\lambda^\alpha + B\lambda^\beta$ es el valor del continuo a 9.7 μm corregido de extinción, y $F_{\lambda}(\lambda_0)$ lo estimamos promediando el flujo observado en el intervalo [9.5,9.9] μm para minimizar los efectos del ruido en el espectro.

S_{sil} es positivo para espectros que presenten la característica de los silicatos en emisión, y negativo si aparece en absorción. En condiciones ideales, $-S_{sil}$ debería ser igual a la profundidad óptica aparente a 9.7 μm derivada del ajuste, $\tau_{9,7}$. En la práctica ambas son semejantes pero no iguales, con una correlación buena y una dispersión moderada, pero que

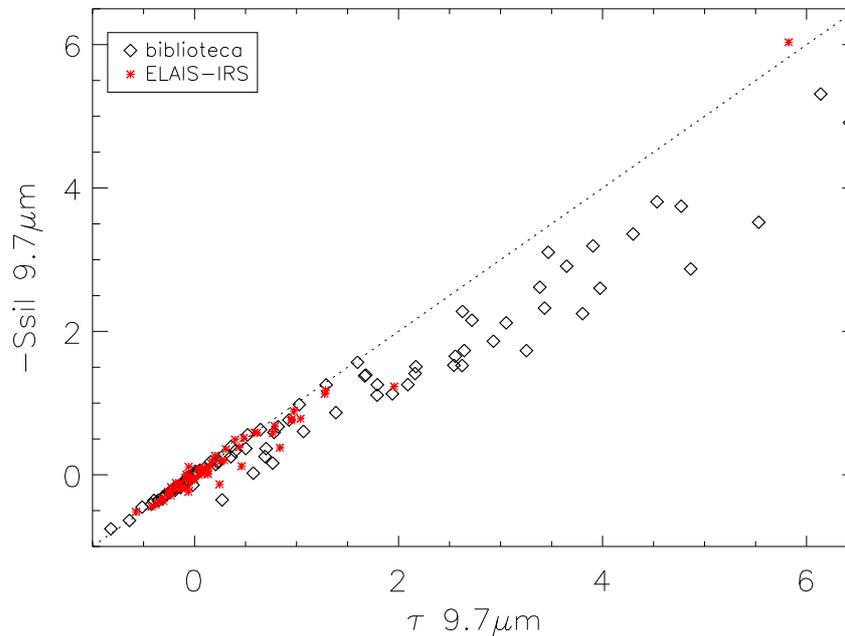


Figura 6.7 Correlación entre la extinción en la banda de absorción de los silicatos a $9.7 \mu\text{m}$ medida mediante dos métodos diferentes (ver texto). Los valores positivos indican que la característica se ve en absorción, mientras que los negativos la representan en emisión. Los asteriscos rojos representan las medidas para los objetos ELAIS-IRS, los rombos negros para los objetos de la biblioteca.

empeora para niveles elevados de extinción. Además, hay un cierto sesgo hacia $-S_{sil} < \tau_{9.7}$ (Figura 6.7) debido, por un lado, a que muchos objetos presentan pequeñas características en emisión en la región central de la banda de absorción de silicatos, presumiblemente debidas a la transición rotacional de la molécula de H_2 S(3) $9.67 \mu\text{m}$ y quizás [S IV] $10.51 \mu\text{m}$, y por otro, a que el flujo observado promedio entre 9.5 y $9.9 \mu\text{m}$ es superior al que se observaría a $9.7 \mu\text{m}$ (en un espectro libre de ruido), y por tanto subestima sistemáticamente el valor de S_{sil} . Por suerte, para la inmensa mayoría de objetos ELAIS-IRS las medidas de opacidad obtenidas con los dos métodos son muy similares y coinciden dentro del margen de error de cada una de ellas.

La Tabla 6.2 resume las medidas más importantes obtenidas de los ajustes. Para objetos con flujo integrado en una banda de PAHs inferior a 2 veces su incertidumbre, se considera una no-detección con $f < 2\Delta f$ y $EW < 2\Delta EW$. En dos objetos de muy alto z no es posible una medida de S_{sil} porque $9.7 \mu\text{m}$ en reposo queda fuera del rango observado, y en tres objetos más el flujo promedio entre 9.5 y $9.9 \mu\text{m}$ es negativo ($S_{sil} = -\infty$) debido al ruido en el espectro o un sesgo en la calibración en flujo. Para estos cinco casos tomaremos $S_{sil} = -\tau_{9.7}$.

Tabla 6.2. Medida de PAHs y silicatos

	$10^{15} \times f_{6.2 \mu\text{m}}$ [erg cm ⁻² s ⁻¹]	EW 6.2 μm [μm]	Lum 6.2 μm [$10^{10} L_{\odot}$]	$10^{15} \times f_{7.7 \mu\text{m}}$ [erg cm ⁻² s ⁻¹]	EW 7.7 μm [μm]	Lum 7.7 μm [$10^{10} L_{\odot}$]	$\tau_{9,7}$	S_{sil}
EIRS-1	< 4.6	< 0.11	< 0.06	14.0 ± 2.0	0.38 ± 0.06	0.19 ± 0.03	0.00 ± 0.11	0.05
EIRS-2	9.6 ± 0.9	1.43 ± 0.14	1.89 ± 0.18	40.0 ± 1.5	5.70 ± 0.21	7.88 ± 0.29	0.61 ± 0.61	-0.58
EIRS-3	6.7 ± 2.2	5.86 ± 2.00	0.35 ± 0.12	14.3 ± 2.6	13.61 ± 2.60	0.74 ± 0.14	-1.82 ± 2.09	1.93
EIRS-4	< 2.5	< 0.04	< 0.52	< 2.5	< 0.05	< 0.52	-0.23 ± 0.08	0.17
EIRS-5	5.1 ± 1.5	0.12 ± 0.04	0.81 ± 0.24	5.1 ± 1.5	0.16 ± 0.05	0.83 ± 0.25	0.08 ± 0.15	-0.07
EIRS-6	< 2.8	< 0.31	< 3.20	< 2.4	< 0.34	< 2.76	-0.22 ± 0.50	0.28
EIRS-7	< 2.7	< 0.05	< 3.90	< 2.2	< 0.05	< 3.20	0.95 ± 0.25	-0.76
EIRS-8	< 4.4	< 0.15	< 0.45	< 6.9	< 0.27	< 0.70	0.48 ± 0.25	-0.51
EIRS-9	22.0 ± 1.7	2.00 ± 0.15	0.89 ± 0.07	82.9 ± 2.7	7.32 ± 0.24	3.34 ± 0.11	0.77 ± 0.38	-0.58
EIRS-10	< 3.5	< 0.07	< 0.86	< 3.0	< 0.07	< 0.73	-0.05 ± 0.11	0.13
EIRS-11	7.8 ± 2.6	0.20 ± 0.07	2.56 ± 0.87	6.7 ± 2.3	0.19 ± 0.07	2.20 ± 0.76	-0.31 ± 0.19	0.29
EIRS-12	5.9 ± 2.4	0.17 ± 0.07	4.74 ± 1.88	13.4 ± 3.1	0.42 ± 0.10	10.70 ± 2.48	0.95 ± 0.21	-0.77
EIRS-13	5.3 ± 1.6	1.21 ± 0.38	0.90 ± 0.28	21.2 ± 2.4	5.49 ± 0.63	3.64 ± 0.42	0.80 ± 1.98	-∞
EIRS-14	25.0 ± 2.9	3.11 ± 0.37	1.05 ± 0.12	64.5 ± 3.5	8.47 ± 0.47	2.71 ± 0.15	0.84 ± 0.60	-0.38
EIRS-15	2.3 ± 1.1	0.10 ± 0.05	0.20 ± 0.09	10.6 ± 2.2	0.59 ± 0.12	0.91 ± 0.19	0.13 ± 0.28	-0.02
EIRS-16	6.5 ± 1.6	1.91 ± 0.47	0.45 ± 0.11	25.3 ± 2.8	7.44 ± 0.84	1.76 ± 0.19	0.46 ± 1.24	-0.12
EIRS-17	< 2.2	< 0.06	< 0.35	< 6.6	< 0.22	< 1.03	-0.13 ± 0.18	0.19
EIRS-18	< 2.8	< 0.04	< 0.90	< 3.6	< 0.07	< 1.16	-0.07 ± 0.10	0.02
EIRS-19	< 2.9	< 0.04	< 4.66	4.4 ± 1.1	0.06 ± 0.01	7.11 ± 1.82	0.78 ± 0.20	-0.68
EIRS-20	< 2.7	< 0.10	< 2.74	< 2.6	< 0.12	< 2.64	0.07 ± 0.18	-0.07
EIRS-21	8.0 ± 2.1	0.32 ± 0.06	1.16 ± 0.31	68.7 ± 3.1	9.61 ± 0.11	9.93 ± 0.45	5.82 ± 1.05	-6.03
EIRS-22	< 2.8	< 0.13	< 0.25	8.7 ± 2.8	0.43 ± 0.14	0.78 ± 0.25	0.31 ± 0.22	-0.36
EIRS-23	< 2.8	< 0.06	< 0.56	12.0 ± 2.5	0.29 ± 0.06	2.36 ± 0.49	-0.23 ± 0.15	0.16
EIRS-24	< 3.2	< 0.12	< 0.29	< 4.9	< 0.23	< 0.44	0.15 ± 0.39	0.20
EIRS-25	7.7 ± 2.3	1.66 ± 0.50	0.89 ± 0.27	11.1 ± 4.4	3.02 ± 1.09	1.28 ± 0.50	1.88 ± 3.51	-∞
EIRS-26	< 3.4	< 0.08	< 1.03	< 4.4	< 0.12	< 1.31	-0.14 ± 0.18	0.24
EIRS-27	< 3.4	< 0.06	< 0.78	< 4.3	< 0.07	< 0.98	-0.57 ± 0.08	0.52
EIRS-28	< 3.4	< 0.07	< 1.59	< 6.4	< 0.16	< 3.04	-0.04 ± 0.22	0.04
EIRS-29	< 3.8	< 0.03	< 3.10	< 5.4	< 0.05	< 4.38	-0.25 ± 0.05	0.25
EIRS-30	< 2.3	< 0.03	< 4.54	3.7 ± 1.7	0.06 ± 0.03	7.47 ± 3.36	0.52 ± 0.38	—
EIRS-31	< 3.0	< 0.07	< 1.32	15.4 ± 3.5	0.43 ± 0.10	6.81 ± 1.56	-0.30 ± 0.32	0.37
EIRS-32	6.2 ± 1.9	3.47 ± 1.07	0.25 ± 0.08	37.3 ± 3.9	20.15 ± 1.97	1.52 ± 0.16	2.16 ± 3.07	-∞
EIRS-33	< 6.4	< 0.16	< 0.79	22.7 ± 4.5	0.75 ± 0.15	2.80 ± 0.55	-0.06 ± 0.25	0.24
EIRS-34	6.7 ± 2.2	0.14 ± 0.05	1.37 ± 0.45	18.4 ± 2.5	0.50 ± 0.07	3.77 ± 0.52	-0.14 ± 0.26	0.13
EIRS-35	< 3.4	< 0.05	< 2.78	< 5.0	< 0.08	< 4.04	-0.42 ± 0.08	0.45
EIRS-36	< 3.1	< 0.07	< 1.79	< 5.6	< 0.15	< 3.20	-0.09 ± 0.32	0.04

Tabla 6.2 (continuación)

	$10^{15} \times f_{6.2} \mu\text{m}$ [erg cm ⁻² s ⁻¹]	EW 6.2 μm [μm]	Lum 6.2 μm [10 ¹⁰ L _⊙]	$10^{15} \times f_{7.7} \mu\text{m}$ [erg cm ⁻² s ⁻¹]	EW 7.7 μm [μm]	Lum 7.7 μm [10 ¹⁰ L _⊙]	$\tau_{9,7}$	S_{sil}
EIRS-37	8.8 ± 2.1	0.24 ± 0.05	0.95 ± 0.22	46.8 ± 3.7	1.57 ± 0.12	5.05 ± 0.40	0.40 ± 0.31	-0.49
EIRS-38	< 3.1	< 0.06	< 1.37	< 5.3	< 0.11	< 2.32	0.17 ± 0.20	-0.16
EIRS-39	4.0 ± 1.7	0.08 ± 0.03	0.70 ± 0.29	25.9 ± 3.0	0.56 ± 0.07	4.52 ± 0.52	0.12 ± 0.19	-0.04
EIRS-40	< 3.4	< 0.05	< 2.50	14.6 ± 3.9	0.25 ± 0.07	10.70 ± 2.86	0.30 ± 0.13	-0.21
EIRS-41	< 5.3	< 0.16	< 0.08	23.0 ± 3.0	0.78 ± 0.10	0.35 ± 0.05	-0.06 ± 0.25	-0.11
EIRS-42	3.7 ± 1.7	0.09 ± 0.04	0.54 ± 0.25	29.1 ± 3.8	0.80 ± 0.10	4.29 ± 0.56	1.28 ± 0.38	-1.13
EIRS-43	< 3.1	< 0.05	< 1.76	< 5.6	< 0.10	< 3.16	-0.03 ± 0.12	0.07
EIRS-44	< 6.8	< 0.11	< 1.41	< 4.3	< 0.09	< 0.90	-0.31 ± 0.15	0.34
EIRS-45	7.6 ± 3.0	0.17 ± 0.07	3.40 ± 1.34	< 5.6	< 0.16	< 2.50	-0.38 ± 0.21	0.42
EIRS-46	< 3.3	< 0.06	< 1.69	< 5.9	< 0.13	< 3.02	-0.32 ± 0.22	0.33
EIRS-47	< 7.7	< 0.09	< 7.14	< 4.0	< 0.05	< 3.66	0.10 ± 0.12	-0.10
EIRS-48	< 6.5	< 0.16	< 0.70	< 9.6	< 0.26	< 1.04	1.04 ± 0.32	-0.78
EIRS-49	< 4.3	< 0.07	< 0.93	4.2 ± 2.1	< 0.08	0.92 ± 0.46	-0.14 ± 0.14	0.14
EIRS-50	< 6.5	< 0.07	< 0.63	< 4.8	< 0.06	< 0.47	-0.06 ± 0.09	0.01
EIRS-51	< 5.9	< 0.09	< 0.66	45.2 ± 3.6	0.72 ± 0.06	5.04 ± 0.40	-0.08 ± 0.10	-0.00
EIRS-52	11.7 ± 3.2	0.15 ± 0.04	5.17 ± 1.41	44.0 ± 5.0	0.74 ± 0.08	19.40 ± 2.21	1.28 ± 0.16	-1.18
EIRS-53	15.3 ± 2.8	0.20 ± 0.04	4.00 ± 0.74	32.1 ± 4.2	0.46 ± 0.06	8.41 ± 1.10	0.97 ± 0.11	-0.89
EIRS-54	15.0 ± 3.4	0.21 ± 0.05	5.02 ± 1.14	60.8 ± 5.1	0.92 ± 0.08	20.30 ± 1.70	0.13 ± 0.13	-0.01
EIRS-55	27.8 ± 3.5	0.50 ± 0.06	6.01 ± 0.76	107.1 ± 4.6	2.29 ± 0.09	23.10 ± 0.99	1.96 ± 0.26	-1.23
EIRS-56	< 3.0	< 0.04	< 1.28	< 5.1	< 0.08	< 2.18	0.20 ± 0.12	-0.27
EIRS-57	< 3.3	< 0.03	< 1.40	< 6.9	< 0.08	< 2.90	0.13 ± 0.08	-0.10
EIRS-58	21.0 ± 3.4	0.29 ± 0.05	4.52 ± 0.72	28.3 ± 4.5	0.42 ± 0.07	6.09 ± 0.97	0.44 ± 0.13	-0.38
EIRS-59	21.0 ± 3.5	0.20 ± 0.04	6.46 ± 1.09	9.6 ± 3.2	0.11 ± 0.04	2.97 ± 0.97	-0.19 ± 0.08	0.19
EIRS-60	< 6.9	< 0.07	< 0.94	< 4.8	< 0.06	< 0.66	0.03 ± 0.11	-0.08
EIRS-61	< 3.9	< 0.03	< 3.38	< 5.0	< 0.05	< 4.40	-0.12 ± 0.06	0.17
EIRS-62	< 6.3	< 0.07	< 3.24	< 7.6	< 0.10	< 3.92	-0.01 ± 0.09	0.05
EIRS-63	2.7 ± 1.3	< 0.03	5.98 ± 2.90	9.7 ± 2.1	0.13 ± 0.03	21.80 ± 4.66	1.09 ± 0.30	—
EIRS-64	< 4.0	< 0.03	< 3.84	< 4.1	< 0.04	< 3.98	0.07 ± 0.06	-0.03
EIRS-65	< 4.8	0.00 ± -0.25	< 0.92	< 6.3	-0.55 ± -0.36	< 1.19	0.10 ± 0.06	-∞
EIRS-66	< 5.8	< 0.04	< 2.10	< 4.9	< 0.05	< 1.80	0.25 ± 0.06	-0.19
EIRS-67	< 3.4	< 0.03	< 0.92	< 4.6	< 0.06	< 1.26	-0.35 ± 0.12	0.38
EIRS-68	< 3.4	< 0.02	< 1.43	6.7 ± 2.9	0.04 ± 0.02	2.82 ± 1.23	-0.17 ± 0.03	0.20
EIRS-69	< 3.3	< 0.02	< 1.72	< 6.4	< 0.04	< 3.36	0.04 ± 0.07	0.01
EIRS-70	< 3.5	< 0.01	< 0.61	41.1 ± 4.6	0.17 ± 0.02	7.17 ± 0.80	-0.14 ± 0.04	0.18

Infrarrojo lejano, Luminosidad infrarroja

Excepto en AGNs poco oscurecidos, donde la emisión ultravioleta y en rayos X aportan una fracción significativa de la luminosidad bolométrica, la mayor parte de la energía es radiada en el infrarrojo, porque la radiación más energética es absorbida por el polvo y reemitida en este rango. Por esto, la luminosidad infrarroja, definida como la integral del espectro en el sistema en reposo entre 8 y 1000 μm , es una buena aproximación de la luminosidad bolométrica de las galaxias ultraluminosas, y más sencilla de calcular, al no requerir observaciones en el resto del espectro electromagnético. Además, en galaxias starburst, la luminosidad infrarroja permite una estimación directa de la tasa de formación estelar, debido a que la emisión de las estrellas viejas es despreciable para $\lambda > 8 \mu\text{m}$ y la emisión del polvo traza fundamentalmente la de las estrellas jóvenes que se forman en las nubes moleculares.

La luminosidad IR de las galaxias ultraluminosas está dominada por la emisión en el continuo de polvo frío en el IR lejano. Este polvo está a temperaturas en el rango de 10 a 40 K, y su emisión determina una SED infrarroja de aspecto acampanado, que crece hasta un máximo de L_ν situado en torno a las 100 μm . La longitud de onda del máximo y su anchura dependen de la distribución de temperaturas del polvo, y ésta, a su vez, de la naturaleza de la fuente de energía y de la geometría de la distribución del polvo en torno a ella. En general, los AGNs poco oscurecidos presentan un máximo ancho y asimétrico, en el que el flujo crece lentamente desde el IR medio hasta un máximo suave, y después decae rápidamente. Para los starbursts y AGNs muy oscurecidos, en cambio, el máximo es más simétrico y muy pronunciado, con razones de luminosidad espectral de 100 o más respecto al IR medio.

Por desgracia el IR lejano es un rango espectral muy difícil en términos observacionales, debido a la transparencia nula (exceptuando las bandas con cierta transmisión a 350 y 450 μm) y elevada variabilidad de la atmósfera a estas frecuencias, una resolución angular pobre aún con los mayores telescopios, y lo relativamente poco desarrollados que están los detectores en comparación con otras regiones del espectro electromagnético. Por esto, exceptuando las galaxias ultraluminosas del universo local y algunas muestras de galaxias

submilimétricas a z alto observadas con instrumentos como MAMBO y SCUBA, para la mayoría de galaxias ultraluminosas se dispone de poca o ninguna información directa sobre su SED en el IR lejano. Afortunadamente, se ha observado que existe una correlación entre las SEDs en el IR medio y lejano (Elbaz et al. 2002; Peeters et al. 2004), que permite estimar la luminosidad infrarroja y en bandas del IR lejano a partir de medidas en el IR medio, aunque el cociente entre ambas depende de la naturaleza del objeto (AGN o starburst). La correlación se ha comprobado para un rango de varios órdenes de magnitud en luminosidad bolométrica, que abarca desde las galaxias normales hasta las hiperluminosas (Elbaz et al. 2002). Sin embargo, presenta una elevada dispersión, y son habituales incertidumbres de un factor 2 en la luminosidad IR de fuentes individuales.

Existe una amplia variedad de procedimientos para estimar la SED en el IR lejano. En general, cada autor hace uso de toda la información a su alcance, y así:

- si se dispone de fotometría en una o dos bandas del IR medio, se utilizan factores de conversión obtenidos en muestras del universo local. Véanse por ejemplo Takeuchi et al. (2005) para luminosidades IR a partir de fotometría a 12 y 25 μm de IRAS; Chary & Elbaz (2001) para una estimación utilizando 15 μm de ISOCAM; y Dale et al. (2005) para luminosidad IR a partir de la banda de 24 μm de Spitzer/MIPS.
- si se dispone de fotometría en una o más bandas del IR lejano o submilimétrico, puede intentarse un ajuste a un espectro de cuerpo gris o la combinación de varios. La complejidad del modelo puede variar en función de la información disponible para acotar sus parámetros, pero en general se utiliza un único cuerpo gris, con masa de polvo, temperatura y emisividad del polvo como parámetros libres.
- si se dispone de fotometría en varias bandas del IR medio o lejano, se utiliza un ajuste de la SED mediante un conjunto de SEDs patrón. En este caso se hace uso de la correlación existente entre la SED en el IR medio y lejano para determinar cuál será la forma de una conociendo la otra.

En nuestra muestra ELAIS-IRS disponemos, además de la fotometría y espectroscopía en el IR medio, de fotometría en el IR lejano en las bandas de 70 y 160 μm de MIPS. Sin embargo, esta fotometría, que en objetos del universo local serviría para muestrear el máximo de la SED, en galaxias a $z \sim 1-2$ muestrea sólo parte del ascenso hasta el máximo. Para determinar la SED en el IR lejano, utilizaremos el método de ajuste de la SED con SEDs patrón, empleando fotometría en todo el rango IR observado, desde 3.6 hasta 160 μm .

7.1. Catálogo de SEDs patrón

La elección de las SEDs patrón es crucial a la hora de determinar la SED en el IR lejano de nuestras galaxias. Al fin y al cabo, todo lo demás consiste en elegir, con el criterio que sea, a una de ellas como modelo para cada objeto, y escalarla para que reproduzca los flujos observados en el IR medio. Actualmente no se dispone de espectroscopía que cubra de forma continua todo el espectro en infrarrojo lejano para ninguna galaxia, y en las ultraluminosas mejor estudiadas se dispone tan sólo de fotometría en unas pocas bandas,

procedente de IRAS e ISO (y ahora también de Spitzer), y fotometría submilimétrica desde tierra (JCMT/SCUBA, CSO, etc).

Para rellenar los huecos entre bandas fotométricas y generar una SED continua, se recurre a interpolaciones o ajustes a funciones analíticas (cuerpo gris, etc). Otra opción es prescindir completamente de las observaciones y generar SEDs sintéticas mediante modelos más o menos realistas de la emisión del polvo, como GRASIL (Silva et al. 1998). En nuestro caso, hemos experimentado con varios grupos de SEDs, procedentes de distintos autores y obtenidas con técnicas diferentes, y de ellas hemos seleccionado una submuestra para conformar nuestro catálogo de SEDs patrón. Las SEDs estudiadas son:

M.P. M. Polletta compila una lista de 20 SEDs patrón que incluye: 1 elíptica, 7 espirales, 3 starbursts, 6 AGNs y 3 objetos compuestos SB+AGN, cubriendo un rango desde 0.1 hasta 1000 μm . Las SEDs elíptica, espirales y starburst fueron generadas con el código GRASIL (Silva et al. 1998) y reemplazadas en la región de 5-12 μm por espectro reales observados con ISO/PHT-S o Spitzer/IRS, mientras que las SEDs de AGNs se obtuvieron a partir de espectroscopía óptica y en el IR medio y fotometría de una muestra de galaxias Seyfert y cuásares (Polletta et al. 2007).

MRR Rowan-Robinson (2001) presenta un conjunto de 4 SEDs infrarrojas que utiliza para modelar las cuentas de galaxias en el infrarrojo y submilimétrico, cada uno de los cuales con un modelo detallado de transferencia radiativa: cirros galácticos (Efstathiou & Rowan-Robinson 2003); starbursts M82 y Arp220 (Efstathiou et al. 2000); y toro de polvo en AGN (Rowan-Robinson 1995; Efstathiou & Rowan-Robinson 1995).

Dale-Helou Dale & Helou (2002) generan SEDs para el medio interestelar cubriendo un rango de intensidad de radiación U de entre 0.3 y 100.000 veces el valor del medio interestelar local. Después simulan el espectro de galaxias reales combinando las SEDs individuales según una ley de potencias: $dM(U) = U^{-\alpha}dU$ donde $M(U)$ representa la masa de polvo calentada por U . Cada SED galáctica corresponde a valores ligeramente diferentes de α .

Lagache Lagache et al. (2003, 2004) construyen modelos de SEDs de galaxias normales y starburst en función de su luminosidad IR, como una mejora de los modelos de Maffei (1994) en la que modifican la emisión de PAHs, la forma espectral en el IR cercano y la forma del pico en el IR lejano.

Elvis Elvis et al. (1994) calcula las SEDs promedio de una muestra de 47 cuásares observados en un rango que abarca desde los rayos X hasta radio, separando los objetos con emisión intensa en radio (*radio-loud*) de los que no la tienen (*radio-quiet*).

Utilizamos todas estas SEDs patrón para ajustar la SED infrarroja de los espectros de la biblioteca (véase apéndice B), y escogemos una submuestra compuesta por aquellas SEDs patrón que obtienen el mejor ajuste en al menos 2 de los objetos de la biblioteca. Despreciamos aquellas SEDs que sólo ajustan a un objeto, y de entre dos muy similares (e.g., las SEDs 25 y 26 de Dale-Helou, o las versiones de M.P. y MRR de Arp220), escogemos la que ajusta a más objetos. Hacemos esto para tener una muestra de SEDs patrón

representativa pero lo más reducida posible, ya que aumentar el número de SEDs mejora el ajuste en algunos objetos concretos a costa de incrementar la degeneración de soluciones y la dispersión en el conjunto de la muestra. Las 11 SEDs que verifican el criterio de selección (Figura 7.1) son:

M82 SED suavizada de M82 de MRR.¹

Arp220 SED suavizada de Arp220 de MRR.²

GL12 SED sintética de Lagache et al. (2003, 2004) para una galaxia de luminosidad $10^{12} L_{\odot}$.

Dale26 SED sintética de Dale & Helou (2002) con exponente $\alpha = 1.625$. También obtienen mejores ajustes para un número de objetos las SEDs inmediatamente anterior y posterior de la serie, pero dado que las diferencias son pequeñas escogemos sólo Dale26 para mantener reducido el número de SEDs patrón.

NGC6240 SED de M.P. de la galaxia NGC 6240, caracterizada por un intenso brote de formación estelar y actividad AGN oscurecida (Lutz et al., 2003).

Mrk231 SED de M.P. de la galaxia Markarian 231, que contiene un cuásar de tipo 1 además de un intenso starburst (Lonsdale et al. 2003b; Papadopoulos et al. 2007)

I19254s SED de M.P. de la galaxia IRAS 19254s, que es la componente Sur del par de galaxias en interacción conocido como las “Superantenas”, y se caracteriza por un núcleo Seyfert 2 oscurecido en rayos X (“*Compton-thick*”) y formación estelar significativa en la galaxia (Braitto et al. 2002; Vanzi et al. 2003).

Seyfert2 SED compuesta de M.P. combinando espectros y fotometría de varias galaxias Seyfert de tipo 2.

QSO-norm SED compuesta de M.P. a partir de varios cuásares de tipo 1. El óptico procede de espectros del Large Bright Quasar Survey (Brotherton et al., 2001) y el IR es la SED promedio de los cuásares SWIRE.

QSO-high SED obtenida por el mismo procedimiento que QSO-norm, pero con la parte infrarroja tomada de la SED promedio de los cuásares SWIRE con mayor cociente IR/óptico.

QSO-low SED obtenida por el mismo procedimiento que QSO-high, pero tomando la SED promedio de los cuásares SWIRE con menor cociente IR/óptico para la parte infrarroja.

¹Entre las SEDs de M.P. también está M82, pero existen ligeras diferencias en la interpolación entre puntos fotométricos que hacen que la de MRR ajuste mejor a un mayor número de galaxias.

²También ajusta ligeramente mejor que la correspondiente de M.P.

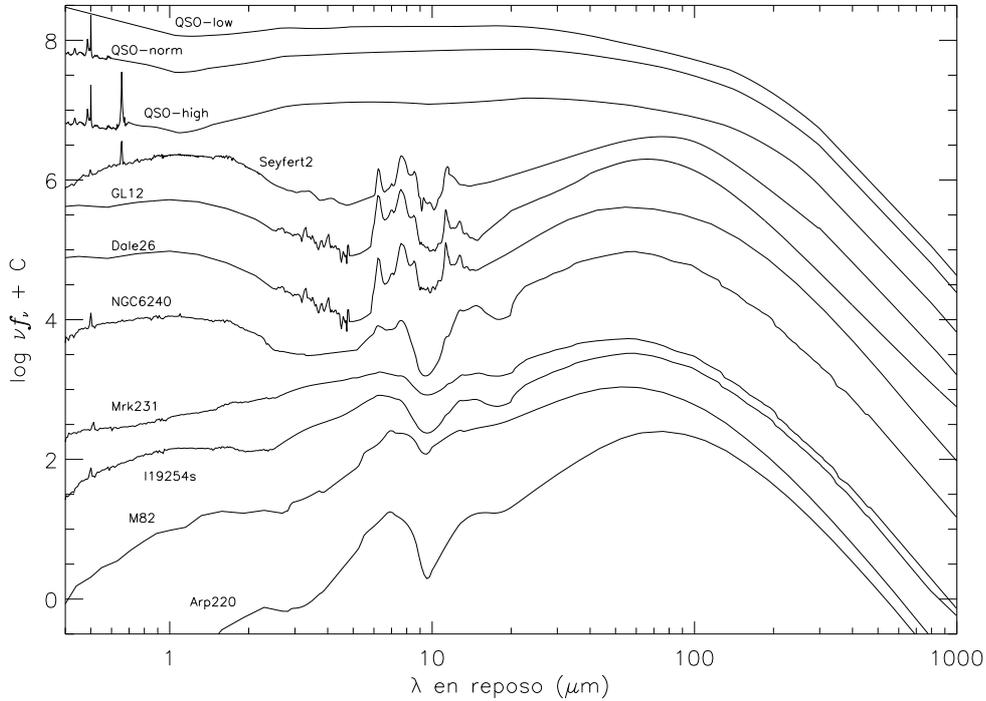


Figura 7.1 Conjunto de SEDs patrón seleccionadas para realizar el ajuste de la fotometría de las galaxias ELAIS-IRS con el objetivo de estimar su luminosidad infrarroja.

7.2. Ajuste de la SED infrarroja

Realizamos el ajuste de la SED mediante un programa propio denominado ajustaSED, que escoge, de entre el conjunto de SEDs patrón, aquella que mejor describe la fotometría disponible de la galaxia en cuestión según un criterio de minimización de la función χ^2 del ajuste. Como el desplazamiento al rojo de las galaxias es conocido –con mayor o menor precisión y confianza dependiendo del método empleado para su determinación, según vemos en §5–, el único parámetro libre en el ajuste es la luminosidad del objeto, o la cantidad por la que hay que multiplicar los valores de f_ν de la SED patrón para que reproduzca los flujos observados.

Cada punto fotométrico es pesado con su incertidumbre a la hora de calcular el mejor ajuste, aunque estos pesos pueden modificarse (y de hecho lo haremos) para dar mayor relevancia a una bandas que a otras. Como nuestro objetivo es determinar la SED en el IR lejano, daremos mayor peso a las bandas de 70 y 160 μm que al resto de la fotometría. Por desgracia, buena parte de los objetos ELAIS-IRS no se detectan a 70 o 160 μm , y se dispone tan sólo de una cota superior, que hemos tomado como el límite de detección $5\text{-}\sigma$ del catálogo fotométrico.

Para poder hacer uso de las cotas superiores en las no-detecciones a la hora de calcular el mejor ajuste, utilizamos una generalización de la definición de la función χ^2 , de la siguiente forma:

$$\chi^2 = \sum_{detec.} \frac{(F_i - aS_i)^2}{\sigma_i^2} \omega_i^2 + \sum_{cotas} X_i^2$$

donde el primer término corresponde a la contribución a la χ^2 de las detecciones y el segundo a las cotas superiores. F_i es el flujo observado en la banda i y σ_i su incertidumbre; S_i es el flujo obtenido de convolucionar la SED patrón, desplazada al desplazamiento al rojo del objeto, con la curva de transmisión de la banda i ; a es el parámetro de ajuste y ω_i es el peso asignado a la banda i . X_i^2 es la contribución de la cota superior en la banda i a la χ^2 del ajuste, y se define como:

$$X_i^2 = \begin{cases} \frac{(C_i - aS_i)^2}{\sigma_i^2} \omega_i^2 & \text{si } C_i - aS_i < 0 \\ 0 & \text{si } C_i - aS_i > 0 \end{cases}$$

donde C_i es el valor de la cota superior en la banda i y σ_i regula cómo de rápido aumenta la χ^2 al rebasarse esta cota. Si la SED ajustada pasa por debajo de la cota superior ($C_i > aS_i$) entonces la contribución de la cota a la χ^2 es cero.

La fotometría de IRAC a 3.6 y 4.5 μm representa a $z \gtrsim 1$ la emisión en el IR cercano de la galaxia, que está dominada por emisión de estrellas viejas, y por tanto no es de esperar una buena correlación con la SED en el IR lejano, con lo que no se utilizará en el ajuste. El resto de bandas en el IR medio, centradas en 5.8, 8.0, 15 y 24 μm , proporcionan un muestreo relativamente pobre de la SED en el IR medio de las galaxias ELAIS-IRS. Por esto, hemos aprovechado la espectroscopía IRS para aumentar el número de bandas fotométricas en el IR medio, haciendo fotometría “sintética” de las galaxias ELAIS-IRS en bandas ficticias, que muestrean el espectro entre 10 y 35 μm . Esta fotometría complementaria la añadiremos a la observada para hacer los ajustes con una cobertura espectral más completa. Utilizamos 7 bandas sintéticas, con curvas de transmisión de perfil gaussiano y anchuras proporcionales a su longitud de onda central, que cubren completamente el rango espectral observado por IRS (ver Tabla 7.1).

Una vez determinado cuál es la SED patrón que mejor reproduce la fotometría, y el parámetro de ajuste a (factor por el que hay que multiplicar el flujo espectral f_ν de la SED patrón para que reproduzca la fotometría observada), puede medirse sobre la SED escalada el flujo que cabría esperar en cualquier longitud de onda dentro del rango en que está definida. En concreto, nos interesan los flujos esperados a 70 μm y 160 μm de las galaxias ELAIS-IRS no detectadas en estas bandas, que deberían ser consistentes con las cotas superiores impuestas, así como el flujo espectral observado en la longitud de onda que corresponda a 25 y 60 μm en el sistema en reposo del objeto (es decir, 25(1+z) y 60(1+z) μm) para compararlo con fotometría de IRAS de los objetos de la biblioteca en algunos diagramas de diagnóstico en el capítulo siguiente.

Tabla 7.1. Bandas fotométricas utilizadas en el ajuste de la SED

	λ efectivo μm	FWHM μm	λ_{eff} a $z=1$ μm	λ_{eff} a $z=1.5$ μm	λ_{eff} a $z=2$ μm	peso
SINT1	10.41	1.89	5.20	4.16	3.47	1
SINT2	12.41	2.26	6.21	4.96	4.14	1
SINT3	14.91	2.71	7.46	5.97	4.97	1
SINT4	17.92	3.26	8.96	7.17	5.97	1
SINT5	21.52	3.91	10.76	8.61	7.17	1
SINT6	25.82	4.69	12.91	10.33	8.61	1
SINT7	30.93	5.62	15.46	12.37	10.31	1
IRAC3	5.69	1.41	2.84	2.28	1.90	1
IRAC4	7.96	2.86	3.98	3.18	2.65	1
LW3	14.18	2.60	7.09	5.67	4.73	1
MIPS24	23.84	5.23	11.92	9.54	7.95	1
MIPS70	72.53	18.64	36.27	29.01	24.18	2
MIPS160	156.96	34.04	78.48	62.78	52.32	3

Para obtener la luminosidad infrarroja integrada de la galaxia en el intervalo [8-1000] μm (en el sistema en reposo), utilizamos la expresión:

$$L_{IR} = 4\pi D_L^2(z) f[8-1000]$$

donde $D_L(z)$ es la distancia luminosa para el desplazamiento al rojo z de la galaxia, calculada para el modelo cosmológico concordante, y $f[8-1000]$ es la integral de la SED ajustada entre 8 y 1000 μm en reposo.

7.3. Incertidumbres en la Luminosidad infrarroja

Las luminosidades IR estimadas a partir de fotometría en el IR medio sufren de una elevada dispersión respecto a la luminosidad IR “verdadera”, entendiendo como tal la medida sobre una SED bien muestreada en el IR medio y lejano. Cuando utilizamos ajustes de SEDs patrón para calcular la luminosidad IR, la dispersión procede principalmente de dos fuentes de error:

- diferencias entre la SED observada del objeto y el patrón que más se le parece, debidas a que utilizamos un número finito de SEDs patrón que no puede dar cuenta de las peculiaridades de cada galaxia, y también a las incertidumbres en la fotometría. El error asociado es pequeño si la muestra de SEDs patrón es representativa, y no depende de forma significativa del número de bandas fotométricas empleadas en el ajuste.
- semejanza en determinadas regiones del espectro de SEDs patrón diferentes, que lleven a una degeneración de las soluciones. Si no se dispone de fotometría en una región del espectro que permita distinguir entre las distintas soluciones posibles, se puede asignar el objeto a un tipo espectral incorrecto. El error asociado puede ser muy grande, pero tanto su magnitud como su frecuencia disminuyen al aumentar la cobertura espectral.

Además de la dispersión, pueden aparecer sesgos importantes en la distribución de errores si el conjunto de SEDs patrón no representa adecuadamente las SEDs de las galaxias en estudio.

Para obtener una indicación del tamaño de las incertidumbres y la presencia o no de sesgos significativos en la luminosidad IR calculada para las galaxias de la muestra ELAIS-IRS, estudiaremos cómo varían los errores en la luminosidad IR estimada de las galaxias de la biblioteca de espectros en función de las bandas fotométricas empleadas en el ajuste.

Teniendo en cuenta que las galaxias de la biblioteca pertenecen al universo local, mientras que las ELAIS-IRS están a un z promedio de 1.39, utilizaremos las regiones del espectro en el sistema en reposo que observaríamos en un objeto ELAIS-IRS a $z \sim 1.5$. Así, el rango 5-15 μm del espectro IRS de las galaxias de la biblioteca corresponde aproximadamente al espectro 12.5-38 μm observado de los ELAIS-IRS. En este rango hacemos fotometría sintética en 6 bandas que lo cubren completamente, equiespaciadas en $\log(\lambda)$ y utilizando filtros con curvas de transmisión gaussiana. La fotometría de 70 μm de MIPS podemos simularla midiendo sobre el espectro IRS de la biblioteca con la curva de transmisión de MIPS70 desplazada hacia el azul y centrada en 28 μm , y la fotometría de IRAS a 60 μm muestrea aproximadamente la misma región del espectro en reposo que la de MIPS160 a $z \sim 1.5$. La Figura 7.2 muestra la correspondencia entre las distintas bandas de los objetos ELAIS-IRS y de la biblioteca.

Corremos ajustaSED sobre los objetos de la biblioteca, para determinar la SED patrón que mejor ajusta a cada uno y su luminosidad IR, para cuatro casos que utilizan distintos conjuntos de bandas fotométricas:

- a) fotometría sintética (6.0, 7.2, 8.6, 10.4, 12.4 y 14.9 μm). Representa a los objetos ELAIS-IRS no detectados a 70 ni 160 μm .
- b) fotometría sintética en las bandas anteriores más 28 μm con la curva de transmisión de MIPS70 desplazada al azul. Representa a los objetos ELAIS-IRS detectados a 70 μm pero no a 160 μm .
- c) las bandas anteriores más 60 μm de IRAS. Representa a los objetos ELAIS-IRS detectados a 70 y 160 μm .
- d) la fotometría sintética, más todas la fotometría en el IR medio y lejano disponible en NED, incluyendo: 12, 25, 60 y 100 μm de IRAS; 90, 100, 120, 150, 170, 180 y 200 μm de ISO y 450 y 850 μm de JCMT/SCUBA o CSO. Aunque no hay medidas de cada objeto en cada banda, la mayoría de ellos está observado en al menos tres o cuatro del IR lejano, y en cualquier caso es el mejor muestreo que podemos obtener de la SED IR de estos objetos.

Para compensar la presencia de un mayor número de bandas fotométricas en las longitudes de onda más cortas, y optimizar el ajuste para obtener luminosidades infrarrojas lo más precisas posibles, daremos mayor peso en el ajuste a las bandas más próximas al máximo de la SED (en torno a 100 μm), como se detalla en la Tabla 7.2.

Tabla 7.2. Fotometría utilizada en ajustes de la biblioteca

	λ efectivo [μm]	FWHM [μm]	ω_a^1	ω_b^1	ω_c^1	ω_d^1	comp. ² %
SINT1	6.01	1.09	1	1	1	1	98.13
SINT2	7.21	1.31	1	1	1	1	98.13
SINT3	8.61	1.56	1	1	1	1	100.00
SINT4	10.41	1.89	1	1	1	1	100.00
SINT5	12.41	2.26	1	1	1	1	100.00
SINT6	14.91	2.71	1	1	1	1	100.00
SINT_28 μm	28.66	5.21	0	2	2	2	100.00
IRAS 12 μm	11.59	6.79	0	0	0	1	100.00
IRAS 25 μm	23.96	10.79	0	2	2	2	100.00
IRAS 60 μm	61.72	30.82	0	0	3	3	100.00
IRAS 100 μm	102.11	28.20	0	0	0	3	100.00
ISO 90 μm	94.29	24.23	0	0	0	3	14.02
ISO 120 μm	124.03	31.87	0	0	0	3	19.63
ISO 150 μm	153.12	39.93	0	0	0	3	36.45
ISO 170 μm	173.54	45.26	0	0	0	3	21.50
ISO 180 μm	186.41	47.89	0	0	0	2	22.43
ISO 200 μm	204.16	53.24	0	0	0	2	36.45
SCUBA 450 μm	465.65	119.64	0	0	0	1	14.02
SCUBA 850 μm	880.54	226.23	0	0	0	1	11.21

¹peso empleado en el ajuste para el caso a), b), c) o d)

²porcentaje de objetos con medida en esta banda

Tabla 7.3. Distribución de errores en Luminosidad IR de la biblioteca

	$\langle \Delta \log L_{IR} \rangle$	$\langle \Delta \log L_{IR} \rangle$	rms	FWHM ¹	p.67 ²	p.90 ³	p.Ref ⁴	rms Ref ⁵
a) hasta 15 μm	-0.027	0.232	0.306	0.633	0.243	0.527	35.0	0.092
b) hasta 28 μm	0.052	0.143	0.209	0.264	0.140	0.378	55.0	0.061
c) hasta 60 μm	0.005	0.051	0.082	0.096	0.041	0.114	83.1	0.043

¹anchura a media altura de la función lorentziana que mejor ajusta la distribución.

²error en $\Delta \log L_{IR}$ para el percentil 67

³error en $\Delta \log L_{IR}$ para el percentil 90

⁴porcentaje de objetos que ajustan a la SED patrón de referencia

⁵rms de los objetos que ajustan a la SED patrón de referencia

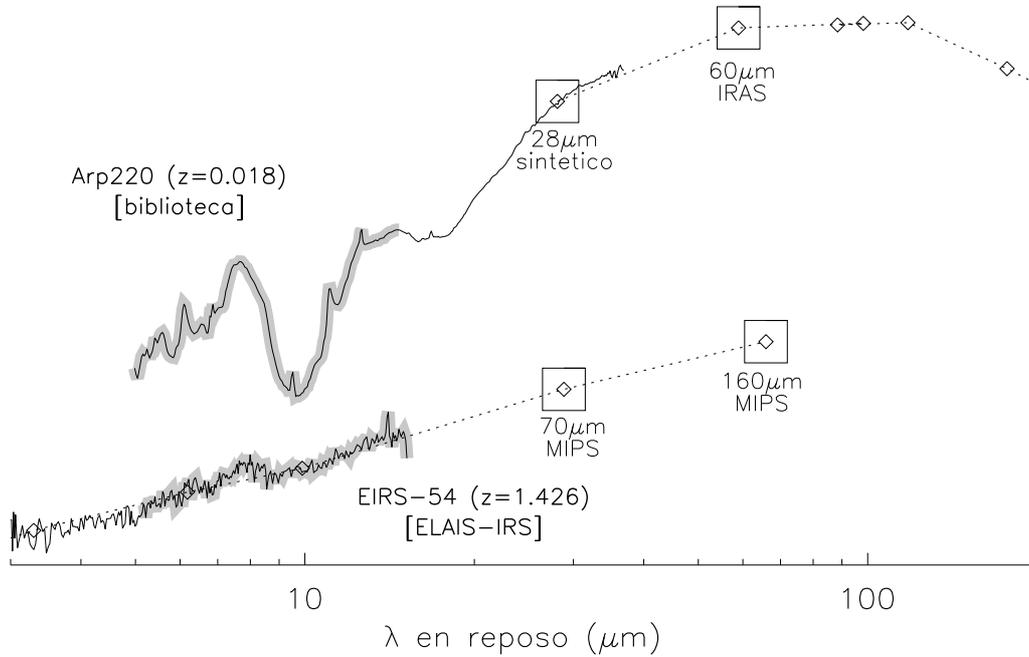


Figura 7.2 Correspondencia entre las bandas fotométricas de una galaxia ELAIS-IRS a $z \sim 1.4$ (abajo) y una galaxia de la biblioteca de espectros a $z \sim 0$ (arriba). La región del espectro sombreada es la común a ambos espectros y en la que se calcula fotometría sintética para los espectros de la biblioteca. Los puntos a 28 y 60 μm en la SED de Arp 220 corresponden aproximadamente a la misma longitud de onda en reposo que 70 y 160 μm en el espectro ELAIS-IRS.

Consideraremos que la SED patrón que mejor ajusta en el caso d) describe razonablemente la SED real del objeto. Se tomará la luminosidad IR calculada a partir de este ajuste como la luminosidad IR real del objeto, y se utilizará como referencia para calcular el error cometido al medir la luminosidad IR en los demás casos. La Figura 7.3 muestra la luminosidad IR calculada según a), b) y c) frente a la luminosidad de referencia d). En ella vemos que la dispersión, aunque grande en a) y b), se reduce muy considerablemente en el caso c) al incluir la banda de 60 μm en el ajuste. Además, la dispersión es aproximadamente independiente de la luminosidad IR, y no se aprecian sesgos significativos hacia luminosidades estimadas superiores o inferiores a la de referencia.

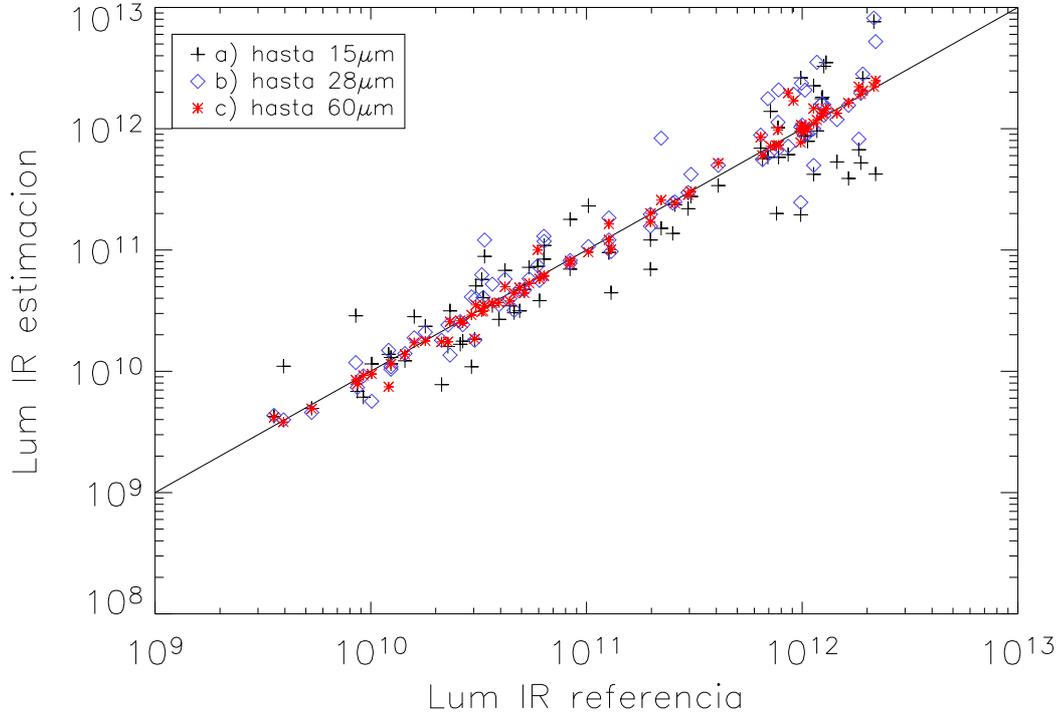


Figura 7.3 Comparación de la luminosidad IR calculada con distintos subconjuntos de bandas infrarrojas frente a la luminosidad IR de referencia, calculada con toda la fotometría IR disponible, incluyendo el IR lejano. Cruces negras: utilizando las bandas hasta $15\ \mu\text{m}$ en el ajuste; rombos azules: hasta $28\ \mu\text{m}$; asteriscos rojos: hasta $60\ \mu\text{m}$.

Para cada galaxia y conjunto de bandas utilizado, definimos el error (logarítmico) en la estimación de la luminosidad IR como:

$$\Delta\log L_{IR}(i) = \log\left(\frac{L_{IR}(i)}{L_{IR}(d)}\right)$$

donde $L_{IR}(i)$ es la luminosidad infrarroja calculada para el caso i y $L_{IR}(d)$ es la luminosidad IR del caso d), que hemos tomado como referencia.

La Figura 7.4 muestra $\Delta\log L_{IR}$ en función de L_{IR} para cada caso. En ella puede verse mejor que no hay sesgos significativos y que la dispersión en $\Delta\log L_{IR}$ es aproximadamente uniforme en todo el rango de luminosidad infrarroja. La distribución de estos errores es simétrica y acampanada (Figura 7.5), pero el ajuste mediante una gaussiana subestima el número de objetos en las alas de la distribución. Una lorentziana, en cambio, ofrece un ajuste razonable tanto en el centro como en las alas. La anchura a media altura (FWHM) disminuye sensiblemente al incluir la banda de $28\ \mu\text{m}$ y, sobre todo, con $60\ \mu\text{m}$.

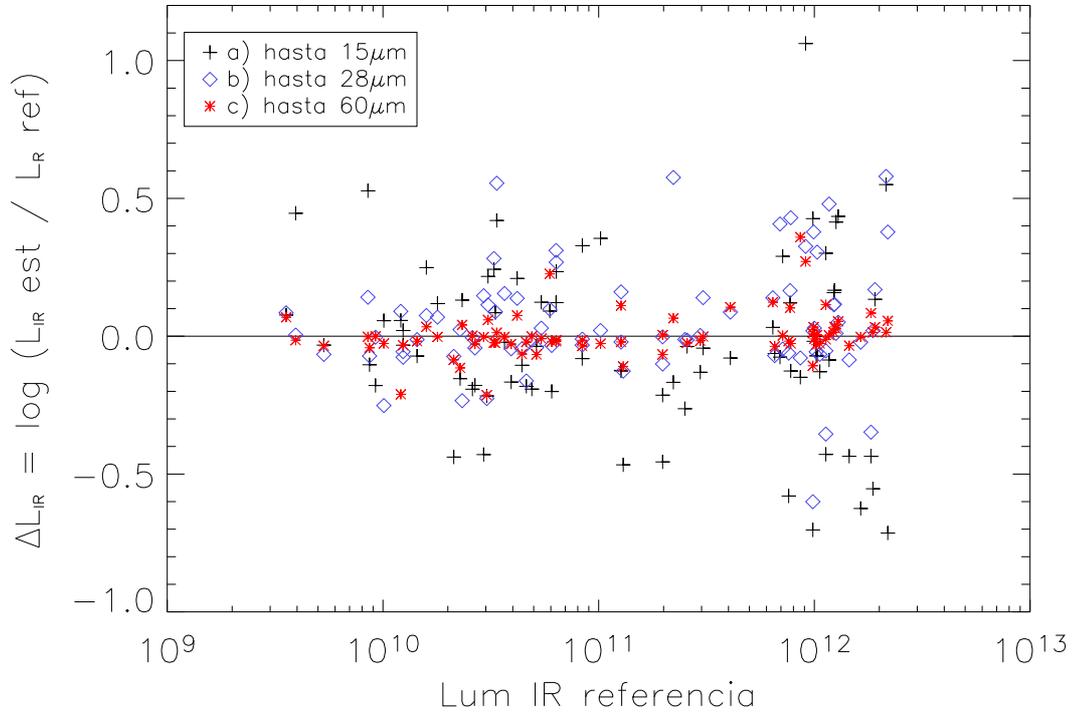


Figura 7.4 Error en el logaritmo de la luminosidad IR estimada, $\Delta \log L_{IR}$, en función de la luminosidad IR de referencia, para los 3 subconjuntos de bandas utilizados. El significado de los símbolos es el mismo que en la Figura 7.3.

Para cuantificar el grado en que mejora la estimación de la luminosidad IR del objeto gracias a la fotometría a 28 y 60 μm (que, recordémoslo, equivale a 70 y 160 μm observado en un objeto ELAIS-IRS a $z \sim 1.5$), recurrimos principalmente a dos medidas estadísticas: la dispersión rms en $\Delta \log L_{IR}$ y la anchura a media altura de la lorentziana. También es interesante la proporción de objetos que en cada caso se ajustan a la misma SED patrón que en el caso de referencia (d). Éstas y otras propiedades estadísticas relevantes se detallan en la tabla 7.3, y su análisis nos permite extraer las siguientes conclusiones:

- La simetría de los histogramas y la pequeña magnitud de la desviación media (primera columna de la Tabla 7.3) confirman que no existen sesgos significativos, es decir, el conjunto de SEDs patrón es representativo de las SEDs de los espectros de la biblioteca.
- En la región central de la distribución se concentran los objetos que ajustan a la SED patrón correcta, entendiendo como tal la que se escoge en el caso de referencia. En las alas se sitúan los objetos que ajustan a una SED errónea, incurriendo en errores en la estimación de la luminosidad IR de hasta un factor 3 ($\Delta \log L_{IR} = 0.5$) o más.

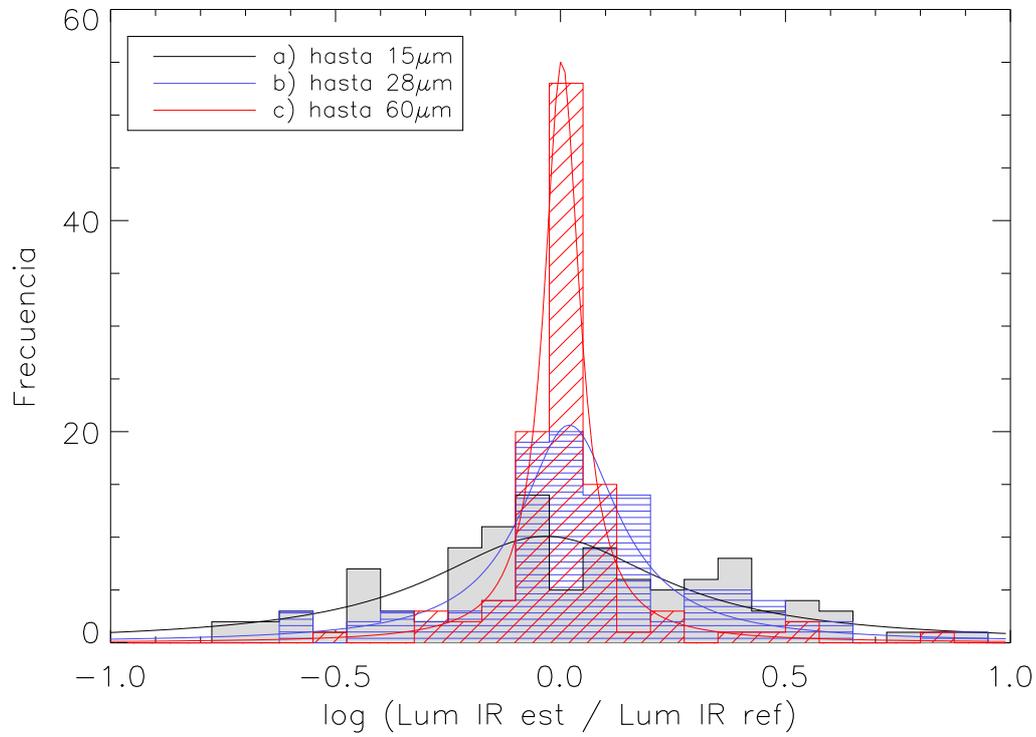


Figura 7.5 Distribución de errores en la luminosidad IR estimada con 3 conjuntos de bandas respecto de la luminosidad IR de referencia. La línea continua representa la lorentziana que mejor ajusta la distribución (ver texto). Negro: utilizando hasta 15 μm ; azul: hasta 28 μm ; rojo: hasta 60 μm .

- la rms y FWHM de la lorentziana (columnas 3 y 4 de la Tabla 7.3) disminuyen fuertemente al incluir las bandas de 28 y 60 μm en el ajuste. Esto se debe al efecto combinado de un aumento en el número de objetos que se ajustan a la SED patrón adecuada (columna 7) y una estimación más precisa de su luminosidad IR (columna 8).

A partir de estos resultados, y aplicándolos a la muestra ELAIS-IRS, podemos estimar que el error rms cometido al calcular la luminosidad infrarroja será del orden de 0.08 unidades logarítmicas ($\sim 20\%$), y el error medio de 0.05 ($\sim 12\%$) para los objetos con detección a 70 y 160 μm , que corresponden al caso c) en los objetos de la biblioteca. Aproximadamente 4/5 de estos objetos se ajustarán a la misma SED patrón que ajustarían si dispusiésemos de más fotometría en el IR lejano, con diferencias en la luminosidad IR estimada de $\sim 10\%$.

Para los objetos no detectados a 70 o 160 μm las incertidumbres serán mayores, pero probablemente no tanto como en los casos correspondientes a) y b), puesto que disponemos de cotas superiores para las no detecciones, que ayudarán a limitar las posibles soluciones.

Por esto, para objetos sin detección a 160 μm pero detectados a 70 μm , estimamos que el error rms en $\log(L_{IR})$ será inferior a 0.2 y que el error medio estará por debajo de 0.15 ($\sim 40\%$). Más de la mitad de ellos ajustarán a la SED patrón correcta. Los objetos no detectados a 70 ni 160 μm tendrán incertidumbres importantes, especialmente los de z más alto, con errores rms de aproximadamente un factor 2 en L_{IR} .

A estos errores hay que añadir la incertidumbre introducida por la fotometría de MIPS70 y MIPS160, que puede ser de hasta un 50% en los objetos en el límite de detección. En cualquier caso, y aún sin la fotometría de MIPS, una incertidumbre de un factor 2-3 es sustancialmente inferior que el factor 5-10 estimado por Dale et al. (2005) para extrapolaciones que utilicen sólo la banda de MIPS a 24 μm .

7.4. Luminosidad infrarroja de la muestra ELAIS-IRS

Hemos realizado ajustes de SEDs patrón a la fotometría observada y sintética de las galaxias ELAIS-IRS, tal y como se describe en §7.2. A partir de los ajustes, hemos calculado la luminosidad integrada entre 8 y 1000 μm de las galaxias (L_{IR}), así como los flujos esperados en las bandas de MIPS70 y MIPS160, que deberían ser consistentes con los flujos observados o sus cotas superiores.

La Tabla 7.4 resume las propiedades en el IR lejano derivadas del ajuste realizado para cada galaxia. En la columna 4 se indica el nombre de la SED patrón que mejor ajusta a cada objeto. Las columnas 5 y 6 muestran los flujos a 70 y 160 μm esperados a partir del ajuste de la SED. Están de acuerdo con los valores observados o cotas superiores estimadas (columnas 2 y 3), sin sesgos significativos y con una dispersión de $\sim 25\%$ a 70 μm y $\sim 30\%$ a 160 μm . Las columnas 7 y 8 indican los flujos a 25 y 60 μm medidos con las curvas de transmisión de los filtros de IRAS sobre la SED en el sistema en reposo de la galaxia. Esto es útil para comparar la emisión en IR lejano de las fuentes ELAIS-IRS con las galaxias a $z \sim 0$ de la biblioteca. Por último, la columna 9 muestra el logaritmo de la luminosidad infrarroja calculada, en luminosidades solares.

Las incertidumbres se han asignado utilizando las conclusiones de §7.3 de la siguiente forma: 0.1 para objetos detectados a 70 y 160 μm , 0.2 para objetos detectados sólo a 70 μm , y 0.3 para objetos sin detección a 70 ni 160 μm . En algunos casos, el ajuste es muy pobre debido a que la galaxia tiene una SED exótica y ninguna SED patrón la ajusta correctamente. Para estos casos hemos adjudicado una incertidumbre de 0.5 (un factor 3) independientemente de las bandas en que tengan detección.

La Figura 7.6 muestra la distribución de luminosidades infrarrojas calculadas para la muestra ELAIS-IRS mediante el ajuste de la SED. Según su luminosidad IR, la población más numerosa serían las ULIRGs, con 3/5 de la muestra. Aproximadamente 1/4 de la muestra son LIRGs, mientras que 1/8 son HyLIRGs y los dos objetos restantes están ligeramente por debajo del límite de $10^{11} L_{\odot}$.

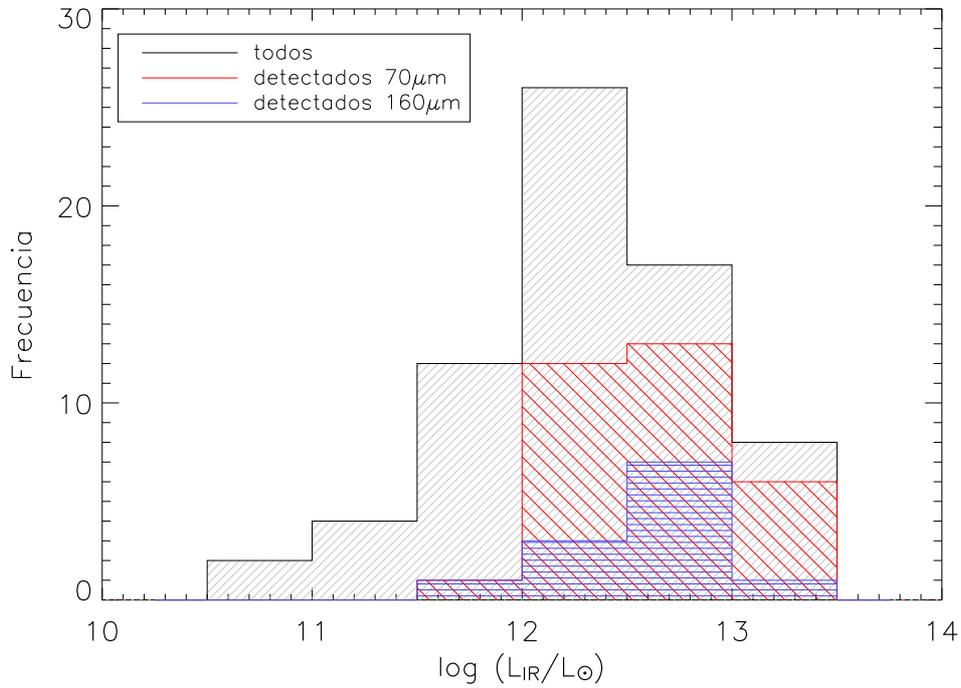


Figura 7.6 Distribución de luminosidades infrarrojas para la muestra ELAIS-IRS. En azul se muestran los objetos con detección a 160 μm , en rojo los que tienen detección a 70 μm –que, casualmente, incluyen a todos los detectados a 160 μm – y en negro la muestra completa.

Es de destacar que las fuentes detectadas en las bandas de 70 y 160 μm se concentran en el límite de alta luminosidad de la distribución, estando todas salvo una en el rango ULIRG o HyLIRG. En cierto modo esto era esperable, debido a lo relativamente poco profundo que llega la fotometría MIPS en estas bandas en comparación con las del IR medio. Afortunadamente, esta circunstancia implica que los objetos más luminosos de la muestra son los que tienen una estimación más precisa de su luminosidad infrarroja.

Tabla 7.4. Flujos en infrarrojo lejano y Luminosidad infrarroja

	z	f70obs ^a [mJy]	f160obs ^a [mJy]	SED ^b	f70 ^c [mJy]	f160 ^c [mJy]	f25 ^d [mJy]	f60 ^e [mJy]	log(L _{IR} /L _⊙) ^f
EIRS-1	0.387	< 17.00	< 90.00	QSO-high	6.4	8.1	3.7	7.4	10.9 ± 0.3
EIRS-2	1.154	16.44 ± 1.04	70.23 ± 5.05	Dale26	23.1	48.6	5.1	53.5	12.5 ± 0.1
EIRS-3	0.676	< 17.00	< 90.00	GL12	3.2	7.9	0.6	6.3	11.1 ± 0.3
EIRS-4	1.181	33.12 ± 1.68	< 90.00	Mrk231	28.2	68.2	13.4	64.9	12.6 ± 0.5
EIRS-5	1.065	< 17.00	< 90.00	QSO-low	5.2	6.1	4.3	6.3	11.7 ± 0.3
EIRS-6	2.356	< 17.00	< 90.00	QSO-high	1.6	3.2	1.9	3.8	12.1 ± 0.3
EIRS-7	2.592	12.96 ± 1.20	< 90.00	Mrk231	8.6	48.3	14.3	69.4	13.2 ± 0.5
EIRS-8	0.884	< 17.00	< 90.00	QSO-high	4.9	7.1	3.3	6.7	11.6 ± 0.3
EIRS-9	0.609	36.12 ± 1.26	< 90.00	Dale26	38.2	38.5	6.4	66.7	12.0 ± 0.2
EIRS-10	1.265	< 17.00	< 90.00	QSO-low	7.1	8.5	6.2	9.1	12.0 ± 0.3
EIRS-11	1.414	< 17.00	< 90.00	QSO-norm	7.1	9.7	5.9	10.2	12.1 ± 0.3
EIRS-12	2.024	< 17.00	< 90.00	I19254s	12.7	70.0	12.5	83.3	13.2 ± 0.3
EIRS-13	1.091	< 17.00	< 90.00	GL12	5.5	25.0	2.0	20.1	12.0 ± 0.3
EIRS-14	0.619	22.68 ± 1.36	66.11 ± 5.47	Dale26	30.8	31.7	5.1	52.8	11.9 ± 0.1
EIRS-15	0.827	< 17.00	< 90.00	QSO-low	3.0	3.3	2.3	3.4	11.2 ± 0.3
EIRS-16	0.760	< 17.00	< 90.00	Dale26	13.9	42.5	2.4	24.5	11.8 ± 0.3
EIRS-17	1.052	< 17.00	< 90.00	QSO-low	4.7	5.2	3.8	5.5	11.6 ± 0.5
EIRS-18	1.400	< 17.00	< 90.00	QSO-low	8.3	10.1	7.4	10.8	12.1 ± 0.5
EIRS-19	2.704	10.10 ± 1.06	< 90.00	Mrk231	11.0	63.5	19.5	94.8	13.4 ± 0.2
EIRS-20	2.216	< 17.00	< 90.00	QSO-low	4.2	6.0	4.6	6.7	12.3 ± 0.3
EIRS-21	1.019	55.20 ± 1.62	107.33 ± 5.71	NGC6240	41.4	110.1	13.1	100.6	12.6 ± 0.1
EIRS-22	0.838	< 17.00	< 90.00	I19254s	17.0	34.5	4.8	31.8	12.1 ± 0.3
EIRS-23	1.152	15.24 ± 1.09	< 90.00	QSO-high	10.2	15.3	7.5	15.2	12.2 ± 0.5
EIRS-24	0.838	< 17.00	< 90.00	QSO-high	4.4	6.3	2.9	5.9	11.5 ± 0.3
EIRS-25	0.931	< 17.00	< 90.00	Seyfert2	3.7	13.1	1.4	9.4	11.7 ± 0.3
EIRS-26	1.367	< 17.00	< 90.00	QSO-low	6.2	7.2	5.3	7.8	12.0 ± 0.3
EIRS-27	1.224	15.72 ± 0.75	< 90.00	QSO-norm	11.0	14.8	8.8	15.1	12.1 ± 0.5
EIRS-28	1.637	< 17.00	< 90.00	QSO-norm	8.1	11.8	7.3	12.6	12.3 ± 0.3
EIRS-29	2.039	< 17.00	< 90.00	QSO-low	17.5	23.2	17.7	25.8	12.8 ± 0.5
EIRS-30	2.943	14.64 ± 0.99	< 90.00	QSO-high	10.6	22.3	15.0	30.2	13.2 ± 0.2
EIRS-31	1.593	< 17.00	< 90.00	QSO-low	6.7	8.4	6.2	9.1	12.1 ± 0.3
EIRS-32	0.611	< 17.00	< 90.00	Seyfert2	5.5	14.4	1.4	9.6	11.3 ± 0.3
EIRS-33	0.956	< 17.00	< 90.00	QSO-high	6.2	8.7	4.2	8.5	11.7 ± 0.3
EIRS-34	1.170	< 17.00	< 90.00	QSO-low	6.6	7.9	5.6	8.2	11.8 ± 0.3
EIRS-35	2.032	10.54 ± 1.21	< 90.00	QSO-norm	11.2	17.3	11.5	19.9	12.7 ± 0.2
EIRS-36	1.771	< 17.00	< 90.00	QSO-low	6.8	8.9	6.6	9.7	12.3 ± 0.3

Tabla 7.4 (continuación)

	z	f70obs ^a [mJy]	f160obs ^a [mJy]	SED ^b	f70 ^c [mJy]	f160 ^c [mJy]	f25 ^d [mJy]	f60 ^e [mJy]	log(L _{IR} /L _⊙) ^f
EIRS-37	0.907	21.84 ± 1.09	< 90.00	Seyfert2	19.9	73.8	7.3	50.6	12.4 ± 0.2
EIRS-38	1.593	< 17.00	< 90.00	QSO-low	7.9	9.8	7.3	10.7	12.2 ± 0.3
EIRS-39	1.100	27.48 ± 1.18	68.15 ± 4.36	Mrk231	28.8	64.6	12.7	61.6	12.5 ± 0.1
EIRS-40	1.951	< 17.00	< 90.00	QSO-high	10.9	19.3	10.8	21.8	12.7 ± 0.3
EIRS-41	0.405	< 17.00	< 90.00	QSO-norm	6.0	6.6	3.8	6.6	10.8 ± 0.3
EIRS-42	1.028	26.64 ± 0.89	< 90.00	II9254s	27.2	69.0	9.5	62.8	12.6 ± 0.2
EIRS-43	1.762	< 17.00	< 90.00	QSO-low	9.6	12.5	9.3	13.6	12.4 ± 0.3
EIRS-44	1.179	< 17.00	< 90.00	QSO-low	9.1	10.5	7.7	11.2	12.0 ± 0.3
EIRS-45	1.603	< 17.00	< 90.00	QSO-low	6.7	8.4	6.2	9.1	12.2 ± 0.3
EIRS-46	1.692	< 17.00	< 90.00	QSO-low	9.0	11.4	8.4	12.3	12.3 ± 0.3
EIRS-47	2.148	22.92 ± 0.99	< 90.00	Mrk231	17.1	77.0	19.0	92.4	13.2 ± 0.5
EIRS-48	0.907	13.32 ± 0.86	< 90.00	Seyfert2	15.8	58.7	5.8	40.3	12.3 ± 0.5
EIRS-49	1.197	20.88 ± 1.09	< 90.00	QSO-high	12.5	19.5	9.7	19.5	12.3 ± 0.5
EIRS-50	0.872	26.88 ± 0.76	84.40 ± 5.23	Mrk231	39.0	68.6	13.9	67.5	12.3 ± 0.5
EIRS-51	0.919	< 17.00	< 90.00	QSO-norm	8.8	11.4	6.5	11.2	11.8 ± 0.5
EIRS-52	1.593	17.40 ± 0.90	56.87 ± 5.14	Mrk231	20.3	67.4	13.8	67.0	12.8 ± 0.1
EIRS-53	1.293	24.48 ± 0.82	79.92 ± 4.86	Mrk231	26.5	70.4	14.1	68.3	12.7 ± 0.1
EIRS-54	1.426	27.48 ± 1.02	81.40 ± 7.92	Mrk231	30.1	89.0	17.8	86.1	12.8 ± 0.1
EIRS-55	1.197	15.00 ± 1.16	< 90.00	Mrk231	17.4	42.9	8.4	40.7	12.4 ± 0.2
EIRS-56	1.578	18.79 ± 1.35	87.63 ± 4.72	Mrk231	26.4	86.9	17.7	85.7	12.9 ± 0.1
EIRS-57	1.564	17.04 ± 1.68	< 90.00	QSO-high	16.7	28.5	14.5	29.3	12.7 ± 0.2
EIRS-58	1.195	19.92 ± 1.03	< 90.00	Mrk231	26.0	63.9	12.5	60.6	12.5 ± 0.2
EIRS-59	1.380	35.28 ± 1.19	112.20 ± 8.45	Mrk231	40.5	116.4	22.9	111.2	12.9 ± 0.1
EIRS-60	0.995	13.80 ± 0.77	< 90.00	QSO-norm	13.4	17.6	10.3	17.8	12.0 ± 0.2
EIRS-61	2.101	< 17.00	< 90.00	QSO-low	17.1	22.3	17.6	25.6	12.8 ± 0.3
EIRS-62	1.692	< 17.00	< 90.00	QSO-low	13.7	17.3	12.8	18.7	12.5 ± 0.3
EIRS-63	3.094	< 17.00	< 90.00	QSO-high	15.7	34.2	23.2	46.8	13.4 ± 0.3
EIRS-64	2.190	19.68 ± 1.19	< 90.00	QSO-high	19.3	36.5	21.0	42.3	13.1 ± 0.2
EIRS-66	1.477	< 17.00	< 90.00	QSO-low	16.7	20.1	14.9	21.7	12.5 ± 0.5
EIRS-67	1.316	10.76 ± 0.85	< 90.00	QSO-low	13.4	15.4	11.5	16.7	12.3 ± 0.2
EIRS-68	1.567	44.16 ± 1.67	127.60 ± 8.47	QSO-high	43.2	73.7	37.7	76.0	13.1 ± 0.5
EIRS-69	1.707	20.64 ± 1.63	< 90.00	QSO-low	27.4	34.9	26.1	38.1	12.8 ± 0.5
EIRS-70	1.099	44.28 ± 1.17	50.49 ± 4.78	QSO-low	40.4	46.8	34.0	49.6	12.6 ± 0.1

^af_ν observado en la fotometría de MIPS o cota superior 5σ

^bSED patrón que mejor ajusta

^cf_ν predicho a partir del ajuste de la SED

^df_ν predicho a partir del ajuste de la SED para la longitud de onda correspondiente a λ_{rest} = 25 μm

^ef_ν predicho a partir del ajuste de la SED para la longitud de onda correspondiente a λ_{rest} = 60 μm

^flogaritmo de la luminosidad infrarroja estimada a partir del ajuste de la SED

7.5. Tasas de Formacion Estelar

Estimar la tasa de formación estelar (SFR) de las galaxias a todos los desplazamientos al rojo nos permite conocer la eficiencia y efectos de retroalimentación mecánica de la actividad de formación estelar, la evolución química del medio interestelar e intergaláctico y, en última instancia, la historia de formación estelar del Universo. La SFR puede calcularse utilizando un buen número de criterios, que utilizan la emisión fotosférica de estrellas calientes en el ultravioleta, líneas de recombinación del H y He, así como de estructura fina, procedentes de las regiones HII, la luminosidad infrarroja total (8-1000 μm), etc. Una buena descripción de los métodos más habituales puede encontrarse en Kennicutt (1998).

Los métodos en el ultravioleta, óptico e incluso IR cercano están sujetos a grandes incertidumbres, debido a que las regiones de formación estelar suelen estar profundamente embebidas en polvo. La medida de SFR más robusta en objetos no dominados por actividad AGN se obtiene a partir de la luminosidad integrada en el infrarrojo [8-1000 μm], L_{IR} . Para galaxias starburst, Kennicutt (1998) encuentra la relación:

$$SFR [M_{\odot}yr^{-1}] = 1,72 \times 10^{-10} L_{IR} [L_{\odot}]$$

Sin embargo, la luminosidad IR es a menudo difícil de evaluar porque depende casi siempre de unos pocos puntos fotométricos que no acotan demasiado la SED, y en objetos con actividad AGN no es fácil separar las contribuciones AGN y starburst a la luminosidad infrarroja.

La SFR media de los últimos pocos millones de años determina el número de estrellas jóvenes y masivas existentes en la galaxia, que son las que proporcionan los fotones UV para excitar a las moléculas de PAHs. Por esto, la intensidad de las bandas de PAHs se considera también un trazador de la formación estelar. Förster-Schreiber et al. (2004) encuentran que la emisión de PAHs entre 5 y 8.5 μm es un excelente indicador de formación estelar en regiones starburst y circumnucleares dominadas por formación estelar, excepto en los casos más extremos de regiones HII muy compactas que destruyen las moléculas de PAHs.

Se sabe que los PAHs también pueden ser excitados por fotones ópticos (e.g. Uchida et al. 1998), y que los PAHs también pueden trazar otras fuentes aparte de estrellas jóvenes masivas, como nebulosas planetarias y de reflexión. Además, en galaxias con formación estelar normal el flujo de PAHs observado puede estar dominado por las estrellas de tipo B, mucho más abundantes que las de tipo O, con lo cual estará correlacionado con la masa estelar de la galaxia más que con la formación estelar reciente (Peeters et al. 2004). Sin embargo, todas estas contribuciones no directamente relacionables con la formación estelar son marginales en las galaxias starburst y ULIRGs.

Múltiples trabajos en la literatura encuentran una buena correlación entre la luminosidad de los PAHs (L_{PAH}) y L_{IR} en objetos dominados por formación estelar (Rigopoulou et al. 1999; Peeters et al. 2004; Brandl et al. 2006), lo que significa que podemos emplear L_{PAH} para estimar tasas de formación estelar si conocemos el factor de conversión de L_{PAH}

Tabla 7.5. Medidas recientes de L_{PAH}/L_{IR}

	Tipo de galaxia	Banda(s)	Resultado
Rigopoulou et al. (1999) ^a	starburst	7.7 μm	$L_{77}/L_{IR} = 0.0081$
"	ULIRG starburst	7.7 μm	$L_{77}/L_{IR} = 0.0055$
Lutz et al. (2003) ^b	starburst	7.7 μm	$L_{77}/L_{IR} = 0.033$
Spoon et al. (2004) ^a	normales y starburst	6.2 μm	$L_{62}/L_{IR} = 0.0034$
Smith et al. (2007) ^c	normales y starburst	6.2 μm	$L_{62}/L_{IR} = 0.011$
"	normales y starburst	7.7 μm	$L_{77}/L_{IR} = 0.041$
Farrah et al. (2008) ^a	starburst	6.2+11.3 μm	$L_{62+113}/L_{IR} = 0.038$
Este trabajo	ULIRG starburst	6.2 μm	$L_{62}/L_{IR} = 0.011$
"	ULIRG starburst	7.7 μm	$L_{77}/L_{IR} = 0.037$

^aestima el continuo por interpolación en regiones libres de PAHs.

^butiliza f_ν en el máximo. Convertido a luminosidad por (Shi et al. 2007) asumiendo perfil de Drude con FWHM=0.6 μm .

^cestima el continuo por descomposición del espectro en lorentzianas+continuo.

a L_{IR} . El cociente L_{PAH}/L_{IR} depende de las propiedades del medio interestelar, y por ello también varía con la luminosidad del objeto: en galaxias espirales normales, con formación estelar quiescente, el cociente promedio es máximo (Smith et al. 2007); en galaxias starburst es menor, y en las ULIRGs locales, con formación estelar masiva, el cociente es aún más bajo (Rigopoulou et al. 1999; Lu et al. 2003; Netzer et al. 2007). Sin embargo, la dependencia de L_{PAH}/L_{IR} con L_{IR} es pequeña en comparación con su dispersión entre objetos de la misma luminosidad. Así, Rigopoulou et al. (1999) encuentran para la banda de PAHs a 7.7 μm un valor medio de 8.1×10^{-3} para galaxias starburst y de 5.5×10^{-3} para ULIRGs dominadas por formación estelar, y Brandl et al. (2006) encuentran en una muestra de starbursts que la luminosidad del PAH a 6.2 μm se relaciona con L_{IR} mediante una ley de potencias de índice 1.13 en un rango que cubre dos órdenes de magnitud de L_{IR} .

Algunos autores prefieren utilizar el PAH de 6.2 μm por estar menos contaminado que los demás (Peeters et al. 2004; Brandl et al. 2006), mientras que otros escogen el de 7.7 μm por ser más intenso (Rigopoulou et al. 1999; Lutz et al. 2003) o la suma de varios (Lu et al. 2003; Farrah et al. 2008). El flujo estimado en las bandas de PAHs puede variar sensiblemente en función de la forma en que se mide: Smith et al. (2007) encuentran diferencias de un factor 1.7 para la banda de 6.2 μm y 3.5 para 7.7 μm dependiendo de si el continuo se evalúa por descomposición del espectro en lorentzianas+continuo o por interpolación con splines en regiones libres de bandas de emisión o absorción. Esto explicaría las discrepancias en el valor de L_{PAH}/L_{IR} calculado por distintos autores (Tabla 7.5). Además, el procedimiento de estimación de la luminosidad IR también varía de unos trabajos a otros, y en algunos casos se utiliza en su lugar la luminosidad en el infrarrojo lejano (42-122 μm , Lu et al. 2003; 40-500 μm , Peeters et al. 2004). Por todo esto, aunque mostramos los resultados de otros trabajos como referencia, utilizaremos nuestra propia calibración de la relación entre L_{IR} y L_{PAH} en los objetos ELAIS-IRS dominados por formación estelar antes de utilizar L_{PAH} para determinar tasas de formación estelar en el resto de la muestra.

Tabla 7.6. Tasas de Formación Estelar

	SFR	PAH*	% SFL _{IR}		SFR	PAH*	% SFL _{IR}
EIRS-1	9 ± 1	77	68 ± 9	EIRS-36	< 164	c77	< 46
EIRS-2	376 ± 13	62+77	63 ± 2	EIRS-37	231 ± 17	62+77	45 ± 3
EIRS-3	42 ± 6	62+77	168 ± 27	EIRS-38	< 119	c77	< 37
EIRS-4	< 26	c77	< 3	EIRS-39	201 ± 22	62+77	35 ± 4
EIRS-5	63 ± 13	62+77	73 ± 15	EIRS-40	550 ± 147	77	51 ± 13
EIRS-6	< 142	c77	< 54	EIRS-41	17 ± 2	77	142 ± 18
EIRS-7	< 164	c77	< 5	EIRS-42	186 ± 23	62+77	27 ± 3
EIRS-8	< 36	c77	< 51	EIRS-43	< 162	c77	< 32
EIRS-9	162 ± 4	62+77	80 ± 2	EIRS-44	< 46	c77	< 24
EIRS-10	< 37	c77	< 21	EIRS-45	586 ± 231	62	194 ± 76
EIRS-11	183 ± 44	62+77	75 ± 18	EIRS-46	< 155	c77	< 37
EIRS-12	594 ± 119	62+77	18 ± 3	EIRS-47	< 188	c77	< 6
EIRS-13	174 ± 19	62+77	82 ± 9	EIRS-48	< 53	c77	< 13
EIRS-14	144 ± 7	62+77	87 ± 4	EIRS-49	47 ± 23	77	12 ± 6
EIRS-15	42 ± 8	62+77	151 ± 29	EIRS-50	< 24	c77	< 6
EIRS-16	85 ± 8	62+77	72 ± 7	EIRS-51	259 ± 20	77	226 ± 17
EIRS-17	< 53	c77	< 70	EIRS-52	946 ± 101	62+77	74 ± 7
EIRS-18	< 59	c77	< 23	EIRS-53	478 ± 51	62+77	55 ± 5
EIRS-19	366 ± 93	77	7 ± 2	EIRS-54	975 ± 78	62+77	73 ± 5
EIRS-20	< 135	c77	< 37	EIRS-55	1121 ± 48	62+77	251 ± 10
EIRS-21	427 ± 21	62+77	49 ± 2	EIRS-56	< 112	c77	< 6
EIRS-22	39 ± 12	77	17 ± 5	EIRS-57	< 149	c77	< 15
EIRS-23	121 ± 25	77	44 ± 9	EIRS-58	408 ± 46	62+77	61 ± 7
EIRS-24	< 22	c77	< 40	EIRS-59	363 ± 56	62+77	22 ± 3
EIRS-25	83 ± 21	62+77	84 ± 22	EIRS-60	< 33	c77	< 15
EIRS-26	< 67	c77	< 38	EIRS-61	< 226	c77	< 17
EIRS-27	< 50	c77	< 18	EIRS-62	< 201	c77	< 32
EIRS-28	< 156	c77	< 39	EIRS-63	1070 ± 211	62+77	21 ± 4
EIRS-29	< 225	c77	< 18	EIRS-64	< 204	c77	< 8
EIRS-30	384 ± 172	77	12 ± 5	EIRS-65	< 61	c77	< 188
EIRS-31	350 ± 80	77	128 ± 29	EIRS-66	< 92	c77	< 16
EIRS-32	68 ± 6	62+77	159 ± 15	EIRS-67	< 64	c77	< 18
EIRS-33	144 ± 28	77	135 ± 26	EIRS-68	145 ± 63	77	5 ± 2
EIRS-34	198 ± 26	62+77	146 ± 19	EIRS-69	< 172	c77	< 13
EIRS-35	< 208	c77	< 22	EIRS-70	369 ± 41	77	50 ± 5

*77 = PAH a 7.7 μ m, 62+77 = PAHs a 6.2 y 7.7 μ m, c77 = cota superior a 7.7 μ m.

Calculamos en primer lugar el cociente entre L_{PAH} y L_{IR} en los 8 objetos ELAIS-IRS clasificados como starburst y que no muestran signos de poseer una contribución AGN significativa (esto excluye a EIRS-21, EIRS-37 y EIRS-41). La luminosidad IR debida a formación estelar, SFL_{IR} , será igual a L_{IR} si suponemos que toda su emisión infrarroja es radiación de las estrellas jóvenes reprocesada por el polvo. Los valores medios que encontramos, y su dispersión 1σ son: $L_{62}/L_{IR} = 0.012 \pm 0.007$, $L_{77}/L_{IR} = 0.038 \pm 0.016$ y $L_{62+77}/L_{IR} = 0.050 \pm 0.020$.

Los valores para el PAH de 7.7 μ m son similares a lo que encuentran Lutz et al. (2003) en una muestra de galaxias starburst, y Smith et al. (2007) en galaxias normales y starburst. Concuerdan aproximadamente con los que encuentran Rigopoulou et al. (1999) en starbursts y ULIRGs dominadas por formación estelar si se tiene en cuenta el factor 3.5 de

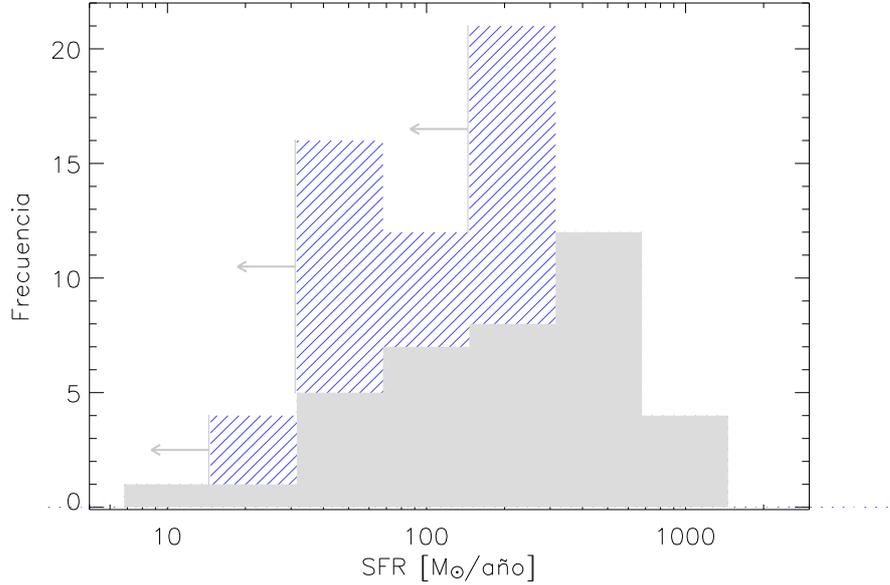


Figura 7.7 Distribución de las tasas de formación estelar calculadas en la muestra ELAIS-IRS a partir de la luminosidad en las bandas de PAHs. El histograma sólido representa a los objetos con medidas, mientras que el rayado indica la distribución de cotas superiores para los objetos en los que no se detectan las bandas de PAHs a 6.2 ni 7.7 μm .

Smith et al. (2007) debido a que interpolan el continuo con splines. En la banda de 6.2 μm se obtienen resultados acordes con los de Smith et al. (2007) y Farrah et al. (2008), pero superiores a los de Spoon et al. (2004) que son un factor 2 más bajos incluso después de aplicar el factor de corrección.

Aplicando la calibración de Kennicutt (1998) para SFR en función de L_{IR} obtenemos una relación entre SFR y L_{PAH} que podemos aplicar al resto de la muestra si suponemos que las propiedades del medio interestelar en las que se produce la emisión de PAHs excitada por formación estelar no se ven sustancialmente afectadas por la existencia de un AGN:

$$\begin{aligned} SFR [M_{\odot}yr^{-1}] &= 1,73 \times 10^{-8} L_{62} [L_{\odot}] \\ SFR [M_{\odot}yr^{-1}] &= 5,15 \times 10^{-9} L_{77} [L_{\odot}] \\ SFR [M_{\odot}yr^{-1}] &= 3,85 \times 10^{-9} L_{62+77} [L_{\odot}] \end{aligned}$$

En los objetos en los que se detecten las bandas de 6.2 y 7.7 μm con $S/R > 2$, utilizaremos la suma de las luminosidades en ambas bandas. Si sólo se detecta una de ellas, será esa la que utilizemos, y en los objetos en los que ninguna de las dos bandas se detecta utilizaremos como cota superior la menor de las SFR estimadas utilizando las cotas superiores a 6.2 y 7.7 μm .

La Tabla 7.6 muestra los resultados obtenidos: la primera columna indica la SFR calculada a partir de las bandas de PAHs, la segunda indica la banda de PAHs empleada, y la tercera muestra el porcentaje de la L_{IR} del objeto debido a formación estelar. Las tasas de formación estelar calculadas oscilan entre la decena y el millar. Las incertidumbres mostradas incluyen solamente la incertidumbre en el flujo de los PAHs; si añadimos la incertidumbre en la luminosidad bolométrica de los objetos utilizados para calibrar la SFR, y la dispersión en la relación L_{PAH}/L_{IR} habitual en otras muestras, una estimación más realista de la incertidumbre en la SFR calculada puede ser un factor 2.

La Figura 7.7 muestra la distribución de tasas de formación estelar en la muestra ELAIS-IRS. El intervalo más poblado es el de 300-600 M_{\odot} /año, pero si tenemos en cuenta las no detecciones (histograma rayado) es probable que la mayor parte de la muestra tenga $SFR < 100 M_{\odot}$ /año. En §11.2 estimamos tasas de formación estelar promedio para los objetos ELAIS-IRS midiendo sobre el espectro combinado de grupos de objetos para aumentar su relación señal/ruido.

Diagramas de diagnóstico

Desde que se observaron las primeras muestras espectroscópicas con ISO se ha descrito un buen número de criterios basados en el IR medio y lejano para determinar la naturaleza de las ULIRGs. La cuestión principal es identificar la fuente de energía dominante, cuya radiación, absorbida por el polvo y reemitida en el infrarrojo constituye la mayor parte de la luminosidad bolométrica de la galaxia. A partir de la SED infrarroja, también podemos obtener pistas sobre el grado de oscurecimiento por polvo y la geometría de la distribución de éste en torno a la fuente de energía.

Para separar objetos dominados por starburst de los dominados por AGN, existen múltiples parámetros observacionales que se pueden utilizar para definir criterios con los que separar objetos dominados por starburst de los dominados por AGN, la mayoría basados en el flujo de los PAHs y su intensidad relativa al continuo subyacente. Estos criterios fallarán en objetos profundamente embebidos en polvo, en los que el espectro IR obtenido depende más de la geometría de la distribución de polvo que de la naturaleza de la fuente de energía central (Imanishi et al. 2007). En la muestra ELAIS-IRS tenemos un objeto de este tipo (EIRS-21), pero su naturaleza se desvela en otras longitudes de onda: su emisión en rayos X y radiocontinuo indican la existencia de un AGN embebido.

Podemos encontrar pistas sobre la distribución del polvo en la forma y pendiente del continuo y la banda de los silicatos a $\sim 10 \mu\text{m}$. En concreto, es posible asociar en los AGNs estos parámetros con la orientación del toro postulado por el Modelo Unificado, y en consecuencia con la distinción entre los tipos Seyfert 1 y 2. Sin embargo, aunque existe una buena correlación entre la SED infrarroja y el tipo Seyfert, se ha observado un número significativo de objetos en los que el espectro óptico y el IR ofrecen clasificaciones opuestas, lo que sugiere que el polvo que produce la absorción o emisión en la banda de los silicatos no es necesariamente el mismo que oculta la BLR en los AGNs de tipo 2 (supuestamente en el toro), sino que podría situarse en la NLR o en la galaxia que alberga al AGN (Sturm et al. 2005; Polletta et al. 2008).

La biblioteca de espectros de referencia nos permite determinar la posición habitual en los diagramas de diagnóstico de los AGNs de tipo 1 y 2 y las galaxias dominadas por starburst, así como identificar aquellos objetos cuyo tipo Seyfert no se corresponde con su situación en el diagrama. Seleccionamos los parámetros que mejor aislan las distintas poblaciones, estableciendo los valores límite o “frontera” que las delimitan, y clasificaremos los objetos ELAIS-IRS de acuerdo con ellos. A continuación describimos algunos de los diagramas más relevantes por su ubicuidad y potencia de diagnóstico, y comentamos los resultados que ofrecen para la muestra ELAIS-IRS.

8.1. Diagrama de Laurent

Laurent et al. (2000) proponen un diagrama de diagnóstico basado en la pendiente del continuo en el IR medio y la intensidad de la banda de PAHs de $6.2 \mu\text{m}$, que permite distinguir los objetos dominados por emisión de polvo calentado por un AGN de los objetos dominados por starburst. Se basa en el hecho de que la emisión en el IR medio de las galaxias starburst y activas procede principalmente de polvo situado en regiones HII, PDRs y en el toro que rodea a un AGN. En las regiones HII y cerca de los AGNs, el intenso campo de radiación destruye los PAHs, y en consecuencia la anchura equivalente en la banda de $6.2 \mu\text{m}$ (EW_{62}) es débil. Por otro lado, la distinción entre HII y AGN se obtiene a partir de la pendiente del continuo ($f_{15}/f_{5.5}$): en los AGNs predomina el polvo caliente ($f_{15}/5.5$ bajo) mientras que en las regiones HII predomina la emisión del polvo frío ($f_{15}/5.5$ alto).

La banda de PAHs a $6.2 \mu\text{m}$ es la más adecuada como indicador de formación estelar porque: 1) a diferencia de 3.3 y $11.2 \mu\text{m}$, podemos observarla en todos los objetos ELAIS-IRS; 2) está situada bastante lejos de la banda de los silicatos y es la menos afectada por extinción; 3) a diferencia de la característica a $7.7 \mu\text{m}$, no puede confundirse con un pico de continuo absorbido al estilo de NGC 4418 (Spoon et al. 2001, 2002).

Si representamos un diagrama equivalente al de Laurent para las galaxias de la biblioteca (Figura 8.1), encontramos que los objetos se distribuyen en una banda aproximadamente diagonal, aunque muy ancha, con los cuásares en el extremo inferior izquierdo y las galaxias starburst en el superior derecho. En el eje de abscisas existe una diferenciación clara entre los objetos dominados por AGN (a la izquierda) y por formación estelar (derecha), con la frontera situada en $EW_{62} \sim 0.2 \mu\text{m}$. En el eje de ordenadas se separan los AGNs de tipo 1 (abajo) de las starbursts y AGNs de tipo 2 (arriba), si bien la frontera entre los dos tipos de AGN (que pondremos en $f_{15}/f_{5.5} = 2$) no está bien definida. Con estos dos criterios el diagrama de Laurent se divide en 4 sectores, en los que predominan, respectivamente, los AGNs de tipo 1, AGNs de tipo 2 y starbursts, estando el cuarto de ellos esencialmente vacío.

Es interesante señalar que las ULIRGs con PAHs intensos se sitúan en el *locus* de las Seyfert 2 con PAHs, con EW_{62} algo menor que las galaxias starburst, lo que podría indicar que tienen una contribución de AGN significativa en el continuo a $6.2 \mu\text{m}$. Por otro lado, las ULIRG LINERs se encuentran en torno a la región central del diagrama, lo que indicaría que en ellas tiene lugar actividad AGN y starburst de forma simultánea.

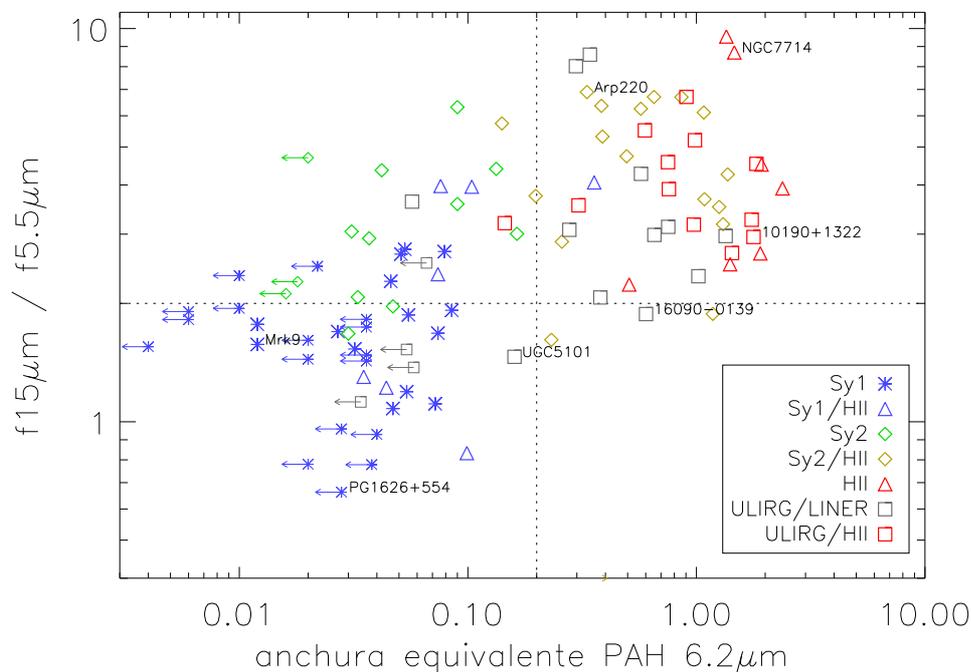


Figura 8.1 Diagrama de Laurent para los objetos de la biblioteca. Los diferentes símbolos representan la clasificación asignada en NED para cada objeto: cuásar o Seyfert 1 (asteriscos azules), Seyfert 1 / HII (triángulos azules), Seyfert 2 (rombos verdes), Seyfert 2 / HII (rombos amarillos), HII (triángulos rojos), ULIRG / LINER (cuadrados grises), ULIRG / HII (cuadrados rojos). La línea de puntos vertical indica el límite en el valor de EW_{62} que separa los AGNs de las galaxias starburst, mientras que la línea horizontal separa aproximadamente AGNs de tipo 1 de los de tipo 2 y las galaxias.

Para la muestra ELAIS-IRS (Figura 8.2) en la mayor parte de los objetos no se detecta el PAH a $6.2 \mu\text{m}$, pero las cotas superiores los sitúan claramente en la región de los AGNs (izquierda). Los objetos con PAHs intensos se sitúan en la región de las starbursts, aunque su posición queda desfigurada por la no detección del continuo a $5.5 \mu\text{m}$ en muchos casos. La población de objetos en la región intermedia –que tendrían contribuciones comparables de actividad AGN y starburst– es muy pequeña, y está representada por EIRS-21, EIRS-55 y EIRS-37. En los dos primeros EW_{62} está probablemente sobreestimada y deberían estar en la región AGN (probablemente como AGNs de tipo 2) mientras que EIRS-37 tiene un espectro muy similar al prototipo de su región, UGC5101.

En los objetos de la región AGN se observa menor dispersión en $f15/f5.5$, con una carencia importante de objetos en las posiciones extremas, y un agrupamiento en torno a la frontera que separa AGNs de tipo 1 y tipo 2, lo que unido a que las incertidumbres en

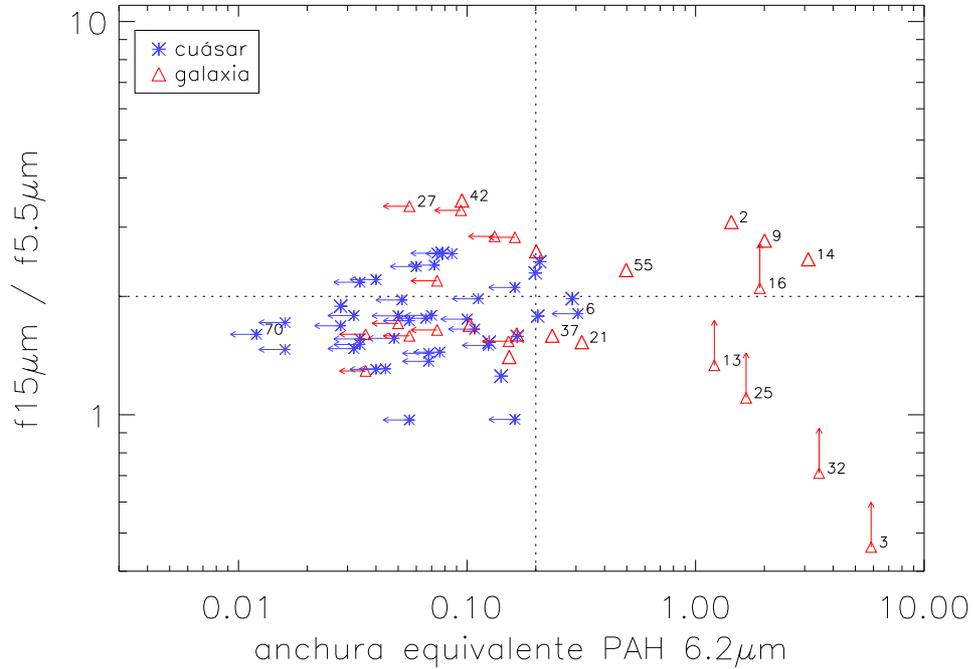


Figura 8.2 Diagrama de Laurent para la muestra ELAIS-IRS. Los asteriscos azules representan objetos clasificados ópticamente como cuásares, mientras que los triángulos rojos representan las galaxias. Los símbolos de menor tamaño con flechas indican cotas. Las líneas de puntos tienen el mismo significado que en la Figura 8.1.

$f_{15}/f_{5.5}$ y en la posición de la frontera puede llevar a la clasificación incorrecta de un buen número de objetos. En concreto, resulta sospechosa la inclusión en la región AGN1 de algunos objetos clasificados ópticamente como galaxias. Por esto, y dado que, como veremos, disponemos de mejores criterios para separar AGNs de tipo 1 y 2, no utilizaremos $f_{15}/f_{5.5}$ como criterio de diagnóstico.

8.2. Diagrama de Peeters

El diagrama de Peeters et al. (2004) utiliza también la luminosidad del continuo y los PAHs, pero escalados por la luminosidad en el IR lejano. Si el Modelo Unificado de los AGNs es correcto, el cociente entre νL_{ν} $5.5\mu\text{m}$ (L_{55}) y la luminosidad infrarroja entre 8 y $1000\mu\text{m}$ (L_{IR}) permitirá separar los AGNs de tipo 1 de los de tipo 2. Esto es así porque los objetos en los que la parte interior del toro que rodea al AGN puede observarse directamente (tipo 1) se distinguirán por un fuerte continuo a $5.5\mu\text{m}$ procedente del polvo más caliente ($> 200\text{K}$), mientras que aquellos en los que el toro se ve de perfil y su región interior queda oculta, tendrán un continuo débil a $5.5\mu\text{m}$ y fuerte en longitudes de onda

más largas, donde radia el polvo más frío de la parte exterior del toro. Puesto que la luminosidad IR de ambos tipos de AGN es aproximadamente independiente de la orientación, el cociente L_{55}/L_{IR} será sensiblemente superior para los AGNs de tipo 1, que para los de tipo 2. Diversos estudios basados tanto en datos de ISO (Clavel et al. 2000; Peeters et al. 2004) como de IRS (Buchanan et al. 2006) sugieren que el continuo a $\lambda < 15 \mu\text{m}$ está efectivamente suprimido en Seyfert 2s en comparación con Seyfert 1s en un factor ~ 6 a $6 \mu\text{m}$ (Buchanan et al. 2006). Sin embargo, Lutz et al. (2004) usando datos de ISO muestra que la luminosidad del continuo a $6 \mu\text{m}$ corregida de emisión starburst correla con la emisión en rayos X duros corregida de absorción, lo que implicaría que no hay diferencias significativas entre Seyfert 1s y Seyfert 2s.

Por otro lado, el cociente entre la luminosidad en la banda de PAHs $6.2 \mu\text{m}$ (L_{62}) y L_{IR} da una indicación de la contribución de la formación estelar no oscurecida a la luminosidad bolométrica. Los parámetros físicos que controlan este cociente son: 1) la contribución relativa de la formación estelar y la actividad AGN a la luminosidad IR (dominada por la emisión del polvo calentado por uno o ambos de estos procesos); 2) la densidad de formación estelar, que determina si los PAHs serán excitados (PDRs) o destruidos (regiones HII) por la radiación de las estrellas jóvenes; y 3) la opacidad del medio interpuesto entre las regiones de formación estelar y el observador. En el extremo derecho del diagrama se sitúan los objetos menos oscurecidos, galaxias starburst y cuásares con PAHs, mientras que en el extremo izquierdo se sitúan las ULIRGs más extinguidas y las galaxias Seyfert o cuásares con escasa formación estelar.

En el diagrama de Peeters de la biblioteca (Figura 8.3, arriba) vemos que efectivamente el valor promedio de L_{55}/L_{IR} es mayor para las Seyfert 1s y cuásares que para las Seyfert 2s, tanto si se incluyen los objetos con formación estelar importante (Sy1/HII y Sy2/HII) como si no. Sin embargo, el solapamiento entre los dos tipos de AGN es lo bastante fuerte como para que el diagnóstico sea muy dudoso en la mayoría de los casos. Los objetos dominados por formación estelar sí que se separan fácilmente de los AGNs, situándose en el extremo inferior del diagrama. Situaremos la frontera entre AGNs y starbursts en $L_{55}/L_{IR} \sim 0.01$ (línea de puntos). Este valor límite no es del todo independiente de L_{62}/L_{IR} , sino que sube al aumentar la contribución del starburst a la luminosidad IR. La línea de trazos señala la relación $L_{55}/L_{62} = 3$, o alternativamente $L_{62}/L_{55} = 0.33$, que es prácticamente equivalente al criterio de $EW_{62} = 0.2$.

El rango de L_{62}/L_{IR} cubierto es similar para los AGNs de tipo 1 que para los objetos dominados por formación estelar, aunque para la mayoría de cuásares sólo se dispone de límites superiores en la luminosidad del PAH a $6.2 \mu\text{m}$. Los AGNs de tipo 1 con valores más extremos de L_{62}/L_{IR} (Mrk335, PG1001+054) son objetos en los que problemas en la determinación del continuo llevan a sobreestimar el flujo en el PAH de $6.2 \mu\text{m}$, mientras que otros como NGC7603, con un cociente similar al de las galaxias starburst, son AGNs con PAHs intensos en los que el starburst probablemente domina la luminosidad bolométrica del objeto, a pesar de que tengan un continuo AGN intenso en el IR medio. Según nos desplazamos hacia la izquierda en el diagrama, encontramos objetos en los que la formación estelar es cada vez menos importante o está más oscurecida.

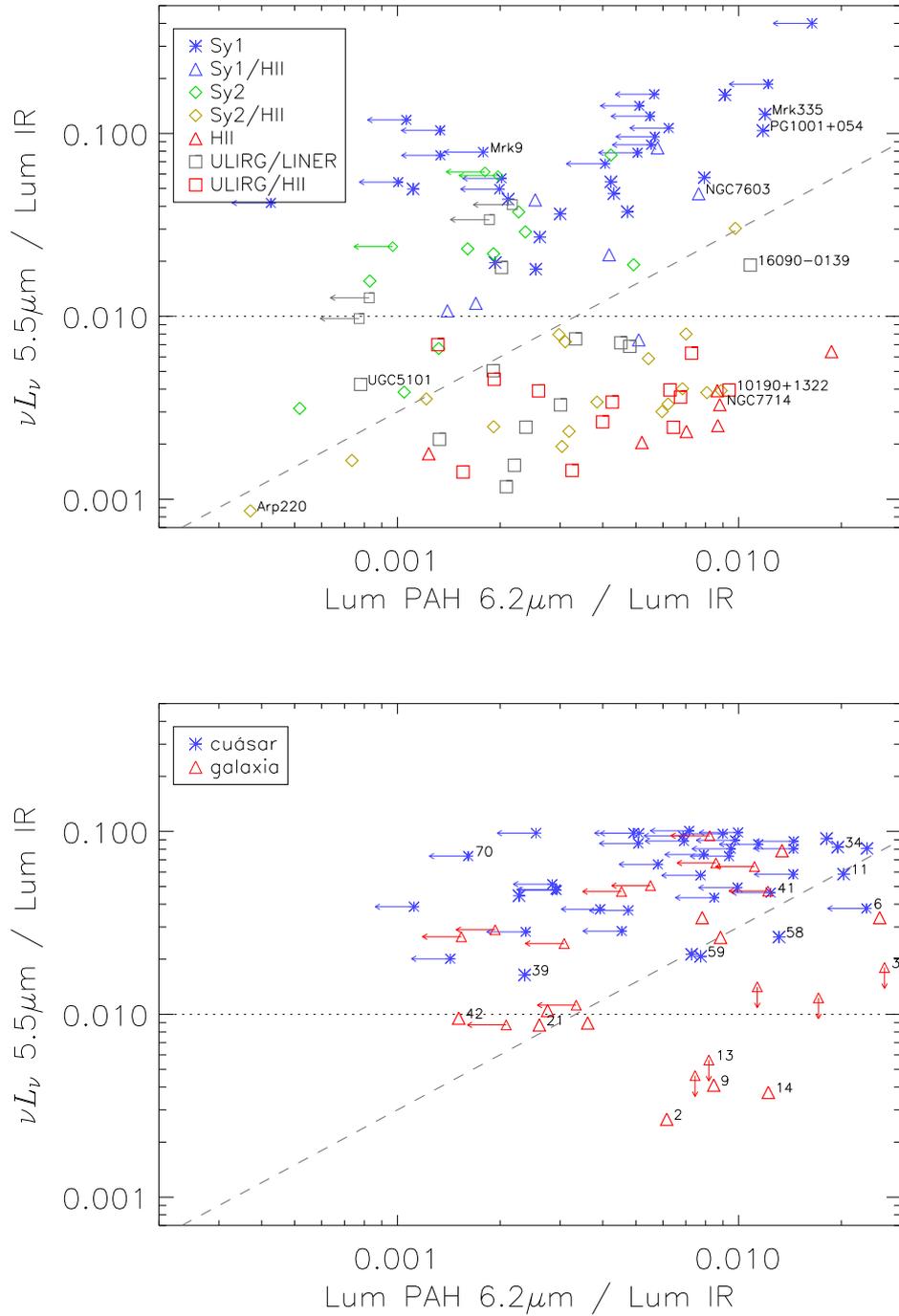


Figura 8.3 Diagrama de diagnóstico de Peeters para los espectros de la biblioteca (arriba) y la muestra ELAIS-IRS (abajo). El significado de los símbolos es el mismo que en las Figuras 8.1 y 8.2. La línea de puntos separa AGNs de starbursts según el cociente L_{55}/L_{IR} , mientras que línea de trazos representa el límite $L_{55}/L_{62} = 3$ que también separa AGNs de starbursts.

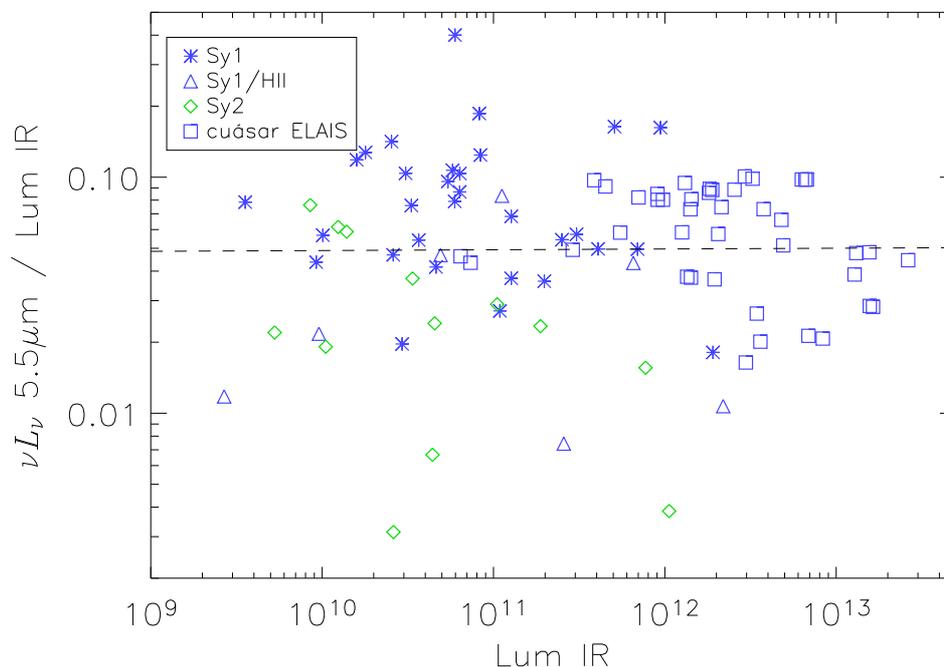


Figura 8.4 Relación entre luminosidad monocromática a $5.5 \mu\text{m}$ y luminosidad IR para los AGNs de la biblioteca y los cuásares ELAIS-IRS. Los asteriscos azules representan cuásares o galaxias Seyfert 1 de la biblioteca, los triángulos azules Seyfert 1 / HII, los rombos verdes galaxias Seyfert 2, y los cuadrados azules objetos ELAIS-IRS clasificados ópticamente como cuásares. La línea de trazos indica el ajuste a una recta por mínimos cuadrados de $\log(L_{55}/L_{IR})$ frente a $\log(L_{IR})$. Aunque la dispersión disminuye al aumentar L_{IR} , no se observa ninguna tendencia significativa.

En la muestra ELAIS-IRS (Figura 8.3, abajo) la mayoría de objetos tiene un cociente L_{55}/L_{IR} propio de los AGNs de la biblioteca, siendo significativa la ausencia de objetos por encima de $L_{55}/L_{IR} = 0.1$. Esto podría sugerir que en la muestra ELAIS-IRS estamos sobreestimando la luminosidad IR de los AGNs (para los que en general no hay detecciones en el IR lejano), o que los AGNs más luminosos tienen L_{55}/L_{IR} menor. Sin embargo, si representamos L_{55}/L_{IR} frente a L_{IR} para los AGNs de la biblioteca y la muestra ELAIS-IRS (Figura 8.4) y calculamos una regresión lineal en $\log(L_{55}/L_{IR})$ frente a $\log(L_{IR})$ no obtenemos ninguna dependencia con la luminosidad IR. Curiosamente, en este diagrama se separan las Seyfert 2s de las Seyferts 1s con mayor facilidad, y podría haber una dependencia con L_{IR} del valor frontera de L_{55}/L_{IR} , aunque la muestra es demasiado pequeña para resultar concluyente.

Los objetos ELAIS-IRS clasificados ópticamente como galaxias tienen L_{55}/L_{IR} menor

en promedio que los cuásares, incluso si descartamos los objetos dominados por PAHs (región inferior derecha). Esto sugiere que muchos de ellos sean AGNs de tipo 2, si bien es difícil dar un diagnóstico para objetos individuales, salvo aquellos (como EIRS-21 y EIRS-42) más próximos a la frontera con las galaxias dominadas por starburst.

El único cuásar que se adentra significativamente en la región starburst según el criterio en L_{55}/L_{62} es EIRS-58, cuya intensidad del PAH a $6.2 \mu\text{m}$ está fuertemente sobreestimada en el ajuste. El criterio en L_{55}/L_{IR} lo clasifica, en cambio, correctamente. Otros objetos en el límite de L_{55}/L_{62} , como EIRS-11, EIRS-34 y EIRS-59, muestran signos de una contribución starburst importante.

8.3. Diagrama de la descomposición espectral

A partir de la contribución al flujo integrado entre 5 y $15 \mu\text{m}$ en reposo de cada una de las componentes de la descomposición espectral (AGN, PDR y HII), podemos realizar otro diagrama de diagnóstico muy interesante. La Figura 8.5 muestra la contribución porcentual de la componente HII, frente a la de la componente AGN, para la biblioteca y la muestra ELAIS-IRS.

En la biblioteca aparecen dos posiciones extremas: las galaxias starburst, con $\%AGN \sim 0$ y $\%HII \sim \%PDR \sim 50\%$; y las Seyfert 1s, con $\%AGN \sim 100\%$. Los AGNs se distribuyen en una franja entre $\%PDR \sim 0\%$ y $\%PDR \sim 15\%$, en la que las Seyfert 2s dominan en la parte superior, con una mayor componente HII (en torno al 40%) debida a que su espectro en el IR medio tiene mayor pendiente que las Seyfert 1s, y que por tanto no está necesariamente relacionada con formación estelar. Las Seyfert 2s ricas en PAHs y las ULIRGs dominadas por starburst se sitúan en niveles similares de componente HII, pero van sustituyendo la componente AGN por PDR hasta enlazar con las galaxias starburst, aunque apenas hay objetos de estas categorías con $\%AGN < 20\%$.

En la muestra ELAIS-IRS encontramos que la distribución de fuentes está muy descompensada, con casi toda la muestra en la región de los cuásares y Seyferts, con $\%AGN > 50\%$ y $\%PDR < 15\%$. De ellos destacan 5 objetos encabezados por EIRS-42, clasificados ópticamente como galaxias y que son firmes candidatos a AGN de tipo 2. Entre $\%PDR = 15\%$ y $\%PDR = 25\%$ encontramos algunos AGNs (de tipo 1 y 2) con formación estelar importante, como EIRS-21, EIRS-37 y EIRS-41. Los objetos con bandas intensas de PAHs se separan claramente en la región de $\%PDR \sim 50\%$, pero a diferencia de las starburst de la biblioteca, no se sitúan (salvo EIRS-32) en la franja de starburst puro ($\%AGN \sim 0$), sino con componentes AGN y HII aproximadamente iguales, en la zona que ocupan las ULIRGs HII más ricas en PAHs de la biblioteca, como IRAS 10190+1322. Los dos casos más extremos, EIRS-32 y EIRS-3 pertenecen probablemente a la misma población, y se separan del resto sólo porque en estos objetos es muy difícil distinguir entre las componentes HII y AGN, al ser el continuo relativamente débil en relación al ruido del espectro. Es llamativa la falta de objetos dominados por continuo HII, debida probablemente a la ausencia de starbursts y AGNs de tipo 2 muy oscurecidos por las limitaciones de la selección en el óptico.

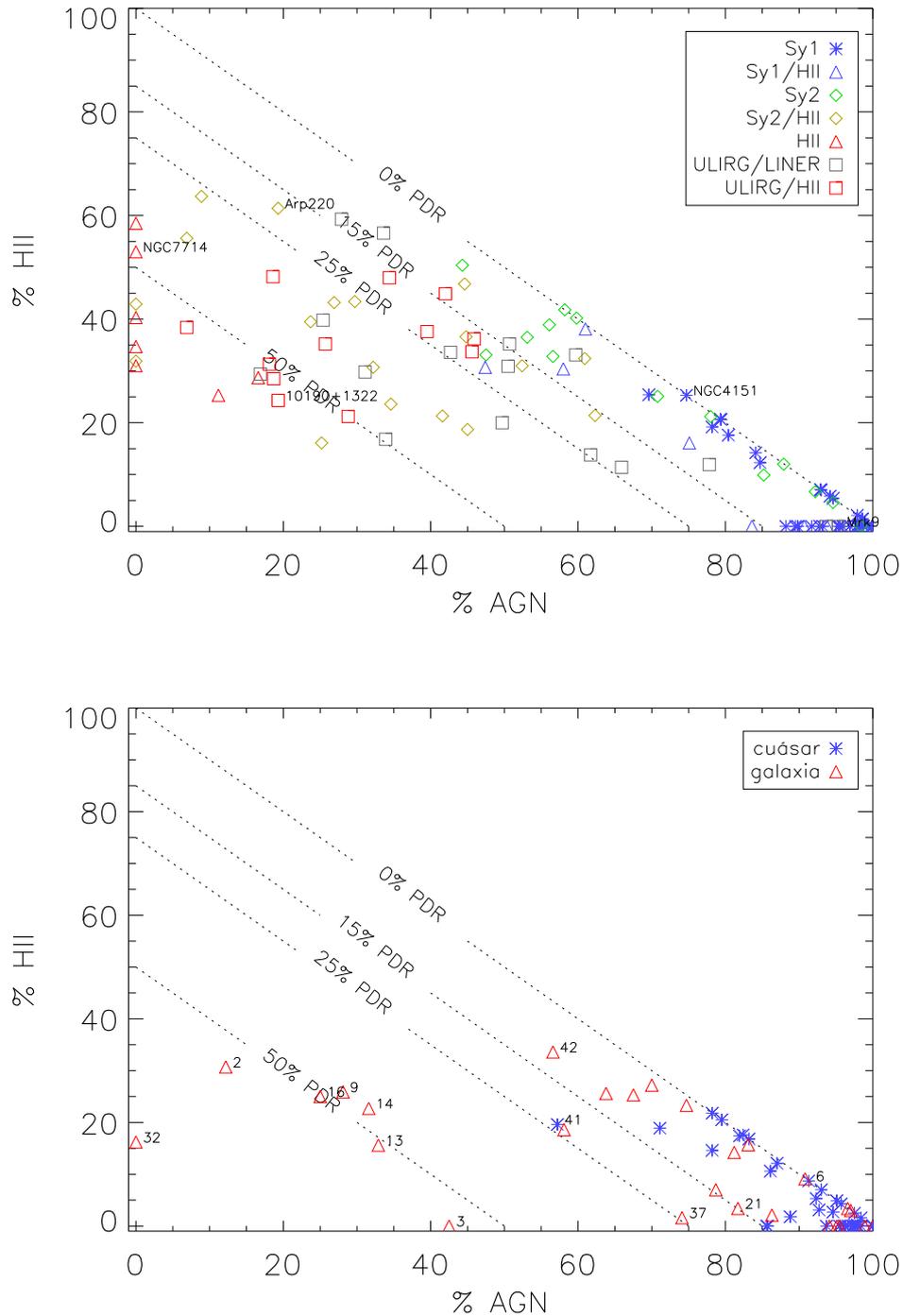


Figura 8.5 Contribución al flujo integrado 5-15 μm de las componentes AGN y HII de la descomposición espectral para las galaxias de la biblioteca (arriba) y la muestra ELAIS-IRS (abajo). El significado de los símbolos es el mismo que en las Figuras 8.1 y 8.2. Las líneas de puntos delimitan regiones con distintas contribuciones de la componente PDR al flujo integrado.

8.4. Diagrama de 7.7 μm

Otro parámetro muy utilizado para la distinción AGN/starburst es el cociente entre el pico de intensidad de la banda de PAHs a 7.7 μm y el nivel de continuo subyacente (l/c_{77}). La potencia de este parámetro reside en la sencillez de su medida y su relativamente alta resistencia al ruido en el espectro. Como en el caso de EW_{62} , se basa en que los objetos dominados por formación estelar muestran un continuo débil y una banda de PAHs a 7.7 μm intensa, al contrario que los dominados por AGN. Puesto que la de 7.7 μm es normalmente la banda de PAHs más intensa, este criterio puede utilizarse en objetos con PAHs débiles o espectros ruidosos, en los que el PAH de 6.2 μm no es detectable. Sin embargo, tiene el inconveniente de que en objetos oscurecidos puede confundirse con un máximo del continuo a ~ 7 μm previo a la depresión de los silicatos, y que de hecho provoca que muchas Seyfert 2s se sitúen en un nivel intermedio entre los cuásares y las galaxias dominadas por formación estelar. El uso de la intensidad en el pico en lugar del flujo integrado es preferible porque le afecta menos la contaminación de la banda de 8.6 μm y la extinción de los silicatos.

En la Figura 8.6 representamos l/c_{77} frente al cociente entre la luminosidad en el PAH de 7.7 μm (L_{77}) y la luminosidad IR de la galaxia. Existe una clara correlación que hace que los objetos en los que el PAH a 7.7 μm domina la emisión en el IR medio, también domine sobre la luminosidad bolométrica. En los objetos más extremos, sólo la banda de 7.7 μm contribuye aproximadamente un 5 % de la luminosidad IR.

En el diagrama de la biblioteca (Figura 8.6, arriba) podemos trazar la frontera entre los objetos dominados por continuo y los dominados por PAHs en $l/c_{77} \sim 1$, que coincide con el valor obtenido por otros autores sobre datos de ISO (e.g. Rigopoulou et al. 1999). Entre ~ 0.2 y 1 encontramos a casi todas las Seyfert 2s, así como las Seyfert 1s con formación estelar importante, mientras que por debajo de 0.2 sólo encontramos AGNs de tipo 1. Las galaxias starburst se sitúan en el extremo superior derecho, con $l/c_{77} > 5$, mientras que las Seyfert 2s y ULIRGs con PAHs intensos se sitúan en la región superior derecha, indicando que tienen contribución de un AGN o starburst oscurecido tanto en el continuo en el IR medio como en el IR lejano.

En la muestra ELAIS IRS (Figura 8.6, abajo) se encuentran objetos en todo el rango de l/c_{77} , con los dominados por PAHs claramente diferenciados en la parte superior del diagrama. Faltan objetos en la parte superior izquierda, que corresponde a los más oscurecidos en la biblioteca. Los objetos EIRS-51 y EIRS-55 presentan L_{77}/L_{IR} extrema, superior a la de cualquier galaxia starburst. Si bien en EIRS-55 parece deberse a una sobreestimación en el flujo del PAH a 7.7 μm , en EIRS-51 éste es realmente muy intenso, a pesar de que el de 6.2 μm no se detecta. Más de la mitad de los objetos clasificados en el óptico como cuásares sólo disponen de una cota superior en L_{77} , que en cualquier caso los sitúa cómodamente en la región AGN1. También hay 5 objetos clasificados en el óptico como galaxias cotas que los llevan a la región AGN1, pero todos ellos (EIRS-27, EIRS-38, EIRS-50, EIRS-56 y EIRS-60) tienen z de categoría C, y por tanto las medidas de PAHs son poco fiables.

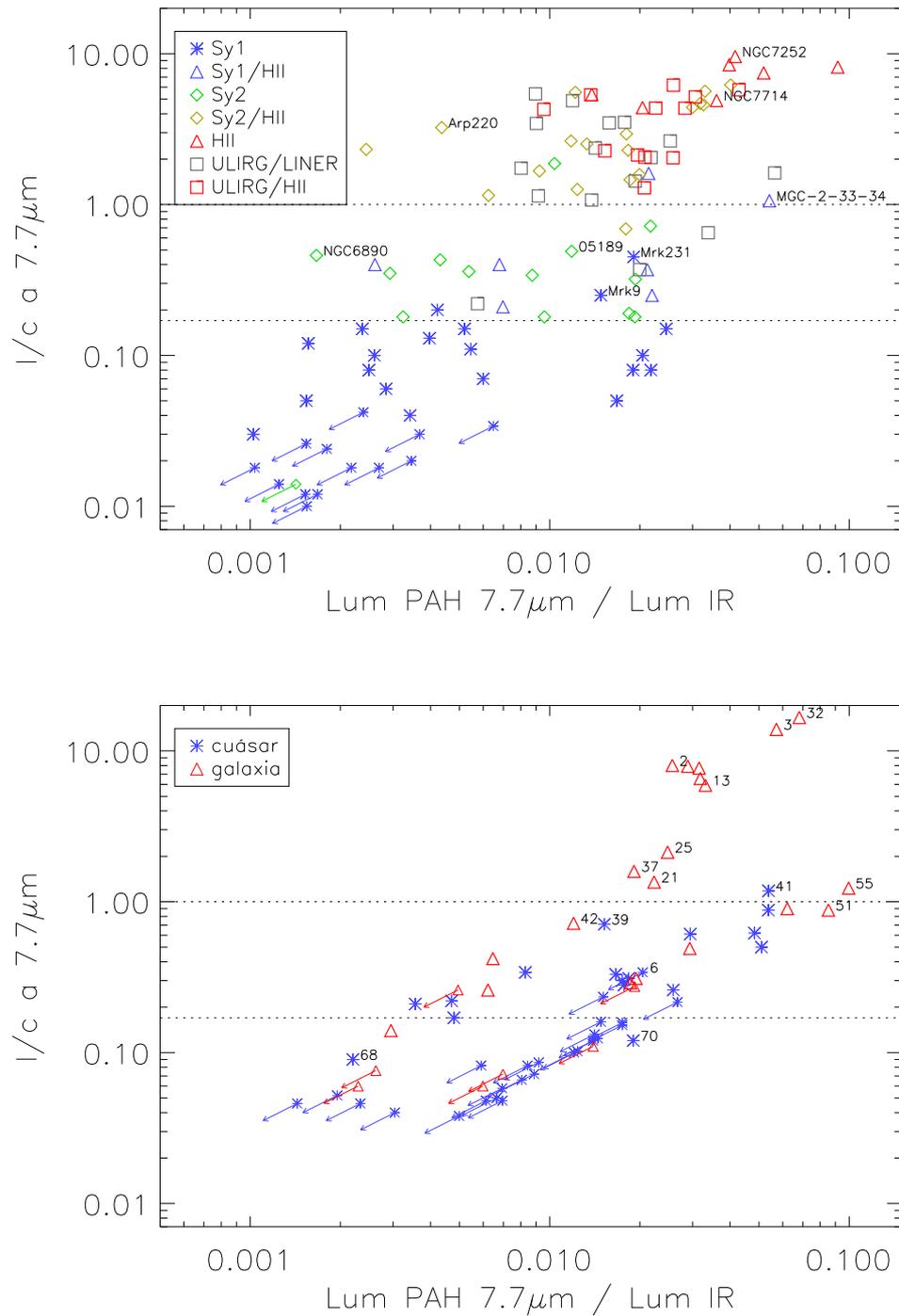


Figura 8.6 Diagrama de diagnóstico del PAH a 7.7 μm para los espectros de la biblioteca (arriba) y la muestra ELAIS-IRS (abajo). El significado de los símbolos es el mismo que en las Figuras 8.1 y 8.2. Las líneas de puntos delimitan la población de AGNs de tipo 1 ($l/c_{7.7} < 0.18$) y starbursts ($l/c_{7.7} > 1$), con los AGNs de tipo 2 situados entre ambas.

8.5. Diagrama de Spoon

Los diagramas de diagnóstico clásicos presentados hasta ahora (Laurent, Peeters, l/c a $7.7 \mu\text{m}$, etc.) se desarrollaron a finales de los 90 para ser aplicados a los datos de ISO. Aunque sirven para cuantificar la contribución de la formación estelar y la actividad AGN, ninguno de ellos tiene en cuenta los efectos de la extinción sobre la fuente de energía central del objeto, salvo indirectamente a partir de la relación entre la luminosidad en el IR medio y lejano. Spoon et al. (2007) presentan un nuevo diagrama de diagnóstico en el IR medio, en el que representan la fuerza de los silicatos (S_{sil}) frente a la anchura equivalente en la banda de PAHs de $6.2 \mu\text{m}$ (EW_{62}).

EW_{62} permite distinguir entre AGN y starburst independientemente del grado de extinción: en un starburst normal, las regiones HII que emiten fotones ultravioleta y el polvo y gas molecular están bien mezclados. La anchura equivalente de las bandas de PAHs es insensible al nivel de extinción por polvo, ya que tanto la emisión en la banda de PAHs como el continuo adyacente se atenúan de forma similar. Por tanto en un starburst normal siempre debería observarse una anchura equivalente grande, independientemente de la extinción. Cerca de un AGN, los rayos X procedentes del disco de acrecimiento destruyen las moléculas de PAHs. Una capa lo bastante espesa de polvo puede atenuar estos rayos X lo suficiente para proteger a los PAHs, pero entonces también atenuará la radiación ultravioleta que los excita, de modo que en un AGN puro la emisión de PAHs será muy débil, independientemente del grado de extinción.

La profundidad óptica aparente de los silicatos depende de la geometría de la distribución de polvo. En una galaxia starburst en la que el polvo y el gas molecular están bien mezclados, existe una cota inferior para S_{sil} que no puede rebarsarse por muy elevada que sea la opacidad real, situada aproximadamente a $S_{sil} = -1.7$ (Imanishi et al. 2007). Para que la extinción aparente supere este valor, es necesario que el polvo se interponga entre la fuente emisora y el observador, a modo de pantalla. Esta es la geometría esperable en AGNs de tipo 2 en los que la parte externa del toro apantalla la emisión de la parte interna. En este caso, no habría un límite inferior para el valor de S_{sil} . Sin embargo, observaciones recientes con Spitzer (Shi et al. 2006a; Spoon et al. 2007; Deo et al. 2007) muestran que en la mayoría de galaxias Seyfert 2 la profundidad de la característica de los silicatos es mucho más débil de lo esperado por los modelos de toro compacto de densidad uniforme, estando por el contrario en el rango predicho por los modelos de toro “grumoso” (*clumpy torus model*; Nenkova et al. 2002). En AGNs de tipo 1 la característica de los silicatos suele ser poco profunda, si existe, y a menudo se observa en emisión.

Las galaxias luminosas y ultraluminosas se distribuyen en el diagrama de Spoon a lo largo de dos ramas principales, una horizontal para los objetos no oscurecidos que va desde la posición de galaxias Seyfert 1 prototípicas como NGC 4151 (Weedman et al., 2005) hasta la del núcleo starburst prototípico NGC7714 (Brandl et al., 2004), y otra diagonal, desde el objeto profundamente oscurecido IRAS 08572+3915 (Spoon et al. 2006) hasta NGC7714. Las dos ramas forman un triángulo, en cuyos vértices se sitúan: a) espectros dominados por polvo caliente; b) espectros dominados por PAHs; y c) espectros dominados por absorción.

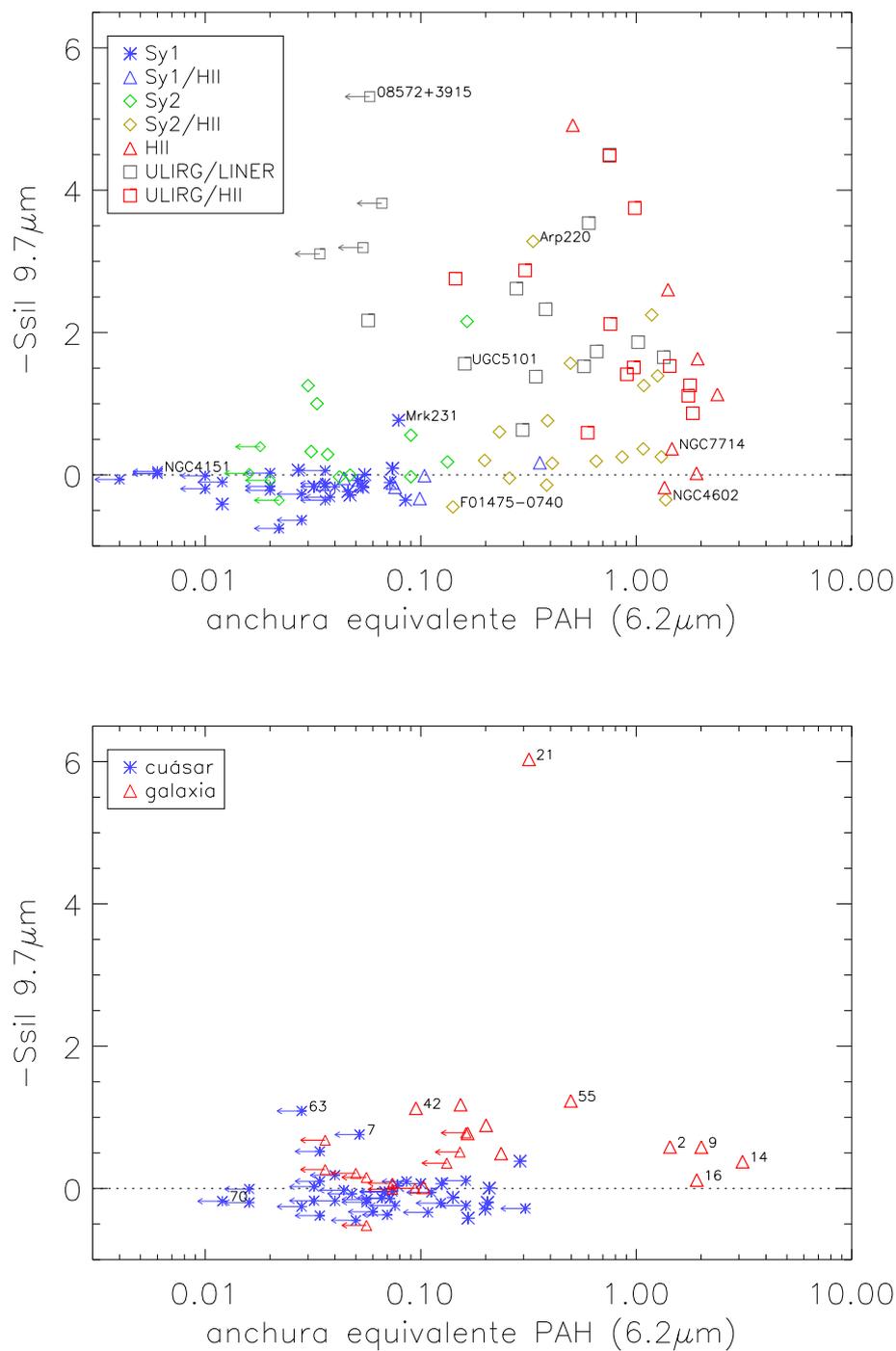


Figura 8.7 Diagrama de diagnóstico de Spoon para los espectros de la biblioteca (arriba) y la muestra ELAIS-IRS (abajo). El significado de los símbolos es el mismo que en las Figuras 8.1 y 8.2. La línea de puntos separa los objetos con silicato en emisión ($S_{sil} > 0$) de los que tienen silicato en absorción ($S_{sil} < 0$).

En el diagrama de Spoon de los espectros de la biblioteca (Figura 8.7, arriba) la rama diagonal aparece mucho más vertical, con pocos objetos de elevada extinción y $EW_{62} < 0.1$. Esto se debe probablemente a diferencias en la forma en que se determinó el continuo. Spoon et al. (2007) utiliza una interpolación mediante splines, utilizando como referencia los flujos a 5.2, 5.6, 14.0 y 26 μm , y también 7.8 μm en objetos con muy poca emisión de PAHs. Esta aproximación provoca que se subestime el flujo en los PAHs de 6.2 y 7.7 μm y se sobreestime la profundidad de la banda de silicatos. Ambos efectos combinados provocan el aplanamiento de la rama diagonal respecto de lo que se obtiene con un método más riguroso como el nuestro.

Los cuásares y Seyfert 1s se concentran en la región con S_{sil} positivo. Las Seyfert 2s tienen en general S_{sil} pequeño pero negativo (es decir, el silicato se muestra en absorción), con algunas excepciones entre las que cabe destacar F01475-0740, que además de PAHs intensos tiene una joroba de silicatos en emisión muy prominente. El límite teórico de $S_{sil} > -1.7$ parece aplicarse a las Seyfert 2s ricas en PAHs, pero no a las galaxias starburst ni las ULIRGs. Sin embargo, en las galaxias puramente starburst el continuo es extremadamente débil, y por tanto la opacidad a 9.7 μm tiene una incertidumbre grande. Tomaremos $S_{sil} = 0$ como frontera entre los AGNs de tipo 1 y 2, aún sabiendo que algunos objetos pueden clasificarse incorrectamente. En la sección próxima discutiremos un criterio similar más sencillo pero a la vez más efectivo.

Para los objetos ELAIS-IRS (Figura 8.7, abajo) se aprecia que la rama horizontal está densamente poblada por objetos clasificados tanto como cuásares como galaxias, con algunos objetos destacándose en el extremo derecho correspondiente a las starbursts. Sólo un objeto (EIRS-21) presenta $S_{sil} < -1.7$ para representar a la población de objetos altamente oscurecidos, aunque hay varios objetos con extinción importante en la región $S_{sil} < 0$ que probablemente sean AGNs de tipo 2, aunque puedan tener al mismo tiempo una contribución starburst importante.

8.6. Diagrama continuo-silicato

Debido a que la medida de S_{sil} se ve afectada por los errores en la determinación del continuo subyacente en la banda de los silicatos, en algunos objetos tendrá incertidumbres importantes, y -lo que es peor- desviaciones sistemáticas introducidas por el modelo utilizado para el continuo y la ley de extinción. Además, en el diagrama de Spoon hemos visto que las Seyfert 1 y 2 tienen medidas de S_{sil} que se solapan parcialmente. Para superar ambos inconvenientes proponemos un nuevo diagrama de diagnóstico, al que denominaremos continuo-silicato, basado en la razones de flujo entre tres bandas centradas a 5.5, 10 y 15 μm en el sistema en reposo del objeto (Figura 8.8). El cociente f_{15}/f_{10} separa las Seyfert 1 y 2 con más eficiencia que S_{sil} porque combina los dos rasgos diferenciadores principales: absorción/emisión en la banda de los silicatos y pendiente del continuo, que se potencian entre sí. Además, es menos sensible al ruido en el espectro por integrar en un rango mayor (de 9.5 a 10.5 μm).

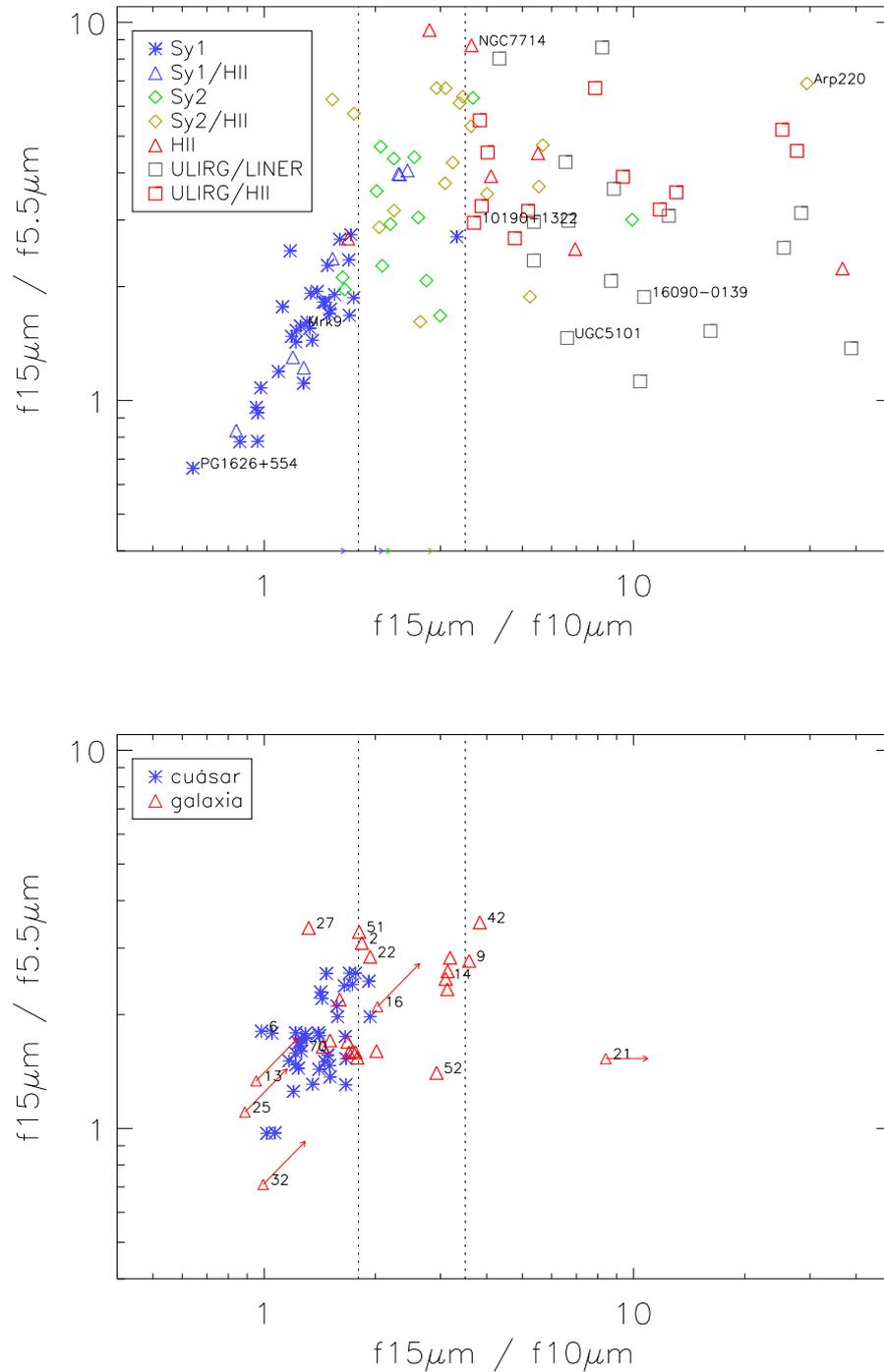


Figura 8.8 Diagrama continuo-silicato para la biblioteca (arriba) y la muestra ELAIS-IRS (abajo). El significado de los símbolos es el mismo que en las Figuras 8.1 y 8.2. Las líneas de puntos delimitan la región dominada por las starbursts ($f_{15}/f_{10} > 3.5$) y la dominada por los AGNs de tipo 1 ($f_{15}/f_{10} < 1.8$), con los AGNs de tipo 2 situados entre ambas.

En el diagrama de la biblioteca (Figura 8.8, arriba) la separación entre Seyfert 1s y 2s se sitúa en $f15/f10 \sim 1.8$, con muy pocos objetos que lo incumplan. Por añadidura, las Seyfert 2s, incluso las que tienen PAHs intensos, se separan mejor de las starbursts y ULIRGs con PAHs que utilizando S_{sil} , porque el continuo subyacente entre 10 y 15 μm tiene mayor pendiente en los objetos dominados por formación estelar. Podemos colocar la frontera entre objetos dominados por AGN y por starburst en $f15/f10 \sim 3.5$, aunque posiblemente perderemos algún AGN de tipo 2 muy oscurecido.

En la razón $f15/f5.5$ se observa una continuidad entre Seyferts de tipo 1 y 2, que indicaría que los objetos en la frontera (aproximadamente los mismos para $f15/f5.5$ y $f15/f10$) son de transición entre los tipos 1 y 2. En las Seyfert 2 se observa que $f15/f5.5$ es en promedio mayor para las que tienen PAHs, quizás debido a la contribución del starburst al continuo a 15 μm .

En la muestra ELAIS-IRS (Figura 8.8, abajo) los objetos se acumulan sobre todo en la región Seyfert1 incluyendo la zona de transición entre Seyfert 1 y 2, y en menor medida en la frontera entre Seyfert2 y starburst. Es destacable la presencia de EIRS-2 en una región de AGNs de tipo 2, que lo clasificaría como tal de no ser porque también hay una galaxia starburst casi en la misma posición en el diagrama de la biblioteca. En cambio, EIRS-9 y EIRS-14 se sitúan en la frontera entre starburst y Seyfert 2, debido a una opacidad de silicatos significativa y una fuerte pendiente en el continuo. El resto de objetos dominados por PAHs sólo tienen cotas inferiores en $f15/f10$ y $f15/f5.5$ (no se detectan en las bandas de 5.5 ni 10 μm) por lo que su posición es muy incierta.

8.7. Clasificación de las fuentes ELAIS-IRS

A partir de los diagramas de diagnóstico hemos definido criterios con los que clasificamos a los objetos ELAIS-IRS y de la biblioteca en tres categorías: AGNs de tipo 1, AGNs de tipo 2, y starbursts. Para los objetos ELAIS-IRS podemos definir un criterio de diagnóstico más, basado en el cociente entre el flujo observado en la banda R (o similar) y 15 μm . En el diagrama de la Figura 3.2 ya vimos que los cuásares (que asociamos con los AGNs de tipo 1) y las galaxias (AGNs de tipo 2 y starbursts) ocupan dos regiones bien diferenciadas con un límite entre ambas en $\log(S15/Sr) = 1.8$.

La Tabla 8.1 resume los parámetros utilizados como criterio de diagnóstico y los valores límite o frontera que se derivan a partir de los espectros de la biblioteca. Aplicaremos a cada objeto los seis criterios de diagnóstico obtenidos de los diagramas (más el criterio en $\log(S15/Sr)$ en los ELAIS-IRS) y combinaremos sus resultados en una única clasificación final, que se tomará como el diagnóstico que más se repite para cada objeto. Así, si un objeto se clasifica según dos criterios como starburst, según uno como AGN de tipo 2 y según tres como AGN de tipo 1, se considerará como AGN de tipo 1. En la Tabla 8.2 se muestra la medida obtenida, la clasificación correspondiente según cada uno de los criterios y la clasificación final del objeto (última columna) para la muestra ELAIS-IRS. La tabla correspondiente para los espectros de la biblioteca puede consultarse en el apéndice D.

Tabla 8.1. Criterios de diagnóstico

critorio	parámetro	AGN1	AGN2	SB
C1	$\log(S15/Sr)^*$	< 1.8	> 1.8	> 1.8
C2	EW 6.2	< 0.2	< 0.2	> 0.2
C3	L_{55}/L_{IR}	> 0.01	> 0.01	< 0.01
C4	% PDR	$< 15\%$	$< 15\%$	$> 15\%$
C5	l/c_{77}	< 0.2	0.2 - 1.0	> 1.0
C6	S_{sil}	> 0	< 0	< 0
C7	f15/f10	< 1.8	1.8 - 3.5	> 3.5

*sólo para la muestra ELAIS-IRS

Los criterios de selección individuales favorecen la clasificación de los objetos como AGN de tipo 1 o starburst, porque ninguno de ellos es capaz de aislar eficientemente a los AGNs de tipo 2, que se sitúan en el mejor de los casos en un intervalo relativamente estrecho y contaminado entre los otros dos tipos. En la mayoría de casos, sin embargo, la combinación de todos los criterios será capaz de superar esta dificultad y dar una clasificación robusta. Para comprobar este punto determinamos la correlación existente entre la clasificación obtenida utilizando los 6 criterios de diagnóstico IR y la aceptada en la literatura para los objetos de la biblioteca (Tabla 8.3).

35 de los 39 objetos de la biblioteca de tipo Seyfert 1 (Sy1 y Sy1/HII) se clasifican correctamente como AGNs de tipo 1; un objeto con PAHs intensos es clasificado como starburst (y probablemente el starburst domine su emisión bolométrica) y sólo 3 objetos son incorrectamente clasificados como de tipo 2: Mrk 231, NGC 4151 y PG 0157+001. Mrk 231 es un objeto peculiar con fuertes bandas de absorción de silicatos, NGC 4151 es en realidad de tipo Seyfert 1.5 (Ho et al. 1995) y presenta un espectro IR exótico, con líneas de emisión de especies iónicas muy intensas, mientras que PG 0157+001 tiene prominentes bandas de PAHs y un continuo rojo a partir de 10 μm que favorecen la clasificación como tipo 2 según los criterios de l/c_{77} y f15/f10.

De los 32 objetos de tipo Seyfert 2 (Sy2 y Sy2/HII) hay 18 clasificados como starburst (17 de ellos son objetos compuestos AGN+starburst) y 4 se clasifican como AGNs de tipo 1: ESO33-g2, MGC-3-58-7, F01475-0740 y F15480-0344. Los dos primeros no presentan bandas de silicatos, mientras que los dos últimos tienen silicato en emisión muy intenso. Por último, todos los objetos dominados por formación estelar (HII y ULIRG/HII) se clasifican como starbursts, al igual que 12 de los 16 identificados como LINERs.

Tabla 8.2. Resultados del diagnóstico ELAIS-IRS

	z	log(S15/Sr)	C1	EW ₆₂	C2	L ₅₅ /L _{IR}	C3	%PDR	C4	l/c ₇₇	C5	S _{sil}	C6	f15/f10	C7	Cfinal
EIRS-1	0.387	1.18	1	< 0.112	1,2	0.043	1,2	3.9	1,2	0.260	2	0.05	1	1.580	1	1
EIRS-2	1.154	1.98	2,S	1.434	S	0.003	S	57.1	S	8.010	S	-0.58	2,S	1.838	2	S
EIRS-3	0.676	2.16	2,S	5.861	S	< 0.024	S	57.5	S	13.880	S	1.93	1	0.640	1	S
EIRS-4	1.181	2.11	2,S	< 0.040	1,2	0.020	1,2	0.8	1,2	< 0.046	1	0.17	1	1.435	1	1
EIRS-5	1.065	1.20	1	0.125	1,2	0.091	1,2	3.7	1,2	0.310	2	-0.07	2,S	1.667	1	12
EIRS-6	2.356	1.84	2,S	< 0.306	1,2	< 0.050	S	0.0	1,2	< 0.340	1	0.28	1	0.983	1	1
EIRS-7	2.592	2.73	2,S	< 0.052	1,2	0.028	1,2	0.0	1,2	< 0.052	1	-0.76	2,S	-	-	2
EIRS-8	0.884	2.18	2,S	< 0.152	1,2	0.047	1,2	1.1	1,2	< 0.274	1	-0.51	2,S	1.787	1	12
EIRS-9	0.609	2.14	2,S	2.004	S	0.004	S	46.0	S	6.560	S	-0.58	2,S	3.587	S	S
EIRS-10	1.265	0.94	1	< 0.066	1,2	0.080	1,2	0.0	1,2	< 0.066	1	0.13	1	1.412	1	1
EIRS-11	1.414	1.15	1	0.199	1,2	0.058	1,2	3.3	1,2	0.300	2	0.29	1	1.421	1	1
EIRS-12	2.024	1.99	2,S	0.165	1,2	0.010	1,2	4.9	1,2	0.260	2	-0.77	2,S	2.014	2	2
EIRS-13	1.091	2.31	2,S	1.208	S	< 0.007	S	51.5	S	5.920	S	-0.80	2,S	> 0.952	S	S
EIRS-14	0.619	2.89	2,S	3.113	S	< 0.004	S	45.7	S	7.690	S	-0.38	2,S	3.101	2	S
EIRS-15	0.827	1.93	2,S	0.103	1,2	0.078	1,2	11.6	1,2	0.900	2	-0.02	2,S	1.682	1	2
EIRS-16	0.760	2.33	2,S	1.910	S	< 0.006	S	49.9	S	7.910	S	-0.12	2,S	> 2.026	2	S
EIRS-17	1.052	0.98	1	< 0.056	1,2	0.097	1,2	4.5	1,2	< 0.216	1	0.19	1	1.016	1	1
EIRS-18	1.400	0.83	1	< 0.044	1,2	0.095	1,2	2.8	1,2	< 0.072	1	0.02	1	1.353	1	1
EIRS-19	2.704	2.72	2,S	< 0.036	1,2	0.029	1,2	2.0	1,2	0.140	1	-0.68	2,S	-	-	2
EIRS-20	2.216	1.93	2,S	< 0.100	1,2	0.088	1,2	0.0	1,2	< 0.120	1	-0.07	2,S	1.659	1	12
EIRS-21	1.019	2.70	2,S	0.318	S	0.009	S	14.9	1,2	1.350	S	-6.03	2,S	> 8.403	S	S*
EIRS-22	0.838	2.62	2,S	< 0.132	1,2	0.009	S	7.2	1,2	0.420	2	-0.36	2,S	1.936	2	2
EIRS-23	1.152	1.31	1	< 0.056	1,2	0.038	1,2	6.3	1,2	0.330	2	0.16	1	1.303	1	1
EIRS-24	0.838	1.71	1	< 0.124	1,2	0.049	1,2	0.0	1,2	< 0.234	1	0.20	1	1.458	1	1
EIRS-25	0.931	2.11	2,S	1.664	S	< 0.016	S	23.2	S	2.130	S	-1.88	2,S	> 0.887	2	S
EIRS-26	1.367	1.40	1	< 0.076	1,2	0.085	1,2	3.4	1,2	< 0.124	1	0.24	1	1.238	1	1
EIRS-27	1.224	2.58	2,S	< 0.056	1,2	0.050	1,2	2.8	1,2	< 0.072	1	0.52	1	1.320	1	1
EIRS-28	1.637	1.36	1	< 0.074	1,2	0.057	1,2	0.0	1,2	< 0.160	1	0.04	1	1.767	1	1
EIRS-29	2.039	0.68	1	< 0.028	1,2	0.098	1,2	0.0	1,2	< 0.048	1	0.25	1	1.240	1	1
EIRS-30	2.943	1.72	1	< 0.034	1,2	0.048	1,2	0.1	1,2	0.170	1	-	-	-	-	1
EIRS-31	1.593	1.29	1	< 0.070	1,2	0.073	1,2	9.4	1,2	0.620	2	0.37	1	1.216	1	1
EIRS-32	0.611	2.35	2,S	3.470	S	< 0.019	S	83.8	S	16.650	S	-2.16	2,S	> 0.994	1	S
EIRS-33	0.956	1.47	1	< 0.162	1,2	0.058	1,2	14.4	1,2	0.500	2	0.24	1	1.070	1	1
EIRS-34	1.170	1.31	1	0.141	1,2	0.082	1,2	14.3	1,2	0.880	2	0.13	1	1.200	1	1
EIRS-35	2.032	1.36	1	< 0.050	1,2	0.066	1,2	0.0	1,2	< 0.082	1	0.45	1	1.051	1	1
EIRS-36	1.771	1.36	1	< 0.068	1,2	0.089	1,2	0.0	1,2	< 0.152	1	0.04	1	1.408	1	1
EIRS-37	0.907	2.50	2,S	0.236	S	0.009	S	24.3	S	1.590	S	-0.49	2,S	1.769	1	S

Tabla 8.2 (continuación)

	z	log(S15/Sr)	C1	EW ₆₂	C2	L ₅₅ /L _{IR}	C3	%PDR	C4	l/c ₇₇	C5	S _{sil}	C6	f15/f10	C7	Cfinal
EIRS-38	1.593	2.86	2,S	< 0.056	1,2	0.095	1,2	0.0	1,2	< 0.110	1	-0.16	2,S	1.697	1	12
EIRS-39	1.100	1.58	1	0.078	1,2	0.016	1,2	10.1	1,2	0.710	2	-0.04	2,S	1.701	1	12
EIRS-40	1.951	2.96	2,S	< 0.050	1,2	0.047	1,2	5.9	1,2	0.310	2	-0.21	2,S	1.508	1	2
EIRS-41	0.405	1.49	1	< 0.162	1,2	< 0.048	S	23.2	S	1.180	S	-0.11	2,S	1.573	1	S
EIRS-42	1.028	2.49	2,S	0.095	1,2	0.010	S	9.8	1,2	0.720	2	-1.13	2,S	3.833	S	2
EIRS-43	1.762	1.28	1	< 0.048	1,2	0.089	1,2	0.0	1,2	< 0.102	1	0.07	1	1.486	1	1
EIRS-44	1.179	1.72	1	< 0.108	1,2	0.080	1,2	0.0	1,2	< 0.086	1	0.34	1	1.252	1	1
EIRS-45	1.603	1.32	1	0.166	1,2	0.081	1,2	0.0	1,2	< 0.158	1	0.42	1	1.215	1	1
EIRS-46	1.692	1.12	1	< 0.060	1,2	0.075	1,2	0.0	1,2	< 0.132	1	0.33	1	1.649	1	1
EIRS-47	2.148	2.93	2,S	< 0.086	1,2	0.028	1,2	0.0	1,2	< 0.046	1	-0.10	2,S	1.473	1	12
EIRS-48	0.907	2.25	2,S	< 0.162	1,2	0.011	1,2	1.2	1,2	< 0.260	1	-0.78	2,S	3.186	2	2
EIRS-49	1.197	1.70	1	< 0.072	1,2	0.037	1,2	0.7	1,2	0.220	2	0.14	1	1.734	1	1
EIRS-50	0.872	2.37	2,S	< 0.074	1,2	0.024	1,2	0.1	1,2	< 0.060	1	0.01	1	1.601	1	1
EIRS-51	0.919	2.84	2,S	< 0.094	1,2	0.064	1,2	10.6	1,2	0.880	2	-0.00	2,S	1.808	2	2
EIRS-52	1.593	3.01	2,S	0.153	1,2	0.034	1,2	4.5	1,2	0.490	2	-1.18	2,S	2.928	2	2
EIRS-53	1.293	2.86	2,S	0.201	S	0.026	1,2	4.7	1,2	0.290	2	-0.89	2,S	3.140	2	2
EIRS-54	1.426	1.74	1	0.208	S	0.021	1,2	7.2	1,2	0.610	2	-0.01	2,S	1.920	2	2
EIRS-55	1.197	3.11	2,S	0.497	S	0.034	1,2	14.3	1,2	1.230	S	-1.23	2,S	3.131	2	2
EIRS-56	1.578	2.99	2,S	< 0.036	1,2	0.027	1,2	0.0	1,2	< 0.076	1	-0.27	2,S	1.736	1	12
EIRS-57	1.564	1.39	1	< 0.034	1,2	0.051	1,2	0.0	1,2	< 0.082	1	-0.10	2,S	1.488	1	1
EIRS-58	1.195	1.68	1	0.289	S	0.026	1,2	4.2	1,2	0.280	2	-0.38	2,S	1.936	2	2
EIRS-59	1.380	2.07	2,S	0.204	S	0.021	1,2	2.4	1,2	0.210	2	0.19	1	1.292	1	12
EIRS-60	0.995	2.73	2,S	< 0.074	1,2	0.067	1,2	0.0	1,2	< 0.060	1	-0.08	2,S	1.441	1	12
EIRS-61	2.101	1.38	1	< 0.032	1,2	0.098	1,2	0.0	1,2	< 0.050	1	0.17	1	1.219	1	1
EIRS-62	1.692	1.38	1	< 0.068	1,2	0.099	1,2	0.0	1,2	< 0.100	1	0.05	1	1.509	1	1
EIRS-63	3.094	1.46	1	0.028	1,2	0.045	1,2	2.7	1,2	0.340	2	-	-	-	-	12
EIRS-64	2.190	1.37	1	< 0.032	1,2	0.048	1,2	2.4	1,2	< 0.040	1	-0.03	2,S	1.401	1	1
EIRS-66	1.477	1.28	1	< 0.040	1,2	0.101	1,2	2.0	1,2	< 0.048	1	-0.19	2,S	1.663	1	1
EIRS-67	1.316	1.46	1	< 0.034	1,2	0.086	1,2	1.6	1,2	< 0.058	1	0.38	1	1.168	1	1
EIRS-68	1.567	1.45	1	< 0.016	1,2	0.039	1,2	1.8	1,2	0.090	1	0.20	1	1.262	1	1
EIRS-69	1.707	1.20	1	< 0.016	1,2	0.098	1,2	0.0	1,2	< 0.038	1	0.01	1	1.503	1	1
EIRS-70	1.099	1.66	1	< 0.012	1,2	0.073	1,2	2.6	1,2	0.120	1	0.18	1	1.261	1	1

*teniendo en cuenta que la intensidad del PAH a 6.2 μm está muy sobreestimada, se clasifica como 2S

Tabla 8.3. Evaluación del diagnóstico de la biblioteca

tipo NED	AGN 1	AGN 2	starburst
Sy1	31	2	0
Sy1/HII	4	1	1
Sy2	3	10	1
Sy2/HII	1	0	17
HII	0	0	7
ULIRG/LINER	0	4	12
ULIRG/HII	0	0	12

Del análisis de la clasificación de los objetos de la biblioteca obtenemos dos conclusiones aplicables a la muestra ELAIS-IRS:

- Los AGNs de tipo 1 son en general correctamente identificados como tales, salvo que sean objetos compuestos con un starburst intenso que puede llevar a una confusión con el tipo 2 en los criterios C5 y C7 por el efecto de un PAH intenso a $7.7 \mu\text{m}$ y un continuo rojo a partir de $10 \mu\text{m}$. Esta confusión puede despejarse en la muestra ELAIS-IRS utilizando el criterio C1.
- AGNs de ambos tipos pueden clasificarse incorrectamente si la banda de los silicatos aparece al contrario de lo esperado (es decir, en emisión para Seyfert 2 o en absorción para Seyfert 1). Esta discrepancia se debe probablemente a que en algunos objetos el polvo que produce la emisión o absorción de silicatos no está en el toro sino en la NLR o en la propia galaxia, y por tanto no tiene que concordar necesariamente con el tipo Seyfert. Este fenómeno parece más frecuente en los AGNs más luminosos (Sturm et al. 2005; Polletta et al. 2008) y podría afectar a varios objetos ELAIS-IRS.

En la clasificación final, 34 objetos ELAIS-IRS se catalogan como AGNs de tipo 1 y 15 como AGNs de tipo 2. Para otros 10 se determina que son AGNs pero no está claro si son de tipo 1 o 2. Los 11 objetos restantes se clasifican como starburst, incluyendo a EIRS-21 que sería también AGN2 si se tiene en cuenta que la anchura equivalente del PAH a $6.2 \mu\text{m}$ está fuertemente sobreestimada.

Si comparamos la clasificación óptica (cuásar o galaxia) con la obtenida a partir de los criterios de diagnóstico infrarrojos, de los 42 objetos clasificados ópticamente como cuásares 32 serían AGNs de tipo 1 y 3 de tipo 2; para 6 objetos más no queda claro si son tipo 1 o 2, y un objeto (EIRS-41) estaría dominado por formación estelar. Entre las 27 galaxias encontramos 2 AGNs de tipo 1, 11 de tipo 2, 4 de tipo 1 o 2 y 10 starbursts. Los tres cuásares clasificados como tipo 2 muestran claras bandas de absorción de silicatos; EIRS-7 está entre los objetos más rojos entre óptico e IR medio, mientras que EIRS-54 y EIRS-58 están próximos a la frontera entre cuásares y galaxias en $\log(S15/Sr)$. Las dos galaxias clasificadas como AGNs de tipo 1 son EIRS-27 y EIRS-50. EIRS-27 tiene silicatos en emisión muy intensos y algunas líneas atómicas intensas, al estilo de F01475-0740 (veáanse espectros en apéndice C); en cambio EIRS-50 muestra un espectro tipo ley de potencias sin emisión ni absorción aparentes de silicatos, líneas atómicas o bandas de PAHs.

9

Espectros promedio

Hemos utilizado la clasificación de los objetos ELAIS-IRS obtenida con los criterios de diagnóstico del capítulo anterior para calcular espectros promedio de las diferentes clases, y obtener así una representación del espectro propio de cada población con mejor relación señal/ruido que los espectros individuales. Utilizamos en el promedio sólo aquellos objetos que tengan una determinación de z de máxima calidad (categoría A) para evitar que la dispersión en λ difumine los rasgos espectrales más finos. Esto supone utilizar sólo 7 de los 15 AGNs de tipo 2, pero el promedio que se obtiene añadiendo los 7 espectros con categoría B es muy similar (línea de puntos negra en la Figura 9.1) salvo por un continuo algo más rojo para $\lambda > 13 \mu\text{m}$. En los AGNs de tipo 1 y starbursts la mayoría de objetos tiene z de categoría A y se incluyen en el promedio, por lo que no esperamos sesgos significativos.

Para calcular el espectro promedio es necesario llevar todos los espectros al sistema en reposo y normalizar de alguna forma. Hemos escogido normalizar al flujo a $7 \mu\text{m}$ porque el rango de 4 a $9 \mu\text{m}$ en reposo es el único observado en todos los objetos, y $7 \mu\text{m}$ está aproximadamente centrado en él, libre de características de emisión intensas y con buena S/R en casi todos los espectros. Interpolamos los espectros $F_i(\lambda)$ en una serie de longitudes de onda, λ_j , equiespaciadas en $\log(\lambda)$. Para cada λ_j descartamos los valores extremos (máximo y mínimo) de $F_i(\lambda_j)$ para eliminar picos de ruido que hayan sobrevivido a la reducción, y promediamos los $F_i(\lambda_j)$ restantes con una media pesada por el inverso de sus incertidumbres. Sólo tendremos en cuenta en el espectro promedio el intervalo de longitudes de onda en reposo en el que se solapan al menos 4 espectros del mismo grupo, de modo que las incertidumbres se mantengan controladas.

La Figura 9.1 muestra el espectro promedio así obtenido para los AGNs de tipo 1, AGNs de tipo 2 y galaxias starburst de la muestra con z de categoría A. La línea roja indica en cada caso el espectro promedio, mientras que el área sombreada señala la dispersión $1-\sigma$ de los espectros individuales respecto del promedio.

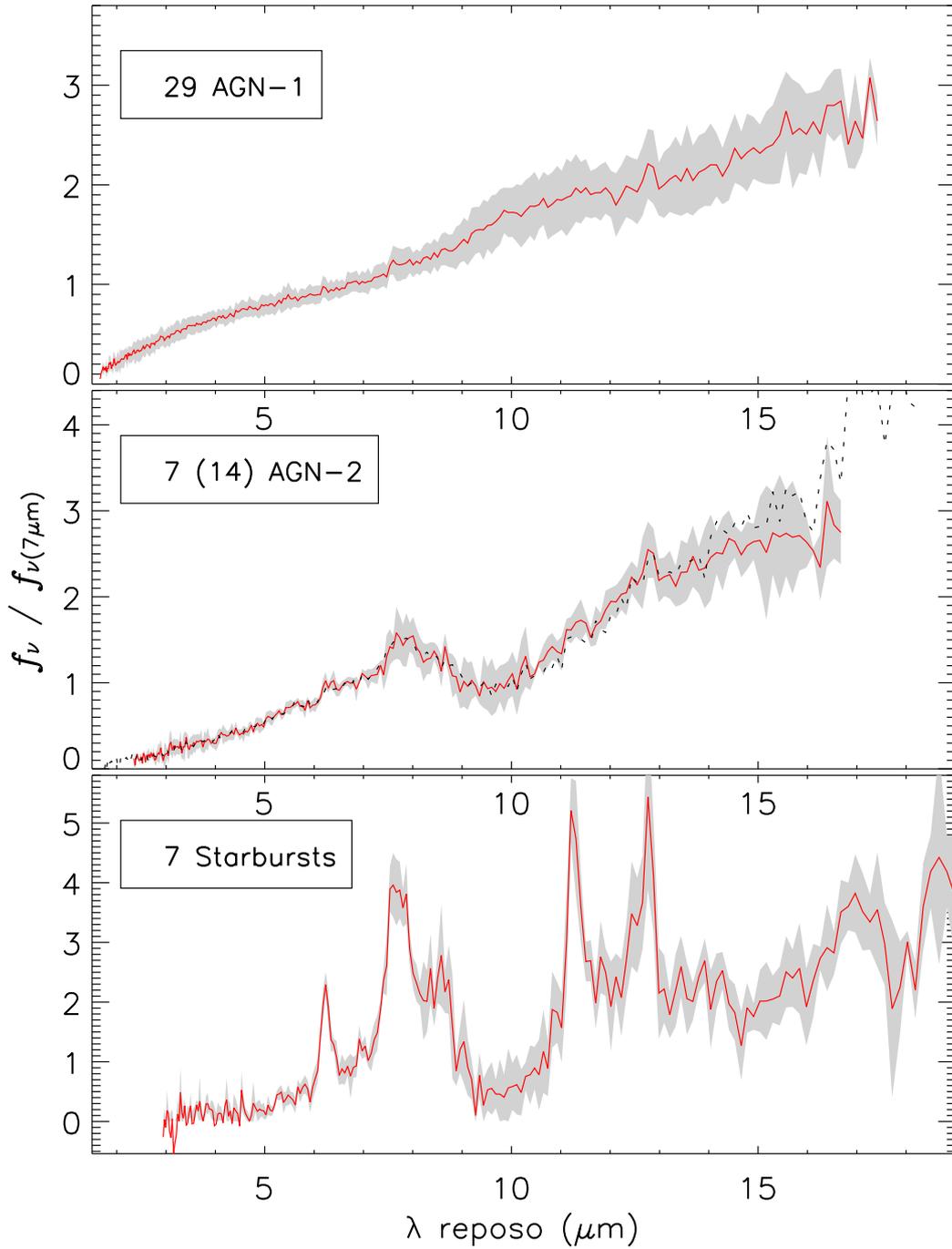


Figura 9.1 Espectros promedio de las poblaciones AGN1, AGN2 y Starburst (de arriba a abajo) de la muestra ELAIS-IRS calculados utilizando objetos con z de categoría A. El área sombreada indica la dispersión 1σ de los espectros individuales respecto del promedio. Para los AGN2 se muestra también el promedio obtenido a partir de los 14 objetos de categoría A o B (línea punteada negra).

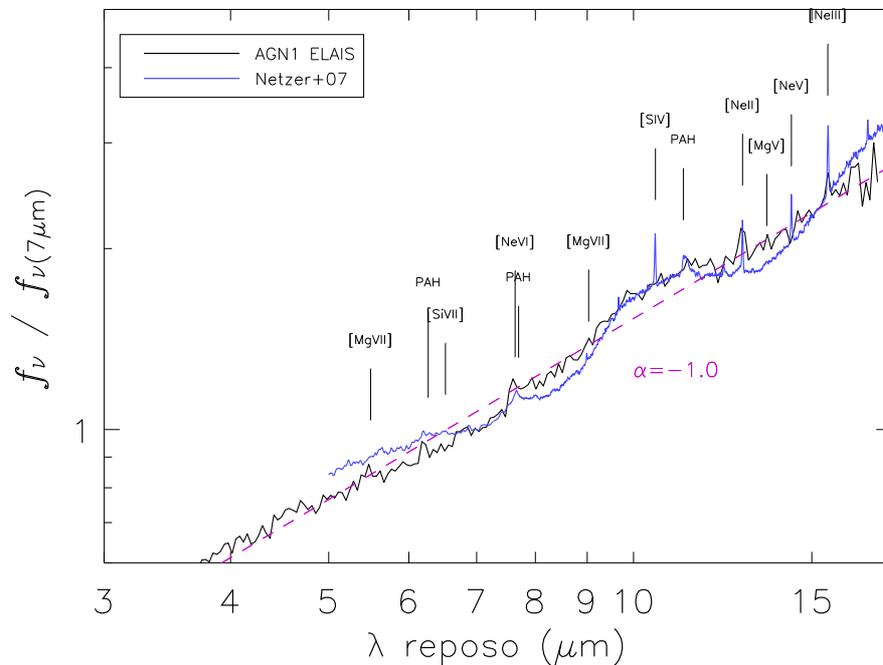


Figura 9.2 Comparación del espectro promedio de los AGNs de tipo 1 ELAIS-IRS (línea negra) con el de la muestra de cuásares a z bajo (línea azul; Netzer et al. 2007). Se muestra como referencia una ley de potencias de la forma $f_\nu = \nu^{-\alpha}$ con $\alpha = -1$ (línea discontinua violeta).

9.1. AGNs de tipo 1

El espectro promedio de los AGNs de tipo 1 puede describirse razonablemente mediante una ley de potencias de índice $\alpha = -1$, sobre la que las características espectrales más importantes apenas sobresalen por encima del nivel de ruido (Figura 9.2). La característica más llamativa de todo el espectro es la joroba de los silicatos en emisión, centrada a longitudes de onda más largas ($\sim 11 \mu\text{m}$) que cuando aparece en absorción ($\sim 9.5\text{-}10 \mu\text{m}$), como se ha observado cuásares cercanos (Siebenmorgen et al 2005; Netzer et al. 2007). Esta característica presenta gran variedad tanto en anchura como en intensidad de unos cuásares a otros (nótese el aumento de la dispersión en esta región en la Figura 9.1), y en algunos casos no aparece o lo hace en absorción.

Si comparamos con el espectro promedio de una muestra de 28 cuásares de z bajo seleccionados en el óptico (Netzer et al. 2007), vemos que en este promedio las bandas de silicato en emisión a ~ 10 y $\sim 18 \mu\text{m}$ son mucho más prominentes que en el promedio de los cuásares ELAIS-IRS, y que la pendiente en el continuo para $\lambda < 7 \mu\text{m}$ es algo menor. Esto parece indicar que los cuásares ELAIS-IRS están más extinguidos que los cuásares

de z bajo seleccionados en el óptico, lo que reduce el flujo observado en la banda de los silicatos y aumenta la pendiente hacia el IR cercano (véase §11.3 para una discusión sobre la relación entre pendiente del continuo y absorción de silicatos).

Otro rasgo importante del espectro promedio es un aumento de la curvatura del continuo a longitudes de onda cortas ($\lambda < 4 \mu\text{m}$) que se prolonga hasta el mínimo de emisión a $\sim 1 \mu\text{m}$ que puede observarse en la SED de la mayoría de los cuásares ELAIS-IRS (apéndice ??) y en otras muestras de cuásares seleccionados en el óptico (e.g. Hatziminaoglou et al. 2005). La caída del continuo hacia el IR cercano se debe a que a temperaturas por encima de $\sim 1500 \text{ K}$, la temperatura de sublimación de los silicatos (Kimura et al. 2002), los granos de polvo del toro son destruidos.

En el rango cubierto por IRS no hay líneas permitidas del hidrógeno, por lo que las únicas líneas observables son transiciones prohibidas de iones de oxígeno, neón, silicio o magnesio procedentes de la NLR. En algunos AGNs de tipo 1 estas líneas pueden ser muy intensas (p.e. Weedman et al. 2005; Netzer et al. 2007), pero en general sólo se detectan con claridad en espectros de alta resolución o con muy buena S/R. Aunque algunos AGNs ELAIS-IRS, como EIRS-27, muestran algunas líneas iónicas intensas, en el espectro promedio de los AGN de tipo 1 ELAIS-IRS las únicas líneas que parecen estar presentes son las del Neón ([Ne II] $12.81 \mu\text{m}$, [Ne III] $15.56 \mu\text{m}$, [Ne V] $14.32 \mu\text{m}$ y [Ne VI] $7.64 \mu\text{m}$) y Magnesio ([Mg V] $13.54 \mu\text{m}$ y [Mg VII] $5.50 \mu\text{m}$). De éstas, sólo las de [Ne II] y [Ne III] tienen una detección robusta, y por ser especies de bajo/medio potencial de ionización también pueden ser excitadas por formación estelar. En relación a esto, es destacable la presencia de débiles bandas de PAHs a 6.2 y $7.7 \mu\text{m}$.

Si separamos los AGNs de tipo 1 en dos grupos en función de su luminosidad en el IR medio, tomando $\nu L_\nu 5.5 \mu\text{m} = 4 \times 10^{11} L_\odot$ como frontera, encontramos que en el promedio de los 14 objetos menos luminosos la intensidad de las bandas de PAHs es significativamente mayor que en el promedio de todos los AGNs de tipo 1, mientras que en el promedio de los 15 objetos más luminosos los PAHs prácticamente desaparecen. En la Figura 9.3 representamos los espectros promedio de ambas submuestras, junto con el promedio de Netzer. Hemos sustraído al espectro una ley de potencias con índice espectral $\alpha = -1$ para visualizar mejor los rasgos espectrales. Nótese que, salvo por la intensidad de los PAHs a 6.2 y $7.7 \mu\text{m}$ los promedios de los objetos luminosos y débiles son prácticamente idénticos para $\lambda < 9 \mu\text{m}$, pero el perfil de la curva de los silicatos varía significativamente, siendo muy parecido al de Netzer en el promedio de los objetos luminosos.

Que los cuásares menos luminosos tengan mayor intensidad relativa en las bandas de PAHs sugiere que la luminosidad del starburst no escala con la del AGN, lo que tiene importantes implicaciones para el origen de la emisión en IR lejano de los cuásares, como veremos en §11.2. Una mayor componente starburst en los cuásares menos luminosos puede también suavizar el mínimo a $\sim 14 \mu\text{m}$ entre bandas de silicato, distorsionando la forma de la banda de emisión a $10 \mu\text{m}$ y reduciendo el valor medido de S_{sil} . La línea de [Ne II] está presente en ambos promedios con intensidad similar, lo que resulta contradictorio con el planteamiento anterior dado que en general se considera un trazador de la formación

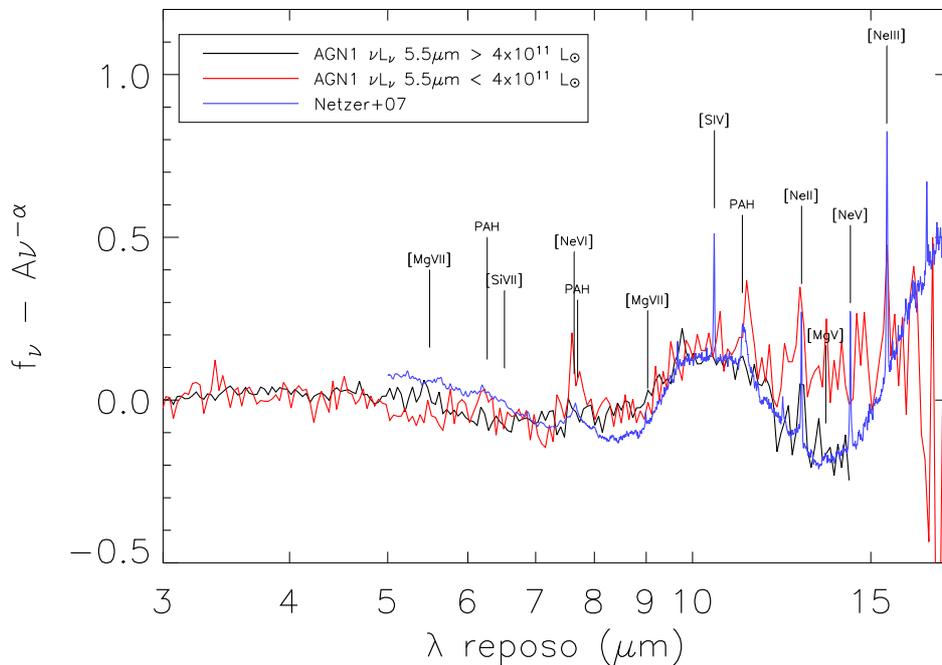


Figura 9.3 Espectro promedio de los AGNs de tipo 1 con z espectroscópico óptico separados en dos grupos en función de la luminosidad del continuo a $5.5 \mu\text{m}$ en reposo, a los que se ha sustraído una ley de potencias con índice espectral $\alpha = -1$ para mejorar la visualización. En negro se muestra el promedio de los objetos más luminosos ($\nu L_\nu 5.5 \mu\text{m} > 4 \times 10^{11} L_\odot$) y en rojo el promedio de los objetos con $\nu L_\nu 5.5 \mu\text{m} < 4 \times 10^{11} L_\odot$. El espectro azul representa el promedio de cuásares a z bajo de Netzer et al. (2007).

estelar. Una forma de reconciliar la intensidad de los PAHs con la de [Ne II] consistiría en admitir que un AGN más luminoso destruye con mayor eficacia las moléculas de PAHs en regiones de formación estelar próximas –inhibiendo así su emisión– mientras que la línea de [Ne II] no se ve afectada. En cualquier caso, el AGN también contribuye a la emisión en la línea de [Ne II], y sin detección con señal significativa en otras líneas iónicas es arriesgado aventurar en qué proporción contribuyen el AGN y el starburst.

9.2. AGNs de tipo 2

En el espectro promedio de los AGNs de tipo 2 son detectables las bandas de PAHs a 6.2 , 7.7 , 8.5 , 11.2 y $12.5 \mu\text{m}$, pero el ruido (debido al bajo número de fuentes con z de buena calidad) es demasiado elevado para identificar líneas atómicas a excepción de [Ne II] $12.56 \mu\text{m}$. La característica de los silicatos aparece claramente en absorción en el promedio, aunque su profundidad varía mucho de unos objetos a otros. La profundidad óptica aparente en el

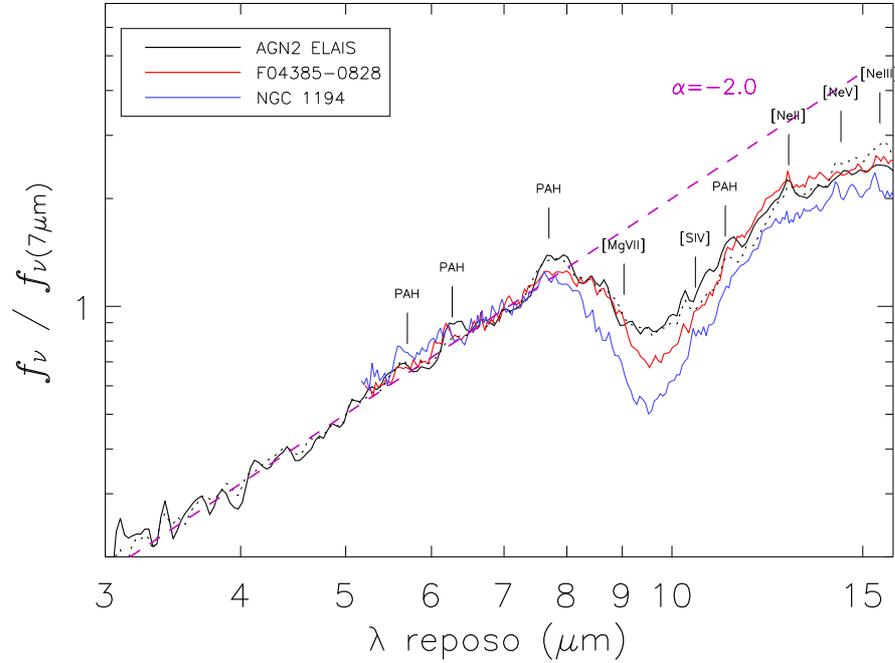


Figura 9.4 Espectro promedio de los AGNs de tipo 2 con z de categoría A (línea continua negra) y de categoría A o B (línea de puntos). Se muestran como referencia los espectros de una galaxia Seyfert de tipo 2 (azul), una ULIRG que alberga a un AGN oscurecido (rojo) y una ley de potencias con índice $\alpha = -2$ (línea de trazos violeta).

promedio es pequeña ($\tau_{9,7} \sim 0.7$) en comparación con lo que cabría esperar para un toro homogéneo, favoreciendo en su lugar a los modelos de toro “grumoso” formado por nubes de gas molecular y polvo (*clumpy torus models*; Nenkova et al. 2002). Aunque no podemos descartar que la muestra ELAIS-IRS esté sesgada en favor de los objetos con menor extinción debido a las limitaciones en el óptico de los criterios de selección, esta debilidad en la banda de absorción de los silicatos también se ha observado en galaxias Seyfert 2 locales (Deo et al. 2007; Hao et al. 2007), y un número no despreciable de cuásares de tipo 2 muestran espectros infrarrojos de tipo ley de potencias o con silicatos en emisión (Sturm et al. 2005; Weedman et al. 2006; Polletta et al. 2008).

La pendiente del espectro para $\lambda < 8 \mu\text{m}$ se ajusta muy bien a una ley de potencias del tipo $f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ con índice espectral $\alpha = -2$ (Figura 9.4). Sin embargo, para $\lambda > 12 \mu\text{m}$ la pendiente se reduce sustancialmente. Este aplanamiento no es producido por la banda de absorción de silicatos a $\sim 18 \mu\text{m}$, más débil que la de $\sim 10 \mu\text{m}$ (véanse SEDs de IRAS F04385-0828 y NGC 1194 en apéndice B), y sugiere que la emisión del polvo caliente domina la SED infrarroja, aunque la mayor dispersión en este rango indica contribuciones variables del continuo starburst a la emisión en IR medio.

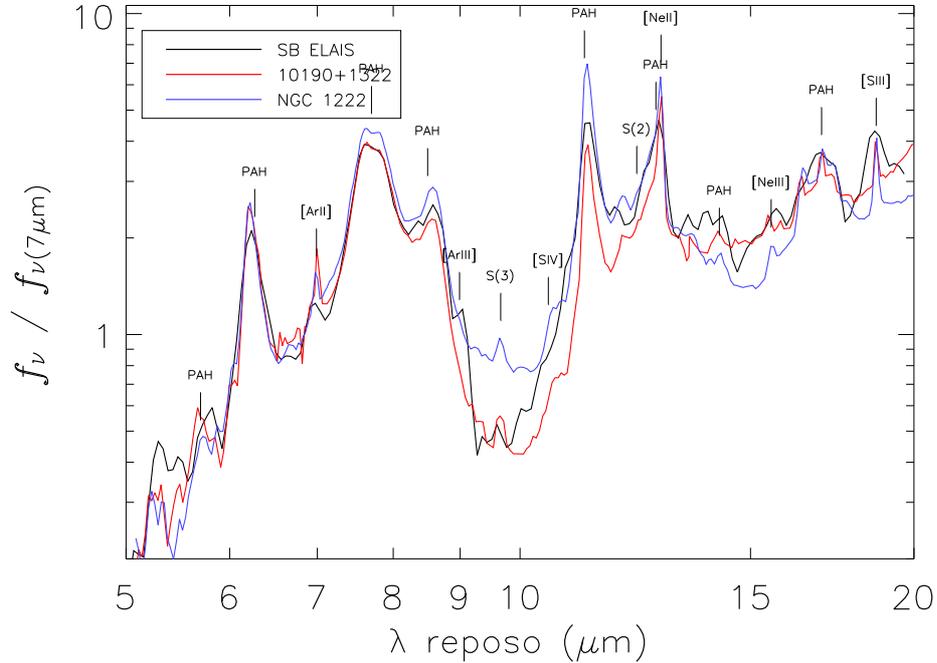


Figura 9.5 Espectro promedio de las galaxias ELAIS-IRS clasificadas como starburst (línea negra). Como comparación se muestra una galaxia starburst (NGC 1222; en azul) y una ULIRG local (IRAS 10190+1322; en rojo).

9.3. Starbursts

En el espectro promedio de las galaxias dominadas por starburst encontramos una variedad de características mucho más rica que en los AGNs, siendo, desde luego, las múltiples bandas de PAHs los rasgos más destacados. Además de las bandas habituales a 6.2, 7.7, 8.5, 11.2 y 12.7 μm , que aparecen intensas y muy bien definidas, encontramos otras más débiles que apenas se intuyen en los espectros individuales, a 5.2, 5.8, 14.2 y 17.0 μm . La banda de 3.3 μm , relativamente intensa en los espectros de ISO de muchas starbursts y ULIRGs locales (Imanishi et al. 2006) no se detecta en las ELAIS-IRS (figura 9.1), si bien los espectros individuales son muy ruidosos en este rango.

Son reconocibles algunas líneas de especies iónicas habituales en las galaxias starbursts y ULIRGs locales, especialmente [Ar II] 6.99 μm , [Ar III] 8.99 μm , [Ne II] 12.81 μm (que se solapa con la banda de PAHs a 12.7 μm) y [Ne III] 15.56 μm . Destaca la ausencia de las transiciones puramente rotacionales del H_2 : S(1) 17.03 μm , S(2) 12.28 μm , S(5) 6.91 μm , que aparecen –aunque débiles– en muchas galaxias starburst, pero S(3) 9.67 μm podría estar presente.

La debilidad del continuo para $\lambda < 6 \mu\text{m}$ descarta la existencia de una contribución AGN significativa, y su escasa pendiente a $\lambda > 12 \mu\text{m}$ indica que en general el medio interestelar en las regiones de formación estelar no está muy ionizado, con una SED dominada por la PDR y no por la región HII. Esto puede deberse en parte a que la selección de la muestra a $15 \mu\text{m}$ favorece a objetos con PAHs intensos a $z \sim 1$. La profundidad de la banda de los silicatos es sustancialmente mayor que en objetos con intensidad de continuo y PAHs similares, como NGC 1222 (Figura 9.5). Esto indica que en el espectro promedio la absorción en la banda de los silicatos es significativa y la depresión a $10 \mu\text{m}$ no se debe únicamente al hueco entre dos familias de PAHs, como ocurre en muchas galaxias starburst (Helou et al. 2000). Sin embargo, la banda de silicatos a $18 \mu\text{m}$ no se observa, como tampoco aparece en el espectro de ULIRGs locales con la misma absorción a $10 \mu\text{m}$ (IRAS 10190+1322 en la Figura 9.5).

10

Otras muestras de ULIRGs a z alto

Hasta el lanzamiento de Spitzer, el estudio espectroscópico de las galaxias ultraluminosas estuvo limitado al universo local debido a la escasa sensibilidad de los instrumentos, pero en los últimos 4 años y gracias a la sensibilidad sin precedentes de IRS, se ha obtenido espectroscopía en IR medio de varios cientos de ULIRGs a desplazamientos al rojo hasta $z \sim 3$. La mayoría de los objetos observados se escogieron por ser brillantes en el IR medio y débiles en el óptico, con criterios adicionales en algunos casos para favorecer la selección de starbursts o AGNs.

Existen tres cartografiados de imagen con la profundidad y ángulo sólido necesarios tanto en el óptico como en el IR medio para seleccionar ULIRGs a alto z para la espectroscopía IRS: SWIRE, del que ya hemos hablado e incluye los campos ELAIS que contienen las fuentes ELAIS-IRS; el *NOAO Deep Wide Field Survey* (NDWFS) en el campo de Bootes (Jannuzi & Dey 1999; Murray et al. 2005) y el *Extragalactic First Look Survey* (E-FLS; Fadda et al. 2006). En estos campos se han seleccionado las principales muestras de galaxias a alto z para espectroscopía con IRS, incluyendo:

- 33 fuentes con flujos a $24 \mu\text{m}$ (S_{24}) superiores a 0.8 mJy y muy débiles en visible ($I_{AB} > 25$) en el campo de Bootes (Houck et al. 2005).
- 11 candidatos a AGN oscurecido con $S_{24} > 0.9$ mJy, $R > 22$ y detección en rayos X, además de 9 candidatos a starburst con $S_{24} > 1$ mJy, $R > 23$ y z fotométrico entre 1.5 y 3.2, en el campo Lockman de SWIRE (Weedman et al. 2006).
- 52 fuentes más brillantes que 0.9 mJy a $24 \mu\text{m}$ y con $S_{24}/S_8 > 9$ y $S_{24}/S_r > 300$ en el FLS (Yan et al. 2007).
- 32 fuentes en Lockman con $S_{24} > 0.5$ mJy y $R > 23$, y con un máximo de emisión a $4.5 \mu\text{m}$ respecto a las bandas de IRAC adyacentes, que favorece la selección de starbursts a $z \sim 1.7$ (Farrah et al. 2008).
- 21 fuentes en los 3 cartografiados seleccionadas por su elevada luminosidad en el IR medio ($\nu L_\nu(6\mu\text{m}) > 10^{12} L_\odot$), $z > 1$ y SEDs consistentes con estar dominadas por AGNs (Polletta et al. 2008).

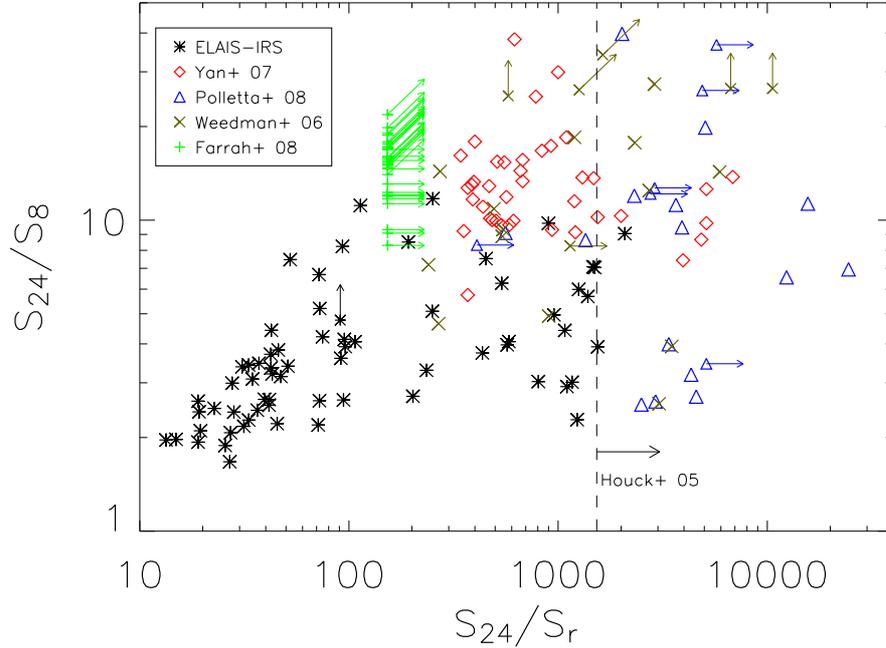


Figura 10.1 Diagrama color-color para algunas de las muestras más importantes de galaxias infrarrojas a alto z observadas con IRS: Yan et al. (rombos rojos), Polletta et al. (triángulos azules), Weedman et al. (equis grises) y Farrah et al. (cruces verdes). Los objetos ELAIS-IRS se representan con asteriscos negros. La línea de trazos vertical marca el límite inferior en S_{24}/S_r de la muestra de Houck et al. (2005).

Aunque la muestra ELAIS-IRS, con 70 objetos, es una de las mayores observadas hasta la fecha, también es una de las más heterogéneas, debido a que incluye objetos ópticamente brillantes (cuásares) y débiles (AGNs oscurecidos y starbursts), seleccionados en 3 campos diferentes con profundidades ligeramente diferentes en la fotometría óptica. El requisito de z fotométrico o espectroscópico óptico mayor que 1 para los candidatos de la muestra ELAIS-IRS introduce un sesgo que es difícil de cuantificar, pero que sin duda favorece a los objetos menos oscurecidos a z relativamente bajos, pues se necesita detección en al menos 3 bandas ópticas para obtener un z fotométrico.

En las demás muestras no encontramos este tipo de objetos porque se ha dado prioridad a los más oscurecidos, difíciles de estudiar en el óptico y para los que la espectroscopía en el IR medio tiene una gran potencia de diagnóstico. Sin embargo, la detección de bandas de PAHs (Schweitzer et al. 2006; Shi et al. 2007) y de emisión de silicatos (Siebenmorgen et al. 2005) en el espectro de cuásares demuestra el interés de la espectroscopía en el IR medio también para los AGNs menos oscurecidos.

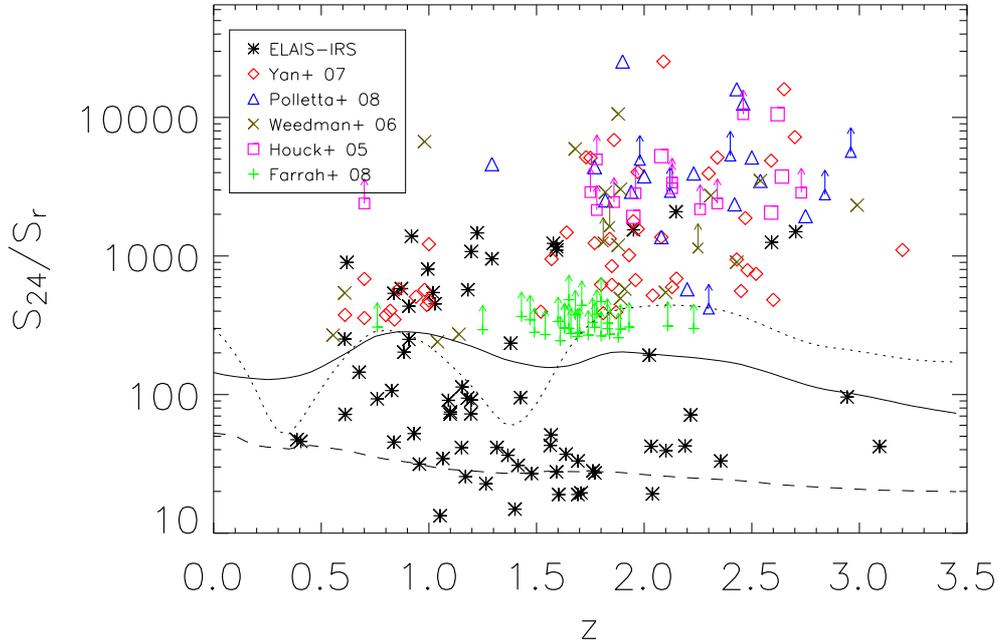


Figura 10.2 Distribución del cociente IR/óptico en función del z para varias muestras de ULIRGs a alto desplazamiento al rojo observadas con IRS. Los símbolos son los mismos que en la Figura 10.1 a los que se ha añadido la muestra de Houck et al. (cuadrados magenta). Las curvas representan las trazas de algunas SEDs patrón: M82 (línea continua), Arp 220 (línea de puntos) y QSO-norm (línea de trazos).

Los criterios utilizados en la selección de cada muestra dejan su impronta en un diagrama color-color como el de la Figura 10.1. En concreto, el cociente de flujo entre $24\ \mu\text{m}$ y una banda óptica, que se utiliza para definir todas las muestras salvo la ELAIS-IRS, determina en buena medida la naturaleza de las fuentes seleccionadas. Los casos más extremos, con $S_{24}/S_r > 2000$, dominan las muestras de Houck y Polletta. Estos objetos están altamente oscurecidos en el óptico, y en el IR presentan un continuo rojo y silicatos en absorción. Casi todos los objetos para los que se ha podido determinar el desplazamiento al rojo están a z entre 1.7 y 2.8 (Figura 10.2), debido a la conjunción de tres factores: a) el criterio en S_{24}/S_r favorece a las galaxias a $z > 1$, en las que se observa en banda r la región ultravioleta del espectro, mucho más afectada por la absorción; b) una banda de absorción de los silicatos intensa evita la selección a $24\ \mu\text{m}$ de objetos a $z \sim 1.4$; c) a partir de $z \sim 3.1$ la banda de los silicatos se desplaza fuera del rango observado por IRS, dificultando la determinación del desplazamiento al rojo del objeto. Los ajustes de la SED infrarroja de la muestra de Houck y la detección en rayos X de los objetos de Polletta indica que estos objetos están dominados por actividad AGN oscurecida, y la ausencia de bandas de PAHs en el espectro infrarrojo indica que la actividad de formación estelar extranuclear es poco importante.

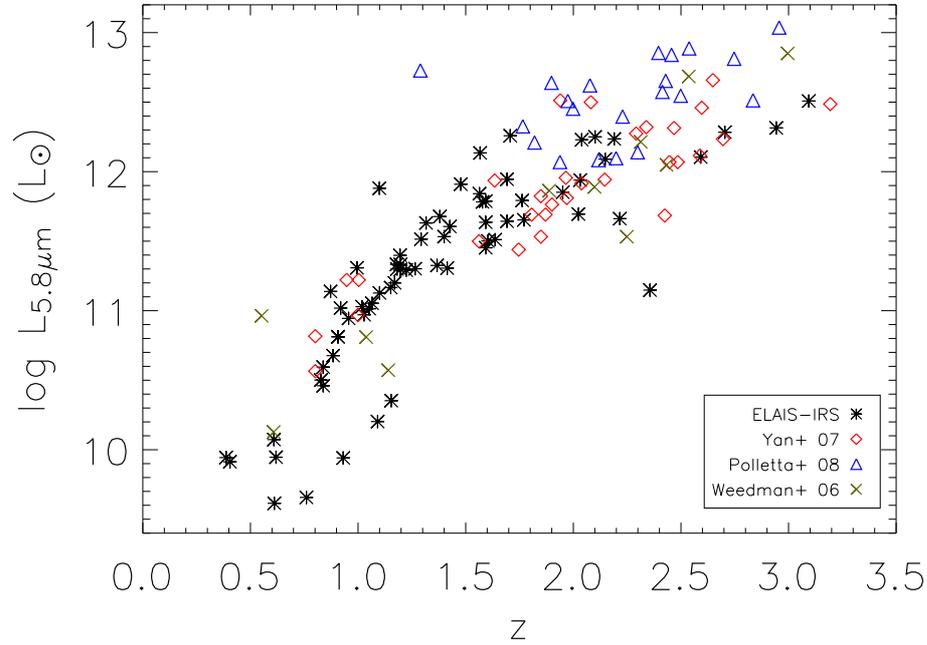


Figura 10.3 Distribución de la luminosidad a $5.8 \mu\text{m}$ en reposo en función del z para varias muestras de ULIRGs a alto z observadas con IRS. Los símbolos son los mismos que en la Figura 10.1.

Con valores de S_{24}/S_r entre 300 y 2000 encontramos a la mayoría de los AGNs oscurecidos ELAIS-IRS, las galaxias starburst de Farrah y los objetos compuestos de la muestra de Yan. La distribución de z se extiende hasta $z = 0.5$, aunque se mantiene el vacío en $z \sim 1.4$ debido a la absorción en la banda de los silicatos. En la población de $z < 1.4$ de la muestra de Yan encontramos objetos con bandas de PAHs relativamente intensas, que se ven favorecidos por la entrada de las bandas a 11.2 y $12.5 \mu\text{m}$ en el filtro de MIPS24. Entre los objetos a $z > 1.4$ hay tanto objetos con PAHs intensos (el PAH de $7.7 \mu\text{m}$ entra en MIPS24 a $z \sim 2$) como sin PAHs pero con un continuo muy rojo. Los objetos ELAIS-IRS en este rango de z tienen un continuo mucho menos empinado entre 8 y $24 \mu\text{m}$ que los de Yan con S_{24}/S_r similar, lo que sugiere que el criterio de selección en S_{24}/S_8 de Yan favorece a objetos inusualmente rojos. Con $S_{24}/S_r \sim 100$ aparecen los starbursts de la muestra ELAIS-IRS, situados a z entre 0.6 y 1 . Estos objetos son menos rojos en S_{24}/S_r que los de Yan y Farrah a z similar. Por último, con $S_{24}/S_r < 100$ encontramos los cársares poco o nada oscurecidos de la muestra ELAIS-IRS, que cubren un rango muy amplio de z porque el espectro no tiene bandas intensas que aumenten el flujo observado a $15 \mu\text{m}$ para un z específico.

Nótese que casi todos los objetos de alto z (exceptuando la mayor parte de los ELAIS-IRS) tienen cocientes S_{24}/S_r sensiblemente mayores que los que tendrían M82 o Arp220 si se desplazasen al mismo z (Figura 10.2). Esto significa que los objetos de estas muestras están más oscurecidos que la mayoría de ULIRGs locales, y que probablemente representan solamente a los objetos más extremos dentro de la población de ULIRGs a z alto.

Puesto que la mayoría de objetos tiene $S_{24} \sim 1$ mJy, la distribución de fuentes en el plano L- z cubre una franja relativamente estrecha (Figura 10.3). Los objetos más luminosos son la muestra de Polletta, que selecciona del archivo de Spitzer objetos con $\nu L_\nu(6\mu\text{m}) > 10^{12} L_\odot$. Los objetos de Yan cubren el rango entre $10^{10,5}$ y $10^{12,5}$, que coincide razonablemente con el de los objetos ELAIS-IRS. Los objetos ELAIS-IRS por debajo de $10^{10,5}$ son principalmente starbursts, que se apartan de la tendencia general por tener un continuo más débil (y rojo) que los AGNs en esta región del espectro. La estrechez de la distribución L- z implica que, cuando comparemos muestras a distintos desplazamientos al rojo, va a ser muy difícil distinguir los efectos debidos a evolución de los debidos a luminosidad. Puesto que las galaxias de estas muestras son los objetos más luminosos a 15 o 24 μm en campos de varios grados cuadrados, poblar el diagrama L- z por encima de esta franja requiere fotometría en el IR medio hasta ~ 100 μJy en campos de cientos o miles de grados cuadrados, mientras que para poblarlo por debajo necesitamos obtener espectros en IR medio de objetos más débiles que ~ 100 μJy .

En la próxima década, las misiones James Webb Space Telescope (JWST) y SPICA estarán en condiciones de obtener espectroscopía en IR medio y lejano de fuentes infrarrojas por debajo de 100 μJy . JWST, con un espejo primario segmentado de 6.6 m enfriado pasivamente por debajo de 50 K realizará imagen y espectroscopía en IR medio (entre 5 y 28 μm) con el instrumento MIRI, lo que le permitirá detectar bandas de PAHs en objetos entre 10 y 100 veces más débiles que el límite de IRS (Figura 10.4). Además, con una resolución espectral de $R \sim 3000$ podrá detectar decenas de líneas atómicas en galaxias y cuásares a alto z , aunque las bandas de silicatos quedan fuera del rango observado por MIRI a $z \gtrsim 1.8$ y la banda de PAHs a 6.2 μm a $z > 3.5$.

SPICA, por su parte, tendrá un espejo primario de 3.5 m enfriado por debajo de 5 K, lo que le proporcionará una gran sensibilidad en el IR lejano. Esta sensibilidad, junto con la cobertura en todo el infrarrojo medio y lejano permitirá extender el estudio del espectro en el IR medio en reposo hasta desplazamientos al rojo muy altos. Se espera que pueda detectar bandas de PAHs y silicatos con resolución $R \sim 100$ en ULIRGs a $z \sim 3$ en una hora de integración, y hasta $z > 4$ en 10 horas (Figura 10.4).

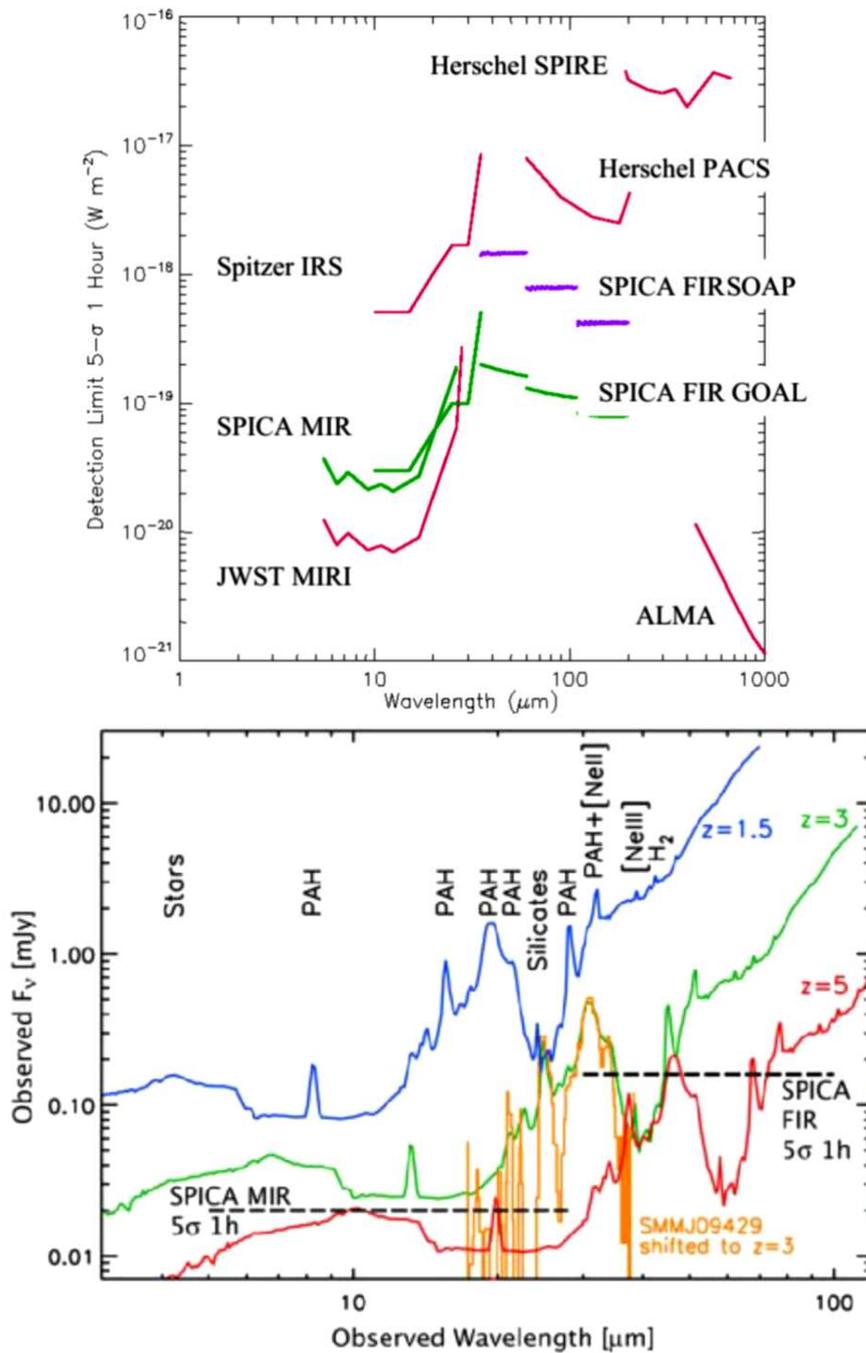


Figura 10.4 Arriba: sensibilidad en espectroscopía prevista para SPICA (verde y violeta) comparada con otros telescopios infrarrojos para líneas no resueltas en una fuente puntual (rojo). Para ALMA se asume una anchura de línea de 100 km/s, típica en fuentes extragalácticas. Abajo: Flujos en IR esperados para una SED ULIRG típica situada a desplazamientos al rojo $z = 1.5$ (azul), 3 (verde) y 5 (rojo). Se muestra en color naranja el espectro de una galaxia submilimétrica a $z \sim 3$ y en línea discontinua los límites de detección previstos para SPICA. (fuente: SPICA Cosmic Vision 2015).

11

Discusión

11.1. Las galaxias starburst a alto z

En la muestra ELAIS-IRS hemos identificado 9 de los 27 objetos ópticamente débiles como galaxias dominadas por formación estelar. Un objeto más (EIRS-21) parece contener un AGN oscurecido además de un poderoso starburst (probablemente también bastante oscurecido) y otro objeto brillante y con aspecto de cuásar en visible (EIRS-41) está dominado por los rasgos de la formación estelar en el IR medio. Aunque el criterio de selección de la muestra exigía $z_{phot} > 1$ para las galaxias, el z espectroscópico de IRS las sitúa entre 0.6 y 1.2, con un valor medio de 0.8. Esto se debe a errores en los z fotométricos originales y a que la selección en la banda de $15\ \mu\text{m}$ favorece a objetos con PAHs intensos a $z \sim 1$, mientras que a z más alto favorece sólo a objetos con un continuo intenso a $\lambda < 6\ \mu\text{m}$, es decir, AGNs. A pesar de este sesgo en favor de los objetos con PAHs intensos a $z \sim 1$, las galaxias starburst constituyen sólo un tercio de los objetos entre $z = 0.6$ y $z = 1.2$ en la muestra ELAIS-IRS, mientras que el resto son AGNs. Incluso si se excluye a los objetos clasificados ópticamente como cuásares, sólo la mitad de las galaxias en el intervalo $0.6 < z < 1.2$ son starbursts, y la otra mitad AGNs oscurecidos. Esto indica que la población de fuentes seleccionadas a $15\ \mu\text{m}$ a $z \sim 1$ está compuesta en su mayor parte por AGNs para $S_{15} > 1\ \text{mJy}$. Podría suceder que las galaxias starburst sean mayoría entre las fuentes de $15\ \mu\text{m}$ más oscurecidas, que no se seleccionan en la muestra ELAIS-IRS por su debilidad en el óptico; sin embargo, este extremo parece poco probable dado que los AGNs también dominan las cuentas de las fuentes de $24\ \mu\text{m}$ con $z \sim 1.7$ y $S_{24} > 1\ \text{mJy}$ (Weedman et al. 2005).

El espectro promedio de los starbursts ELAIS-IRS es similar al encontrado en muestras a z mayor seleccionadas en la banda de $24\ \mu\text{m}$ (Figura 11.1). Las variaciones entre ellos en la profundidad aparente de los silicatos y la intensidad de los PAHs relativa al continuo pueden interpretarse como la combinación de un espectro starburst “puro” (HII+PDR) y un continuo AGN en proporciones variables. Según esto, las galaxias starburst menos “contaminadas” por continuo serían las ELAIS-IRS y las de Farrah et al. (2008). En las galaxias de Weedman et al. (2006) existe una componente de continuo aparentemente poco

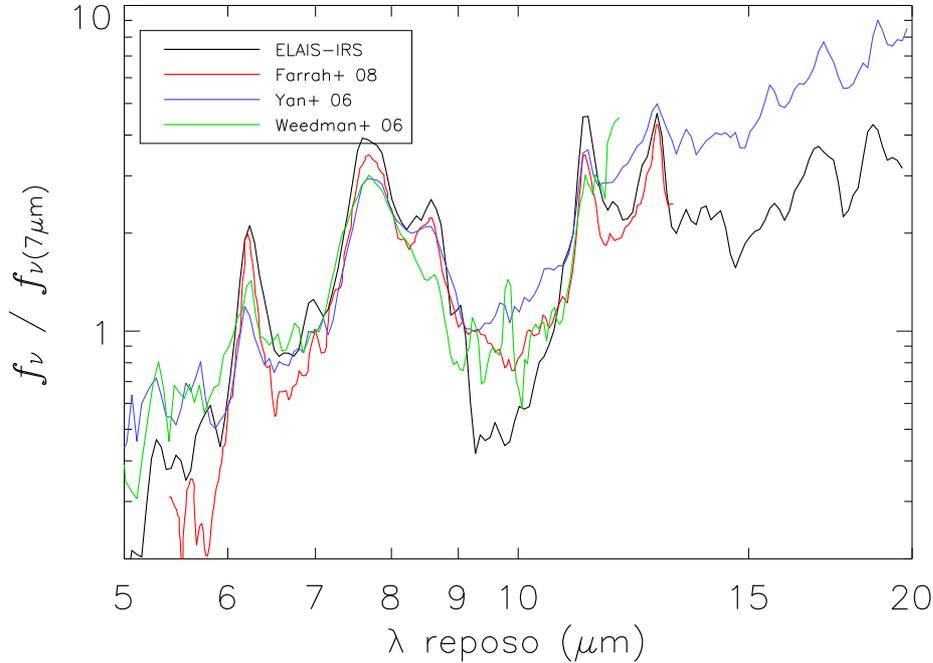


Figura 11.1 Espectros promedio para varias muestras de galaxias con PAHs intensos a z alto. En negro las fuentes ELAIS-IRS clasificadas como starburst; en rojo las galaxias de la muestra de Farrah et al. (2008); en azul las fuentes de tipo “1” de Yan et al. (2007) y en verde las galaxias starburst de Weedman et al. (2006).

importante, pero que incrementa significativamente el flujo observado por debajo de $6 \mu\text{m}$. En las galaxias de Yan et al. (2007) el continuo domina el espectro IR, con bandas de PAHs menos desarrolladas que en el resto de muestras, especialmente a 11.2 y $12.5 \mu\text{m}$.

Si representamos los espectros promedio de los objetos con PAHs de las distintas muestras en el diagrama de Spoon de los objetos de la biblioteca (Figura 11.2) podemos ver que las galaxias de Weedman están sensiblemente oscurecidas ($\langle S_{sil} \rangle \sim -1.5$), y la anchura equivalente a $6.2 \mu\text{m}$, $\langle EW_{62} \rangle \sim 0.4$, las sitúa entre las ULIRGs locales, con una componente de continuo que puede deberse a actividad AGN o starburst oscurecida. Las galaxias con PAHs de Yan se sitúan en la zona de las Seyfert 2 con PAHs, confirmando su naturaleza de objetos compuestos. Por último, las muestras de Farrah y ELAIS-IRS se sitúan en posiciones próximas entre sí y similares a las de galaxias starburst a z bajo. Farrah et al. (2007) señalan que las ULIRGs de su muestra son más parecidas a galaxias starburst con luminosidades $10^{10} - 10^{11.5} L_{\odot}$ que a las ULIRGs locales. En la muestra ELAIS-IRS esta tendencia se acentúa, con un valor de $\langle EW_{62} \rangle$ más de el doble que el de la muestra de Farrah, y como vimos en la Figura 8.7 varias ULIRGs starburst ELAIS-IRS tienen EW_{62} tan alta como las galaxias starburst con PAHs más intensos de la biblioteca.

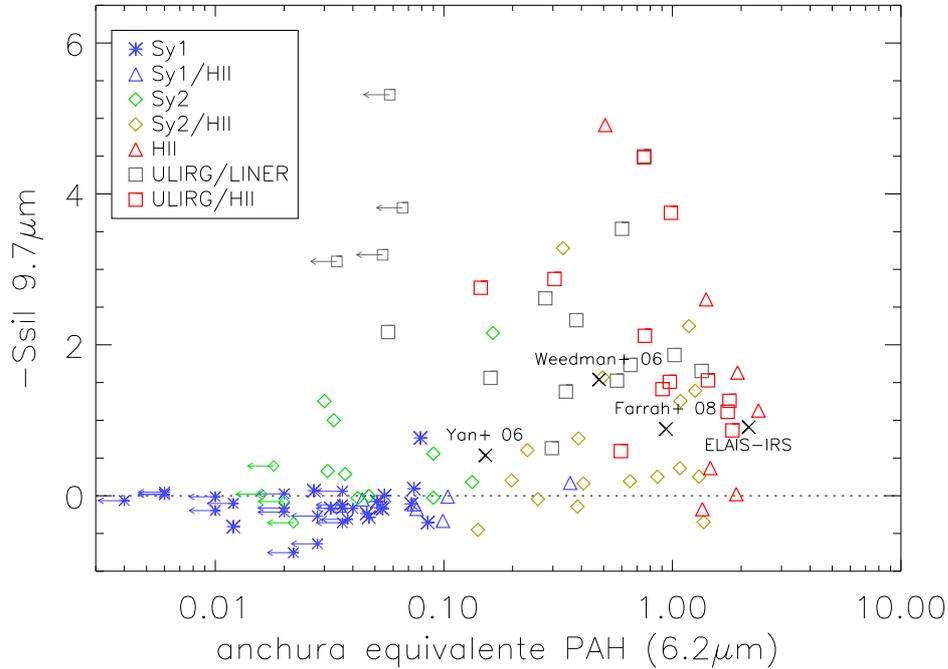


Figura 11.2 Diagrama de Spoon para los espectros promedio de 4 muestras de galaxias de alto z con PAHs intensos (equis negras). Se muestran como referencia las posiciones correspondientes a los objetos de la biblioteca. Los símbolos empleados tienen el mismo significado que en la Figura 8.1.

Los cocientes de flujo entre bandas de PAHs nos ayudan a interpretar estas diferencias: el cociente $6.2 \mu\text{m}/11.2 \mu\text{m}$ está relacionado con el grado de ionización de las moléculas de PAHs (Draine & Li 2001; Rapacioli et al. 2005; Brandl et al. 2006). Un cociente bajo señala abundancia de especies catiónicas, mientras que valores altos indican que dominan las moléculas en estado neutro. Por otro lado, se ha observado que el cociente $6.2 \mu\text{m}/7.7 \mu\text{m}$ muestra anticorrelación con la extinción (Rigopoulou et al. 1999). En el universo local, las ULIRGs suelen tener la formación estelar más concentrada que las galaxias starburst de menor luminosidad, de modo que el medio interestelar está más ionizado y el cociente $6.2 \mu\text{m}/11.2 \mu\text{m}$ es mayor. Además, suelen ser objetos altamente oscurecidos, lo que reduce el valor de $6.2 \mu\text{m}/7.7 \mu\text{m}$. Todo esto hace que en un diagrama color-color de los flujos en las bandas de PAHs (Figura 11.3) las galaxias starburst y las ULIRGs de la biblioteca ocupen regiones diferentes. Los espectros promedio de las ULIRGs starburst de las muestras ELAIS-IRS y de Farrah ocupan una posición extrema dentro de la región de las ULIRGs. El elevado valor de $6.2 \mu\text{m}/7.7 \mu\text{m}$ no puede explicarse únicamente como debido a una extinción muy baja (las galaxias starburst de la biblioteca con $S_{\text{sil}} \sim 0$ tienen $6.2 \mu\text{m}/7.7 \mu\text{m}$ menor), por lo que algún otro fenómeno debe potenciar la emisión en la banda de $6.2 \mu\text{m}$.

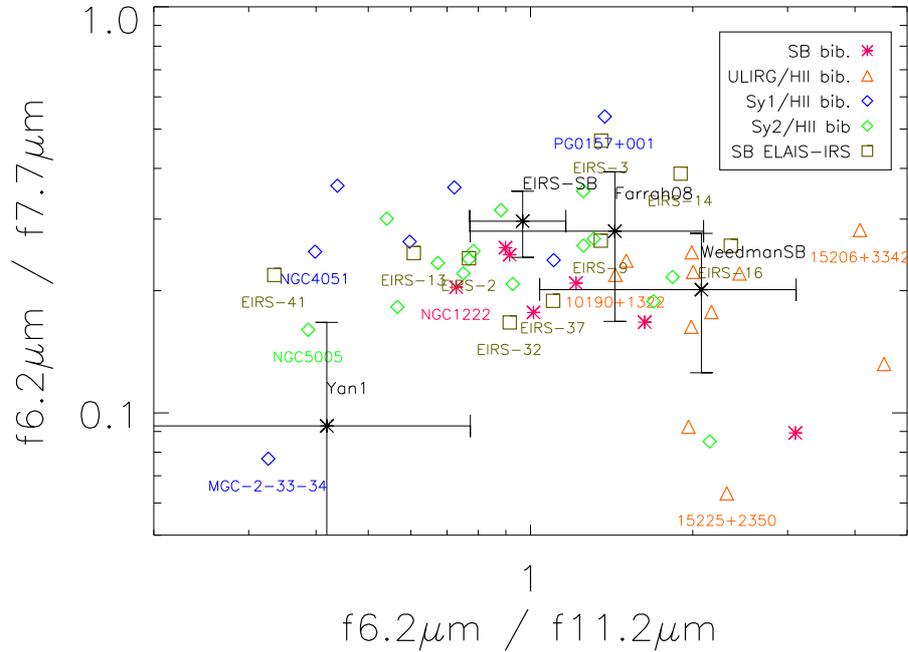


Figura 11.3 Diagrama color-color con los cocientes de flujo entre bandas de PAHs para objetos con formación estelar intensa. Los símbolos negros con barras de error representan los espectros promedio de las galaxias starburst de las muestras ELAIS-IRS, Weedman et al. 2006, Yan et al. 2007 y Farrah et al. 2008. Los símbolos de colores representan objetos de bajo z de la biblioteca de espectros: galaxias HII (magenta), ULIRG/HII (naranja), Seyfert 1/HII (azul) y Seyfert 2/HII (verde). Los cuadrados grises representan galaxias starburst individuales de la muestra ELAIS-IRS.

Aún así, el cociente $6.2 \mu\text{m}/11.2 \mu\text{m}$ es menor que para las ULIRGs de la biblioteca, indicando que el grado de ionización de las moléculas de PAHs es menor y similar al de las starburst menos luminosas. Los objetos de Weedman se corresponden mejor con buena parte de las ULIRGs locales, aunque el tamaño de las barras de error no permite decidir si constituyen una población diferente de la de ELAIS-IRS y Farrah. Por último, el promedio de los objetos starburst (“tipo 1”) de Yan tiene una banda de $6.2 \mu\text{m}$ débil, lo que lo aleja sustancialmente del resto de objetos starburst y lo sitúa entre objetos como MGC-2-33-34 y NGC4051, caracterizados por una emisión intensa de PAHs sobre continuo AGN. La similitud de los objetos ELAIS-IRS y de Farrah con las galaxias starburst locales de menor luminosidad puede ser un efecto de evolución: en el universo temprano, sistemas más ricos en gas pueden fabricar estrellas a un ritmo elevado bajo condiciones menos extremas que las que se observan en las ULIRGs locales (Marcillac et al. 2006; Sajina et al. 2006). Esta evolución se infiere también de las morfologías ópticas de LIRGs a $z \sim 1$ (Bell et al. 2005) que cubren todo el rango de tipos de Hubble, desde elípticas a irregulares.

11.2. Formación estelar en los AGNs

Estimar la formación estelar en AGNs es complicado, ya que el AGN es –por definición– la fuente de energía dominante en la galaxia. Casi todas las formas habituales de medir la SFR en galaxias no activas son ineficaces en el caso de los AGNs, siendo dos excepciones importantes la línea de [O II] 3727 Å (Ho 2005) y las bandas de PAHs en el IR medio.

En los últimos años se ha debatido mucho sobre la intensidad de la formación estelar en los AGNs. Para galaxias Seyfert existe cierto consenso en que: 1) la actividad de formación estelar escala con la luminosidad del AGN (e.g. Schweitzer et al. 2006; Shi et al. 2007; Maiolino et al. 2007), y 2) la SFR es mayor en los objetos de tipo Seyfert 2 que en los de tipo 1 (Maiolino et al. 1995; Buchanan et al. 2006). En AGNs más luminosos los resultados son más controvertidos: la mayoría de los cuásares en el universo local están situados en galaxias elípticas, con muy baja formación estelar (Dunlop et al. 2003), y sólo un 30 % muestra signos de perturbaciones gravitatorias asociables a interacciones con otras galaxias (Guyon et al. 2006). Medidas realizadas en la línea de [O II] a 3727 Å indican que la formación estelar es muy pequeña (unas pocas M_{\odot} /año) en los cuásares seleccionados en el óptico (Ho 2005; Kim et al. 2006). Por otro lado, Schweitzer et al. (2006) analizan espectros IRS de una muestra de cuásares *Palomar-Green* (PG) a $z < 0.3$, y encuentra que más del 30 % y probablemente más del 50 % de su luminosidad IR total es debida a formación estelar. Un estudio posterior de Shi et al. (2007), utilizando una muestra de cuásares PG, 2MASS y 3CR que incluye a la de Schweitzer et al. (2006), rebaja la contribución starburst a ~ 25 % del flujo a 70 y 160 μm , lo que equivale a ~ 10 % de la luminosidad IR asumiendo la SED Dale26 de nuestro catálogo para la componente starburst y QSO-norm para la componente AGN.

Sin embargo, los cuásares seleccionados en el óptico sólo suponen la mitad de la población total de cuásares (Martínez-Sansigre et al. 2005; Stern et al. 2005). La otra mitad son cuásares oscurecidos por polvo (QSO2s) que aparecen en los cartografiados en infrarrojo (Cutri et al. 2001; Lacy et al. 2004), radio (White et al. 2003) o rayos X (Norman et al. 2002). En imágenes de HST de una muestra de QSO2s a $0.3 < z < 0.8$, Lacy et al. (2007) encuentran signos de perturbaciones y de formación estelar intensa en la galaxia, y en muestras seleccionadas en el IR medio se observan signos de formación estelar reciente (Lacy et al. 2005) o actual (Yan et al. 2007).

A alto z existen muestras de QSOs brillantes en el rango submilimétrico con elevadas tasas de formación estelar (1000 - 3000 M_{\odot} /año; Bertoldi et al. 2003; Beelen et al. 2006; Lutz et al. 2007, 2008), pero la mayor parte (~ 70 %) de los QSOs de alto z no se detecta en submilimétricas (Omont et al. 2003), y la tendencia parece ser hacia una disminución del cociente entre la luminosidad del starburst y el AGN al aumentar la luminosidad del AGN (Haas et al. 2003; Maiolino et al. 2007). Esto indicaría que la correlación entre formación estelar y luminosidad del AGN satura a altas luminosidades. Algo similar parece ocurrir en los QSO2s: Sturm et al. (2006) encuentran en espectros IRS de AGNs oscurecidos seleccio-

nados en rayos X ($L_{[0.5-10] \text{ keV}} > 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$) que las bandas de PAHs no se observan o aparecen muy débiles, y Polletta et al. (2008) inferen que la formación estelar contribuye menos de un 20% a la luminosidad bolométrica en AGNs oscurecidos con $L_{6\mu\text{m}} > 10^{12} L_{\odot}$.

Los AGNs ELAIS-IRS constituyen una muestra bastante heterogénea, cubriendo un rango muy amplio de intensidad de PAHs y SFR estimadas tanto en los de tipo 1 como los de tipo 2. En algunos AGNs con PAHs intensos, el valor de la luminosidad infrarroja debida al starburst (SFL_{IR}) calculado a partir de los PAHs es tan alto que supera el 100% de la luminosidad IR derivada del ajuste de la SED. En algunos casos se debe a una mala determinación del continuo subyacente, que lleva a sobreestimar la intensidad de los PAHs, pero en otros como EIRS-15, EIRS-34, EIRS-45 y EIRS-51, el ajuste de las bandas de 6.2 y 7.7 μm parece razonable. Puesto que es poco probable que en estos objetos el cociente L_{PAH}/SFL_{IR} sea superior al encontrado en las galaxias starburst –de hecho, la destrucción de moléculas de PAHs por la radiación ionizante del AGN causaría el efecto contrario– la hipótesis más verosímil es que el ajuste de la SED haya subestimado la luminosidad infrarroja, al no reconocer la componente de polvo más frío propia del starburst por falta de fotometría lo bastante profunda en el IR lejano. Incidentalmente, las cotas superiores en los flujos a 70 y 160 μm de muchos AGNs ELAIS-IRS no pueden descartar una componente starburst dominante en el IR lejano (véanse ajustes en apéndice ??).

Para la mayoría de AGNs ELAIS-IRS, sin embargo, los PAHs son débiles, y en la mitad de ellos (31 objetos) no se ha podido determinar la contribución starburst a partir de las bandas de PAHs, obteniendo sólo una cota superior. Esto afecta sobre todo a los AGNs de tipo 1, en los que la anchura equivalente media de los PAHs es menor ($\langle EW_{62} \rangle = 0.036 \mu\text{m}$ y $\langle EW_{77} \rangle = 0.103 \mu\text{m}$ frente a $\langle EW_{62} \rangle = 0.138 \mu\text{m}$ y $\langle EW_{77} \rangle = 0.596 \mu\text{m}$ en los de tipo 2). En los espectros más ruidosos estas cotas superiores son poco restrictivas, pero para la mayoría de objetos descartan que el starburst domine la emisión de energía de la galaxia, y limitan su contribución a $\lesssim 25\%$ de la luminosidad IR.

Podemos obtener una estimación más precisa de la contribución de la formación estelar a la luminosidad IR de los AGNs ELAIS-IRS midiendo la intensidad de los PAHs en los espectros promedio de los AGNs de tipo 1 y 2 calculados en §9. Las anchuras equivalentes de las bandas de PAHs medidas en el promedio de los AGNs de tipo 1 son $EW_{62} = 0.01 \mu\text{m}$ y $EW_{77} = 0.05 \mu\text{m}$ para las bandas de 6.2 y 7.7 μm , aproximadamente la mitad que el valor medio de las medidas en los espectros individuales. Esto sugiere que en las bandas de PAHs más débiles el flujo está sobreestimado en un factor ~ 2 , quizás debido a que el ajuste escoge al mayor de los picos de ruido en el intervalo de longitudes de onda en que busca a la banda de PAHs. En los objetos de tipo 2 también aparece este sesgo, aunque es menos importante.

Asumiendo que la anchura equivalente promedio (\overline{EW}) es similar a las anchuras equivalentes reales en los espectros individuales, podemos estimar la luminosidad en cada banda de PAHs de cada espectro a partir del continuo, mediante:

$$L_{PAH}(\lambda_i) = \overline{EW}(\lambda_i) L_{\lambda,cont}(\lambda_i)$$

donde $L_{\lambda,cont}(\lambda_i)$ es la luminosidad por unidad de λ del continuo en el centro de la banda, λ_i .

Tabla 11.1. SFR y SFL_{IR} en espectros promedio

	banda	EW [μm]	L_{PAH} [L_{\odot}]	SFR [$M_{\odot}/\text{año}$]	SFL_{IR}/L_{IR}
AGN1	6.2	0.01	3.7×10^9	63	0.09
	7.7	0.05	1.5×10^{10}	77	0.12
	6.2+7.7		1.9×10^{10}	72	0.12
AGN1 baja Lum.	6.2	0.05	6×10^9	100	0.40
	7.7	0.15	1.5×10^{10}	75	0.35
	6.2+7.7		2×10^{10}	80	0.35
AGN1 alta Lum.	6.2	0.005	3×10^9	60	0.05
	7.7	0.02	1×10^{10}	60	0.06
	6.2+7.7		1.5×10^{10}	55	0.06
AGN2	6.2	0.09	2.5×10^{10}	430	0.37
	7.7	0.30	7.9×10^{10}	407	0.38
	6.2+7.7		1.0×10^{11}	400	0.37
SB	6.2	3.05	1.4×10^{10}	245	1.27
	7.7	8.94	4.1×10^{10}	214	1.18
	6.2+7.7		5.6×10^{10}	215	1.21

La Tabla 11.1 muestra la luminosidad de las bandas de PAHs y la luminosidad IR y tasa de formación estelar asociada para los espectros promedio de la muestra ELAIS-IRS. En los AGNs de tipo 1, aunque las anchuras equivalentes son muy pequeñas, la luminosidad y SFR son aproximadamente 1/3 de lo encontrado en la media de los starbursts. Sin embargo, esto supone sólo el $\sim 10\%$ de la luminosidad IR total de la galaxia, en buen acuerdo con el resultado de Shi et al. (2007).

Puesto que los espectros se normalizan a $7 \mu\text{m}$ para calcular el espectro promedio, el valor medio de L_{PAH} puede estar sobreestimado, ya que los AGNs menos luminosos (con bandas de PAHs relativamente más intensas) contribuyen con el mismo peso que los más luminosos al espectro promedio, pero no a la luminosidad de PAHs total de la muestra. Si calculamos por separado la luminosidad y SFR de los cuásares más luminosos y los menos luminosos encontramos que en los menos luminosos, con una anchura equivalente un orden de magnitud más alta, la luminosidad del starburst es sólo algo mayor, aunque la diferencia es probablemente poco significativa dada la elevada incertidumbre en la anchura equivalente de los PAHs (un factor ~ 2). Como la luminosidad del starburst se mantiene aproximadamente constante al aumentar la del AGN, la fracción de L_{IR} debida al starburst se reduce rápidamente desde $\sim 40\%$ en los objetos menos luminosos hasta $\sim 5\%$ en los cuásares más poderosos.

Esta saturación de la correlación entre la luminosidad del starburst y el AGN se ha observado también en cuásares de $z < 0.5$ (Shi et al. 2007). Para cuásares más luminosos que los ELAIS-IRS ($L_{6\mu\text{m}} > 10^{12.5} L_{\odot}$) sólo muy recientemente se han obtenido medidas de SFR a partir de las bandas de PAHs: Lutz et al. (2008) encuentran SFR muy altas (entre 1000 y 3000 $M_{\odot}/\text{año}$) en una muestra de 12 cuásares de tipo 1 a $z \sim 2$ seleccionados en milimétricas; mientras que en la población general, Maiolino et al. (2007) determinan un

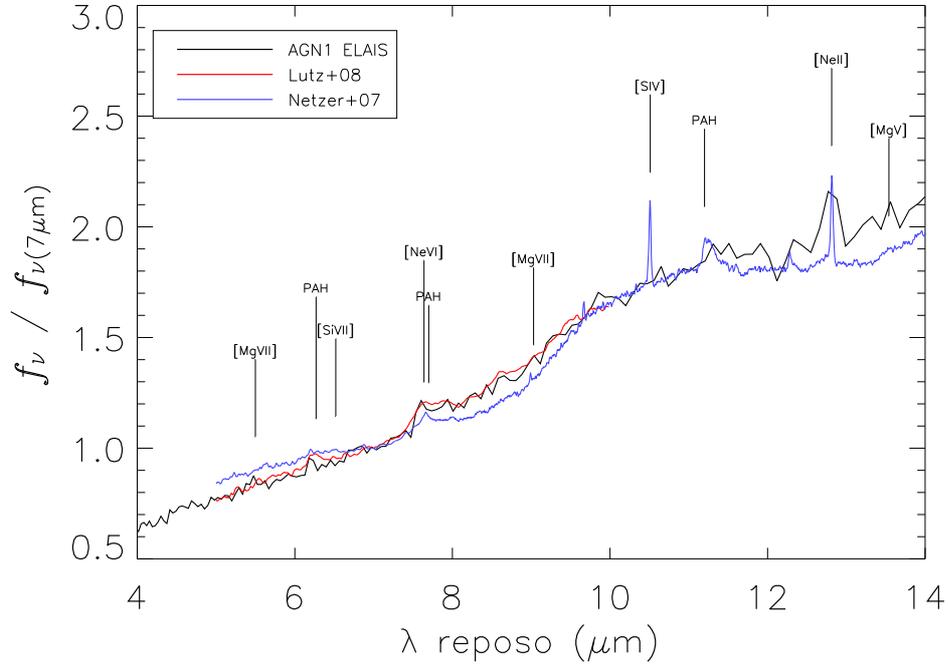


Figura 11.4 Detalle del espectro promedio de los AGNs de tipo 1 ELAIS-IRS (en negro). Como comparación se muestra en azul el promedio de cuásares a z bajo de Netzer et al. (2007) y en rojo el promedio de 12 cuásares a $z \sim 2$ seleccionados en milimétricas de Lutz et al. (2008). La mucha mayor intensidad aparente de las líneas de [S IV] y [Ne II] en el espectro de Netzer et al. se debe a que sus observaciones se realizaron con el módulo de alta resolución de IRS.

límite superior poco restrictivo de $<700 M_{\odot}/\text{año}$ a partir del espectro promedio de una muestra de cuásares a z entre 2.5 y 3.5. Esta cota es un orden de magnitud mayor que la SFR media de los AGNs de tipo 1 ELAIS-IRS ($50\text{-}100 M_{\odot}/\text{año}$) pero rebajarla sería muy difícil incluso para Spitzer, y probablemente habrá que esperar a la espectroscopía con JWST/MIRI en la próxima década.

La Figura 11.4 muestra el espectro promedio de los AGNs de tipo 1 ELAIS-IRS junto con el promedio de Netzer et al. (2007) de cuásares a z bajo y el promedio de Lutz et al. (2008) de cuásares a z alto brillantes en milimétricas. A pesar de que los cuásares de Lutz son un orden de magnitud más luminosos que los ELAIS-IRS, el espectro entre 5 y 10 μm en reposo es virtualmente idéntico, con bandas de PAHs a 6.2 y 7.7 μm sólo ligeramente más intensas, aunque la falta de medidas para $\lambda > 10 \mu\text{m}$ impide determinar si la característica de los silicatos tiene la misma forma.

En los objetos ELAIS-IRS clasificados como AGNs de tipo 2 la luminosidad media de los PAHs (y la SFR inferida) es superior en aproximadamente un factor 6 a la encontrada en el promedio de los AGNs de tipo 1, y también es mayor que la de las galaxias starburst de la muestra debido a que están a un z medio mucho más alto (1.46 frente a 0.80). Aún así, la formación estelar sólo proporciona un $\sim 40\%$ de la luminosidad IR de la galaxia, y es por tanto comparable a la luminosidad IR debida al AGN. Esta asimetría en la distribución de la SFR en los AGNs de tipo 1 y 2 también se observa en una muestra de AGNs seleccionados del Sloan Digital Sky Survey (Kim et al. 2006). Los AGNs de tipo 2 de esta muestra, con luminosidades en la línea de [O III] 5007 Å que los sitúan en el rango de los cuásares (QSO2s), tienen SFR medidas a partir de la luminosidad corregida en la línea de [O II] a 3727 Å de $\sim 20 M_{\odot}$ /año, un orden de magnitud por encima de lo que estiman en QSOs (tipo 1) de luminosidad comparable. Sin embargo, esta magnitud es probablemente una cota inferior debido al enrojecimiento, pues en una muestra de QSO2s con espectroscopía óptica y en el IR medio, Lacy et al. (2007) determinan una SFR mucho más alta a partir de las bandas de PAHs que de la línea de [O II].

Entre los AGNs más luminosos la situación es bastante confusa. En una muestra de AGNs de tipo 2 seleccionados en rayos X y con luminosidades comparables a las de los AGN2s ELAIS-IRS, Weedman et al. (2006) encuentran que sólo 1 de 9 objetos muestra bandas de PAHs detectables. Además, en la muestra de QSO2s extremos ($L(6 \mu\text{m}) > 10^{12} L_{\odot}$) de Polletta et al. (2008) no se detectan bandas de PAHs, y un límite superior a la intensidad del PAH de $7.7 \mu\text{m}$ en el espectro promedio indica que el starburst contribuye menos de un 20% de la luminosidad IR de las fuentes. La cota superior que estiman para la SFR media es de $350 M_{\odot}$ /año, comparable con las $\sim 400 M_{\odot}$ /año estimadas para los AGNs de tipo 2 ELAIS-IRS, que son un orden de magnitud menos luminosos. Se deduce de esto que la saturación en el aumento de la formación estelar con la luminosidad del AGN también afecta a los AGNs de tipo 2, o alternativamente, que la selección en el IR medio favorece a objetos con mayor actividad de formación estelar que la selección en óptico o rayos X. Puesto que la mitad de los AGNs de tipo 2 en la muestra ELAIS-IRS están a z entre 0.8 y 1.2, la banda de PAHs a $7.7 \mu\text{m}$ entra en el filtro de $15 \mu\text{m}$, lo que puede haber sesgado la muestra en favor de objetos con PAHs intensos. Sin embargo, parece poco probable que este sesgo explique por sí solo una SFR 6 veces mayor en los AGNs de tipo 2 que en los de tipo 1.

Una diferencia importante en la intensidad de la formación estelar en AGNs de tipo 1 y 2 es muy difícil de encajar con el Modelo Unificado de los AGNs, según el cual la distinción entre tipo 1 y 2 es sólo un efecto de orientación, y por tanto no debería afectar a la actividad de formación estelar observada, cuya emisión debe ser aproximadamente isótropa. Esto sugiere que la clasificación como Seyfert 1 o 2 no depende exclusivamente de la orientación con que vemos el toro, sino también de algún factor intrínseco. Por ejemplo, un starburst nuclear importante, rico en gas molecular y polvo, podría oscurecer la emisión del AGN a la vez que potencia la emisión de PAHs de la galaxia. Las observaciones interferométricas con ALMA en las líneas de CO en el IR lejano y submilimétrico pueden ayudar a esclarecer este punto en el futuro, pues se ha observado una correlación entre la luminosidad en las líneas de CO (L_{CO}) y la luminosidad infrarroja total en muestras de galaxias luminosas y ultraluminosas (e.g. Sanders & Mirabel 1996).

11.3. Geometría de la distribución del polvo

Aunque el toro postulado por el Modelo Unificado explica de forma sencilla las propiedades ópticas de los AGNs a z bajo, cuando consideramos el resto del espectro electromagnético aparece una serie de dificultades que exigen la revisión del modelo:

- La emisión/absorción en la banda de los silicatos no siempre coincide con lo esperado según el tipo Seyfert determinado en el óptico (Buchanan et al. 2006; Brand et al. 2007; Hao et al. 2007).
- En objetos con silicatos en emisión la temperatura estimada de los granos (~ 200 K) es demasiado baja para que estén situados en la cara interna del toro, como postula el Modelo Unificado (Sturm et al. 2005).
- La distribución en z de los AGNs oscurecidos y de tipo 1 es muy diferente: el máximo de emisividad en los QSO2s seleccionados en rayos X se sitúa en $z \sim 0.8$, mientras que para los de tipo 1 está a $z > 2$ (Franceschini et al. 2002).
- Aproximadamente el 30 % de los AGNs oscurecidos en rayos X no lo están en el óptico, y viceversa (Perola et al. 2004; Tozzi et al. 2006; Gliozzi et al. 2007).
- AGNs fuertemente absorbidos en rayos X o con SEDs muy rojas entre óptico e infrarrojo no muestran absorción en la banda de los silicatos (Sturm et al. 2006).
- El cociente entre la luminosidad en rayos X e IR medio es muy similar para AGNs de tipo 1 y 2, lo que sugiere que el toro es ópticamente delgado en el IR medio (Lutz et al. 2004; Sturm et al. 2006; Horst et al. 2008), pero el cociente entre IR medio y radio es consistentemente más alto para los de tipo 1, lo que implicaría que el toro es ópticamente grueso en IR medio (Buchanan et al. 2006).

Además, hemos visto que la formación estelar es sustancialmente mayor en AGNs de tipo 2 que en los de tipo 1, algo que no puede explicarse mediante un efecto de orientación, y en imágenes de alta resolución de AGNs cercanos se observa que la inclinación del disco de la galaxia correla con la extinción de los silicatos, implicando que al menos parte del enrojecimiento que sufre el AGN se produce en la galaxia (Lacy et al. 2007).

El Modelo Unificado predice que la banda de silicatos en emisión se produce en la cara interna del toro, a temperaturas próximas al punto de sublimación de los silicatos. Sin embargo, se ha observado emisión de silicatos extendida y con una temperatura estimada mucho más baja (~ 200 K, Sturm et al. 2005; Schweitzer et al. 2008) lo que sugiere que al menos parte de la emisión se produce en la NLR o en la galaxia. El ensanchamiento de la banda de los silicatos y el desplazamiento del máximo de emisión a longitudes de onda más largas que las observadas en absorción puede deberse a una composición diferente de los granos de polvo en las proximidades del AGN o a un aumento del tamaño típico de los granos, como se ha sugerido para los discos de polvo en torno a estrellas jóvenes

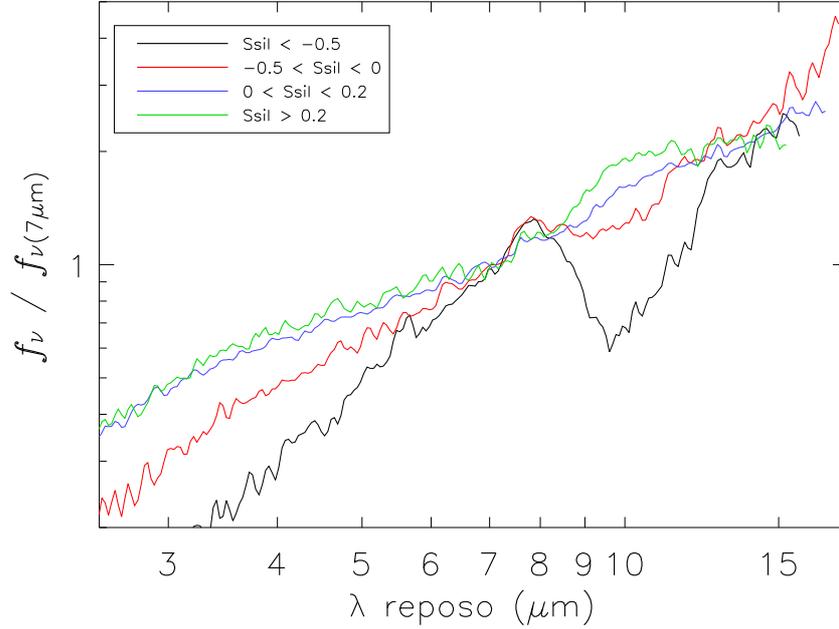


Figura 11.5 Espectros promedio para 4 conjuntos de AGNs ELAIS-IRS agrupados según su medida de S_{sil} y normalizados a $7 \mu\text{m}$ en el sistema en reposo: $S_{sil} < -0.5$ (negro), $-0.5 < S_{sil} < 0$ (rojo), $0 < S_{sil} < 0.2$ (azul), $S_{sil} > 0.2$ (verde).

(Bowman et al. 2001; Forrest et al. 2004). Otra interpretación, propuesta por Siebenmorgen et al. (2005), es que el coeficiente de absorción del polvo κ_ν sea el mismo que cuando se observa en absorción, pero el pico aparezca ensanchado y desplazado hacia λ largas por el acoplamiento con una emisión de continuo térmico creciente: si el medio es ópticamente delgado, la emisión será proporcional a $\kappa_\nu \times B_\nu(T_d)$, donde $B_\nu(T_d)$ es la función de Planck a la temperatura T_d del polvo, que para ~ 200 K tiene una elevada pendiente a $10 \mu\text{m}$. Sin embargo, Sturm et al. (2005) encuentra en un AGN de baja luminosidad (NGC 3998) que una temperatura de ~ 180 K es consistente con la intensidad de emisión en las bandas a 10 y $18 \mu\text{m}$ pero no con el continuo a longitudes de onda más largas, favoreciendo en su lugar a modelos de polvo con granos mayores.

Suponiendo que la ley de extinción vigente en el toro sea similar a la que se observa en ULIRGs cercanas y en el centro galáctico, tendrá un mínimo relativo de absorción a $\sim 7 \mu\text{m}$ y aumentará a longitudes de onda más cortas, por lo que la profundidad óptica será mayor en el IR cercano que a $7 \mu\text{m}$. Si la absorción de los silicatos se produce en el toro, el continuo en el IR cercano-medio debe ser tanto más empinado cuanto mayor sea la profundidad del silicato; en cambio, si la banda de silicatos se produce fuera del toro, pueden darse simultáneamente un silicato en absorción profundo y un continuo en el IR cercano intenso y plano (Polletta et al. 2008).

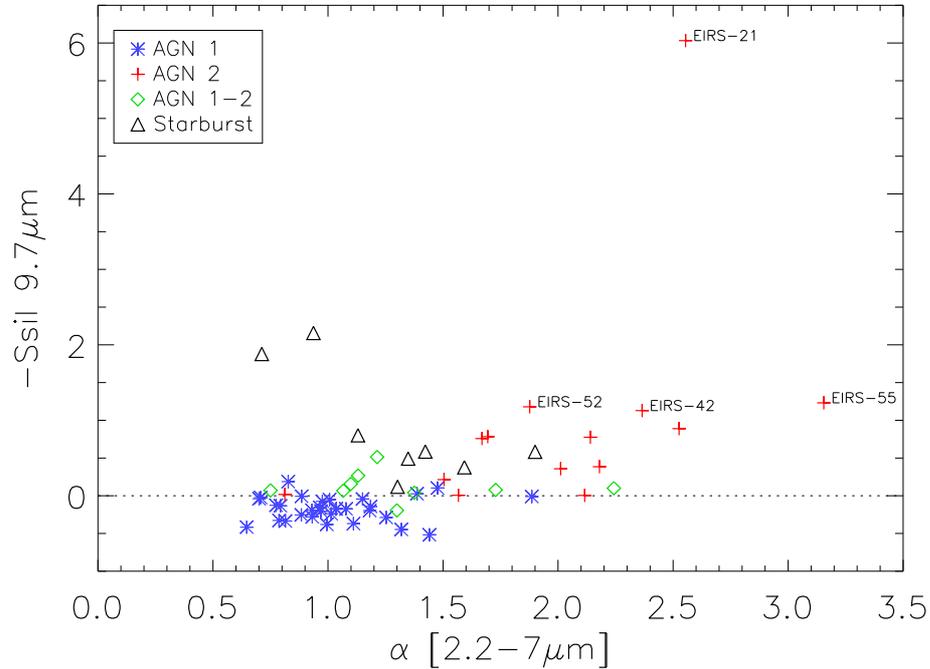


Figura 11.6 Fuerza de los silicatos en función del índice espectral del continuo en el IR cercano-medio para la muestra ELAIS-IRS. Los asteriscos azules representan objetos clasificados como AGNs de tipo 1, las cruces rojas, AGNs de tipo 2, los rombos verdes AGNs de tipo incierto, y los triángulos negros galaxias starburst. Para los objetos con silicato en emisión ($S_{sil} > 0$) no se observa ninguna tendencia, pero para los que tienen silicato en absorción su intensidad tiende a aumentar con la pendiente α del continuo.

En la Figura 11.5 mostramos el espectro promedio de los AGNs ELAIS-IRS divididos en cuatro subgrupos en función de la fuerza de los silicatos (S_{sil}) medida en los espectros individuales. En los objetos con $S_{sil} > 0$ (silicato en emisión), que en la mayoría de los casos hemos clasificado como AGNs de tipo 1, vemos que la pendiente del espectro es pequeña e independiente de la fuerza de los silicatos, lo que indicaría que la extinción es relativamente baja. En los objetos con $S_{sil} < 0$ (silicato en absorción) la pendiente del continuo es sustancialmente mayor que en los que muestran silicato en emisión, y la mayor pendiente corresponde al subgrupo con silicato más profundo. Esto corrobora la correlación entre la pendiente en el IR cercano-medio y la absorción de silicatos, y por tanto no permite afirmar que, en general, la absorción se produzca fuera del toro.

Para ver si existe algún objeto ELAIS-IRS que se aparte sustancialmente de esta tendencia, hemos calculado el índice espectral del continuo α para los objetos individuales entre 2.2 y 7 μm en reposo. La luminosidad a 2.2 μm la hemos determinado interpolando en

la fotometría de IRAC (válido para objetos a $z > 0.6$) mientras que la luminosidad a $7 \mu\text{m}$ la medimos en el espectro IRS. Esto implica cierta dispersión debido a las incertidumbres en la calibración relativa de IRAC e IRS, pero es relativamente poco importante dado el amplio rango de valores de α (Figura 11.6). La mayoría de los AGNs de tipo 1 y los de tipo indeterminado (AGN12) tienen $\alpha < 1.5$, mientras que todos los de tipo 2 excepto EIRS-15 –que tienen una componente starburst relativamente intensa– tienen $\alpha > 1.5$. Existe una tendencia clara –aunque con elevada dispersión– hacia un aumento simultáneo de α y S_{sil} en los AGNs, pero no en las galaxias starburst. El único objeto que se desmarca claramente de la tendencia es EIRS-21, que muestra una absorción de silicatos mucho más intensa de lo que cabría esperar por su pendiente en el IR cercano-medio, y por tanto es un firme candidato a poseer extinción sustancial fuera del toro. EIRS-52, aunque tiene un valor de S_{sil} menos extremo, también se aparta bastante de la tendencia general con una pendiente en el IR cercano-medio menor que el espectro promedio (Figura 11.7). Incidentalmente, EIRS-21 tiene bandas de PAHs que demuestran la presencia de un poderoso starburst en la galaxia, mientras que en EIRS-52 no se observan. Otros AGNs con absorción de silicatos intensa (aunque no extrema), tales como EIRS-42 y EIRS-55 tienen valores de α compatibles con que la absorción se produzca en el toro.

Polletta et al. (2008) modela la SED de una muestra de AGNs oscurecidos a alto z y encuentra dos tipos de objetos: aquellos en los que la SED infrarroja y la banda de absorción de silicatos pueden explicarse mediante la absorción del toro (tipo T) y aquellos en los que se requiere una componente adicional de polvo frío (tipo T+C). Estos últimos tienen una banda de absorción de silicatos muy profunda, pero la pendiente hacia el IR cercano es similar a la de los AGNs de tipo 1 (Figura 11.8). El espectro promedio de los AGNs de tipo 2 ELAIS-IRS es muy similar al tipo T de Polletta, con la misma pendiente para $\lambda < 7 \mu\text{m}$ y una banda de silicatos algo menos profunda, lo que de nuevo respalda la idea de que la absorción en los AGNs ELAIS-IRS se produce principalmente en el toro. En la muestra de Yan et al. (2006) la tercera parte de los objetos también muestran bandas de silicato profundas (tipo “1.5” y “2” en su clasificación) pero de nuevo, la pendiente del continuo indica que la absorción puede producirse en el toro.

11.4. La conexión AGN-Starburst

Hemos visto que tanto en el universo local como en los objetos ELAIS-IRS y otras muestras a z alto la formación estelar es considerablemente más intensa en AGNs de tipo 2 que en los de tipo 1 de luminosidad comparable. Aunque esta diferencia puede estar potenciada por la selección en el IR medio, que favorece a objetos de tipo 2 con bandas de PAHs intensas, es poco probable que se deba únicamente a efectos de selección. Por otro lado, muchas galaxias que albergan a cuásares cercanos son gigantes elípticas con muy escasa formación estelar, pero muestran poblaciones estelares post-starburst en la región nuclear que delatan una fase starburst reciente ($< 10^9$ años) pero finalizada (Kauffman et al. 2003; Wang & Wei 2006, 2008).

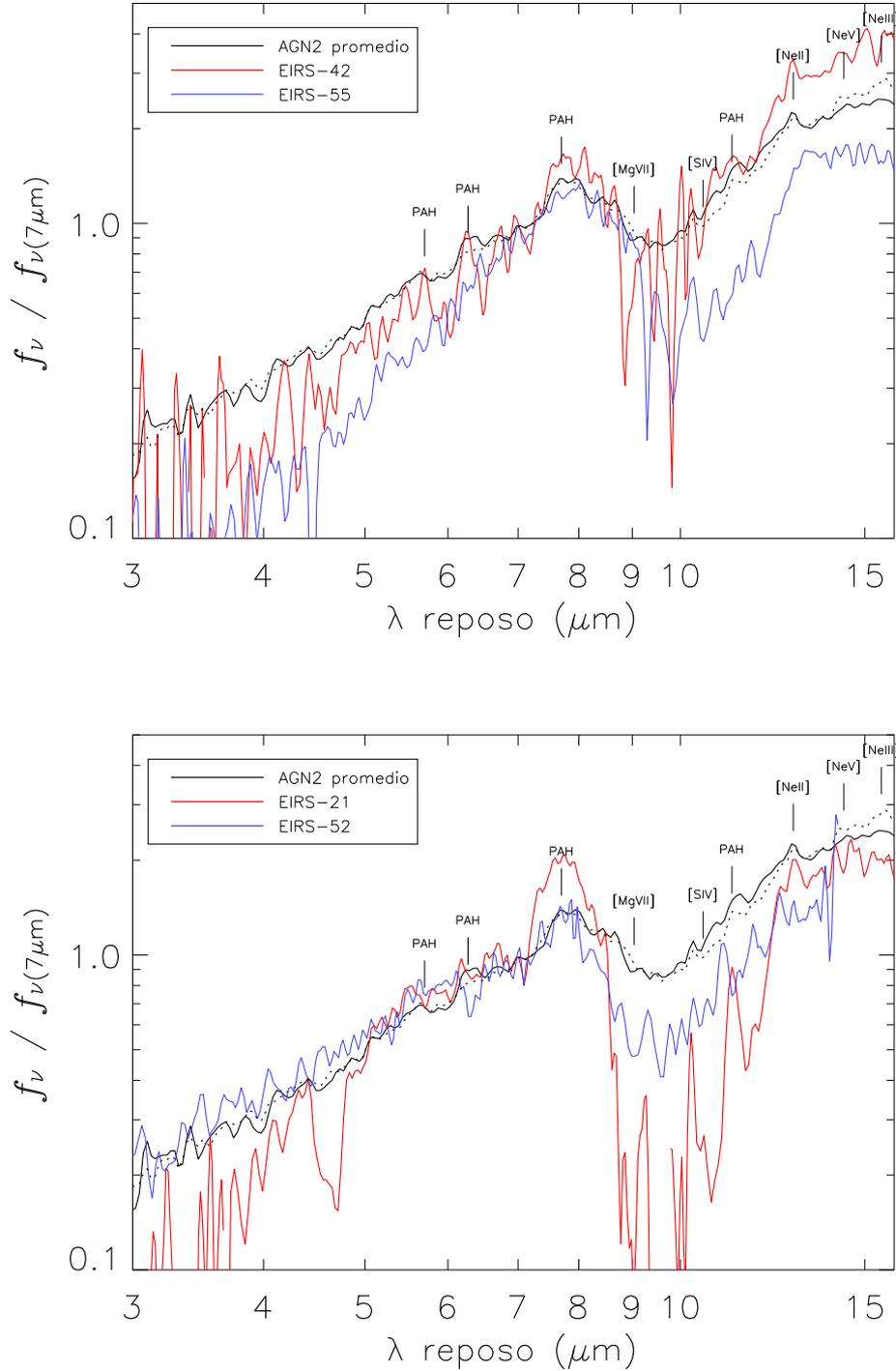


Figura 11.7 Espectros de los 4 AGNs con mayor absorción de silicatos en la muestra ELAIS-IRS. Arriba: objetos en los que la relación entre absorción de silicatos y pendiente del continuo es compatible con absorción en el toro. Abajo: objetos con absorción de silicatos demasiado intensa en relación con la pendiente del continuo, lo que sugiere absorción por polvo frío en la galaxia. La línea continua negra representa en ambos casos el espectro promedio de los AGNs de tipo 2 con z de categoría A, mientras que la de puntos representa a los de tipo 2 que tienen z de categoría A o B.

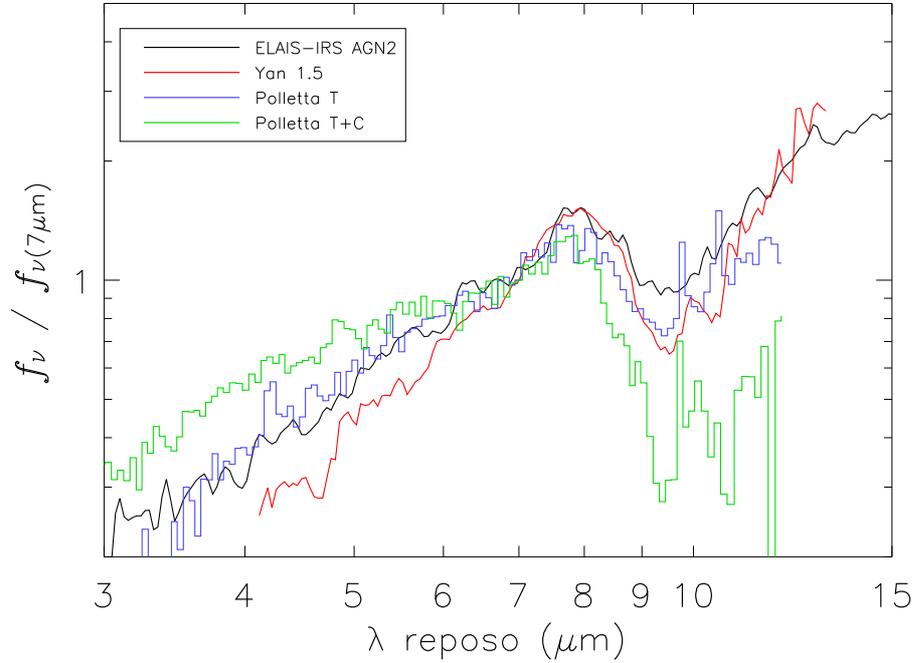


Figura 11.8 Espectros promedio para distintas muestras de objetos oscurecidos a z alto. En negro el espectro promedio de las fuentes ELAIS-IRS clasificadas como AGNs de tipo 2; en rojo las fuentes del tipo “1.5” de Yan et al. (2006) y en azul y verde, respectivamente, los AGNs oscurecidos que ajustan su espectro IRS a un modelo de toro o de toro + polvo frío (Polletta et al. 2008).

El que en los AGNs de tipo 2 predomine la formación estelar *actual*, y en los de tipo 1 la formación estelar *pasada* supone un serio inconveniente para los modelos de unificación dependientes de la orientación, y sugiere en su lugar una conexión evolutiva entre ambos tipos de AGN: los objetos de tipo 2 no serían intrínsecamente iguales a los de tipo 1, sino que representarían una fase más temprana en la evolución de los AGNs, en la que el mecanismo que alimenta la emisión del cuásar no está completamente desarrollado o queda oculto tras regiones polvorientas en las que se produce la formación estelar.

Según el modelo evolutivo (e.g. Weedman 1983; Sanders et al. 1988; Wang & Wei 2006) el starburst se iniciaría en un proceso de interacción entre galaxias, como se observa en las ULIRGs locales, y sobreviviría durante al menos parte de la fase embebida de la actividad AGN, dando lugar a los objetos compuestos. Posteriormente, el agujero negro supermasivo acreta buena parte del gas circumnuclear, aumentando su luminosidad y deteniendo a su vez la formación estelar, con las estrellas ya formadas evolucionando pasivamente hacia el tipo A. En la fase final, los vientos del AGN eyectan el gas y polvo restantes revelando un cuásar de tipo 1. El polvo y gas circumnuclear en que se origina el starburst darían

cuenta de las discrepancias entre el tipo Seyfert óptico y la SED infrarroja, y ayudarían a explicar la isotropía en el cociente entre la luminosidad en rayos X y en el IR medio como consecuencia de la dilución de la emisión IR del AGN en la de la galaxia.

Este escenario, aunque verosímil, no está exento de ambigüedades ni contradicciones. Así, en muchos AGNs de tipo 2 seleccionados en rayos X y con absorción de silicatos intensa no se detectan bandas de PAHs (Polletta et al. 2008), y la emisión en el infrarrojo lejano puede deberse a polvo situado en la galaxia pero calentado por el AGN (Ho et al. 2005; Polletta et al. 2008). A z alto, hay cuásares de tipo 1 que muestran formación estelar intensa, entre ellos algunos ELAIS-IRS como EIRS-39. Por todo esto, quizás ambos modelos sean correctos en parte, y tanto el toro como el polvo y gas circumnuclear afectan al espectro observado de los AGNs, con objetos dominados por la contribución de una componente o la otra en función del ángulo de visión y el estado de evolución del AGN. Un modelo así podría dar cabida a gran parte de los resultados observacionales contradictorios con uno u otro modelo obtenidos hasta la fecha, pero dificulta notablemente la realización de predicciones que puedan ponerlo a prueba.

12

Conclusiones

- La selección de fuentes en el IR medio favorece a objetos dominados por formación estelar en intervalos de z en los que las bandas de PAHs más importantes quedan dentro de la banda de transmisión del filtro infrarrojo. Esto corresponde a $z \sim 1$ a $15 \mu\text{m}$ y $z \sim 1.8$ a $24 \mu\text{m}$. En los AGNs la distribución en z es más uniforme, salvo por la escasez de objetos al desplazamiento al rojo que lleva la banda de los silicatos al filtro IR ($z \sim 1.4$ para $24 \mu\text{m}$).
- En la muestra ELAIS-IRS, la profundidad relativamente baja de los datos ópticos junto con la necesidad de detección en al menos 3 bandas ópticas para el cálculo de z fotométrico favorece la selección de objetos poco oscurecidos, al contrario de lo que ocurre en la mayoría de muestras de ULIRGs a alto z , en las que predominan los objetos muy oscurecidos.
- Las estimaciones de z en los objetos ELAIS-IRS a partir del espectro en el IR medio son robustas en objetos oscurecidos o con formación estelar importante, e inciertas en muchos AGNs no oscurecidos. Este comportamiento hace que la combinación de espectroscopía óptica y en el IR medio garantice la obtención de z 's de calidad por uno u otro medio para una gran mayoría de fuentes infrarrojas.
- La correlación existente entre las SEDs en el IR medio y lejano de las galaxias nos permite estimar luminosidades infrarrojas totales [8-1000 μm] a partir del espectro observado entre 5 y 38 μm con una incertidumbre de un factor ~ 3 . Si añadimos fotometría en IR lejano a 70 y 160 μm , la incertidumbre se reduce aún más y pasa a estar dominada por los errores en la fotometría y los modelos.
- La combinación de criterios de diagnóstico en el IR medio nos permite separar a las galaxias starburst y AGNs de tipo 1 y 2 de forma eficiente y con buena correlación con la clasificación óptica. Sin embargo, a veces determina incorrectamente el tipo Seyfert de los AGNs, lo cual no es un defecto del método sino un problema de definiciones: en el IR se distinguen AGNs “embebidos” y AGNs “expuestos”, mientras que en el óptico son AGNs con líneas de emisión anchas o estrechas. El que estas poblaciones no se superpongan completamente exige una revisión del Modelo Unificado de los AGNs.

- Aunque los criterios empleados en la definición de la muestra ELAIS-IRS favorecen la selección de starbursts en el intervalo $0.6 < z < 1.2$, las galaxias starburst suponen sólo 1/3 de las fuentes en este intervalo, lo que sugiere que la población de fuentes de $15 \mu\text{m}$ a $z \sim 1$ está dominada por AGNs para $S_{15} > 1 \text{ mJy}$.
- El espectro promedio de las ULIRGs starburst ELAIS-IRS es similar al de ULIRGs locales; sin embargo, la absorción de silicatos, anchura equivalente de los PAHs y cocientes de flujo entre bandas de PAHs son más parecidos a los encontrados en galaxias starburst locales de menor luminosidad. El mismo fenómeno se observa en otra muestra de ULIRGs starburst a $z \sim 1.7$, y podría deberse a que las ULIRGs de alto z sean más ricas en gas que sus representantes locales, dando lugar a starbursts más extensos con un medio interestelar menos ionizado.
- La tasa de formación estelar promedio en los cuásares (tipo 1) ELAIS-IRS derivada a partir de las bandas de PAHs ($50 - 100 M_{\odot}/\text{año}$) es muy superior a la que se observa en cuásares cercanos. Puesto que la mayoría son brillantes en el óptico y la selección a $15 \mu\text{m}$ no favorece ni desfavorece a los objetos con mayor formación estelar, concluimos que esta mayor formación estelar a $z > 1$ se da también en la población general de cuásares.
- Encontramos que la formación estelar medida en los cuásares ELAIS-IRS más luminosos ($\nu L_{\nu} 5.5 \mu\text{m} > 4 \times 10^{11} L_{\odot}$) es similar o menor que en los cuásares más débiles ($\nu L_{\nu} 5.5 \mu\text{m} < 4 \times 10^{11} L_{\odot}$), indicando que la relación entre luminosidad del starburst y del AGN observada en cuásares de menor luminosidad satura en este rango.
- Exceptuando la anchura equivalente de los PAHs, no se observan otras variaciones en el espectro promedio de los cuásares ELAIS-IRS en función de su luminosidad. Concretamente, no se observa dependencia de la intensidad de la emisión en la banda de los silicatos con la luminosidad.
- En los AGNs oscurecidos (tipo 2) la formación estelar medida a partir de las bandas de PAHs es unas 6 veces mayor ($\sim 400 M_{\odot}/\text{año}$) que en los cuásares (tipo 1). Aunque la selección a $15 \mu\text{m}$ puede haber favorecido a los AGNs de tipo 2 con PAHs más intensos es poco probable que justifique por sí sola esta diferencia, lo que sugiere que el polvo relacionado con la formación estelar es al menos en parte responsable de la extinción que sufre el AGN.
- La absorción en la banda de los silicatos en los AGNs es relativamente pequeña, favoreciendo a los modelos de toro grumoso (“*clumpy*”) frente a los de toro homogéneo.
- La pendiente del continuo entre 2.2 y $7 \mu\text{m}$ en reposo en los AGNs oscurecidos muestra cierta correlación con la profundidad de la absorción de silicatos, tal como se espera si la absorción se produce en el toro, aunque la relación tiene bastante dispersión. En los dos objetos que más se apartan de esta relación, EIRS-21 y EIRS-52, es probable que la absorción de silicatos se deba principalmente a polvo frío en la galaxia. En EIRS-21 hay emisión intensa de PAHs que delata un starburst de $\sim 10^{12} L_{\odot}$ y que podría ser la causa de la absorción, mientras que en EIRS-52 no se observa emisión de PAHs significativa.

-
- En otras muestras de QSO2s a z alto abundan los objetos con bandas de silicatos muy profundas compatible con absorción por polvo frío situado lejos del AGN (en la galaxia o la BLR). La escasez de este tipo de objetos en la muestra ELAIS-IRS se debe probablemente a la debilidad extrema de estos objetos en el visible, que impide la detección en tres bandas ópticas necesaria para el cálculo del z fotométrico utilizado como criterio de selección.
 - Nuestros resultados favorecen la interpretación de la conexión AGN-starburst en términos evolutivos: en el proceso de interacción entre galaxias, primero se formaría un starburst (circum-)nuclear en cuyo interior se activa un AGN embebido (tipo 2). Posteriormente, la mayor parte del gas es acretao por el agujero negro y la formación estelar disminuye o desaparece, al tiempo que el AGN aumenta su luminosidad y dispersa el polvo que lo oscurece, mostrándose como AGN de tipo 1.

A

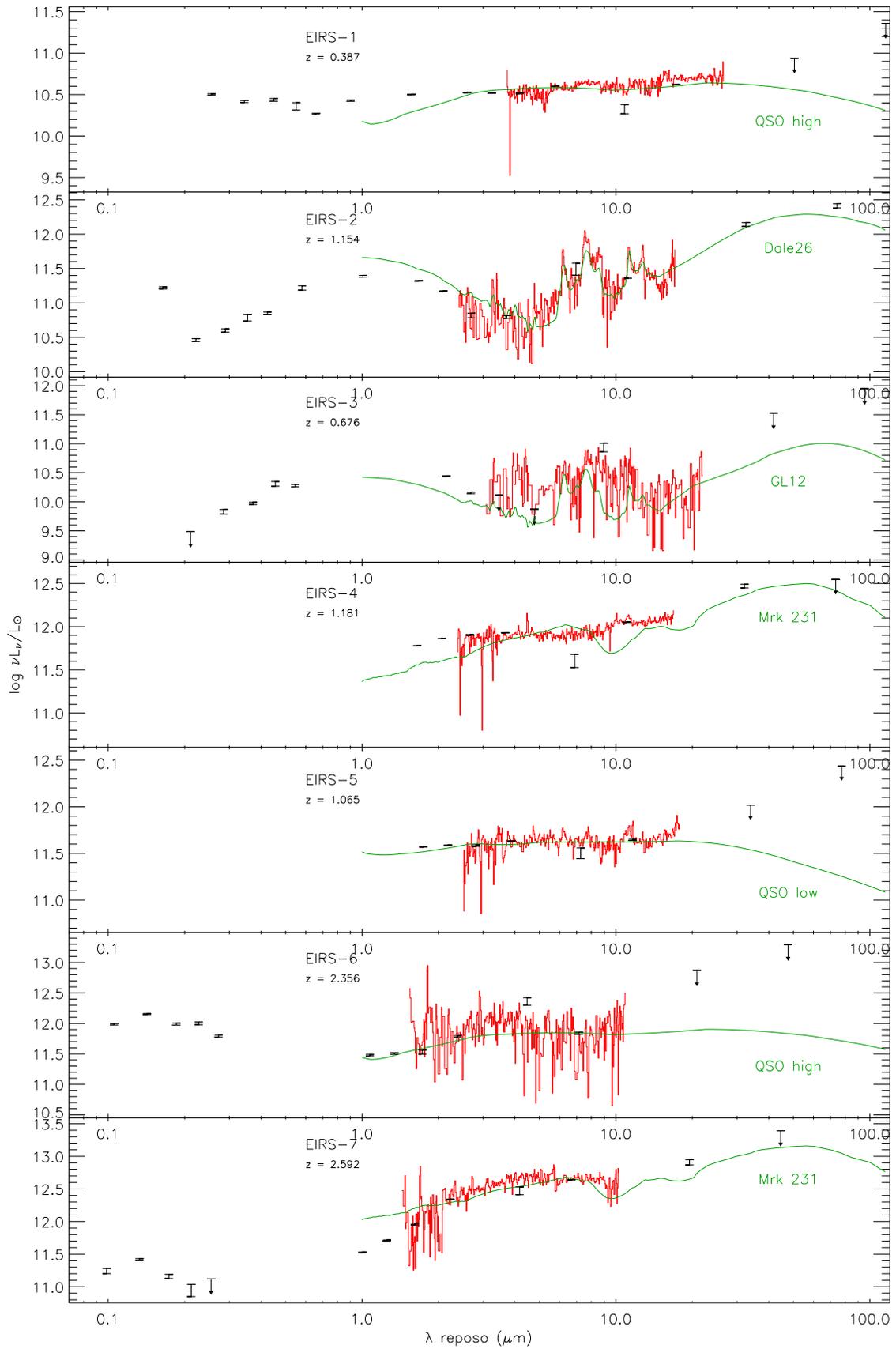
SEDs ELAIS-IRS

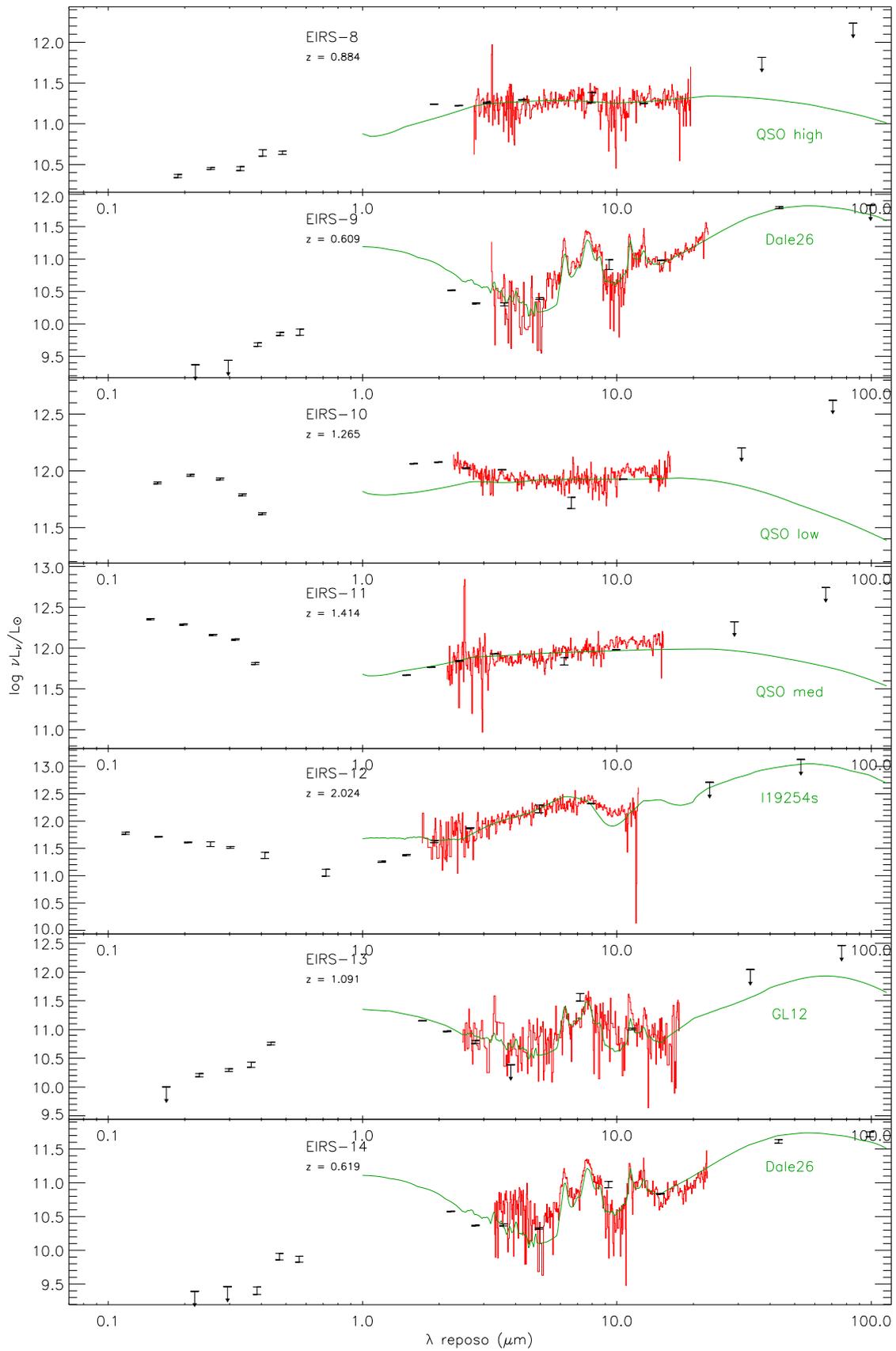
A continuación mostramos las SED completas (óptico + infrarrojo) de las 70 fuentes ELAIS-IRS. Se representa el logaritmo decimal de la luminosidad, νL_ν , en unidades de la luminosidad solar, calculada a partir de la fotometría y espectro observados utilizando el desplazamiento al rojo *zbest* que aparece en la tabla 5.5.

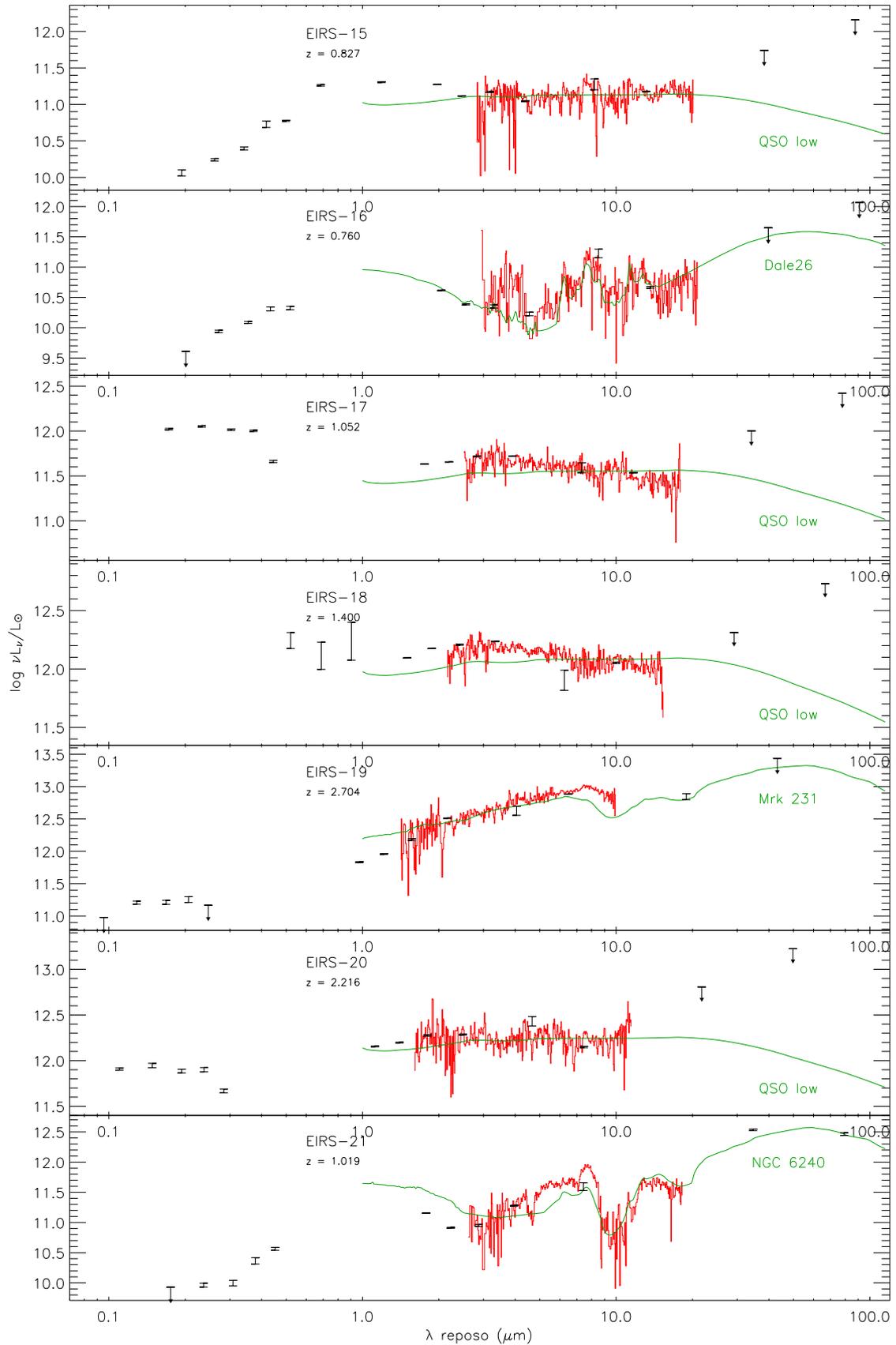
Las barras de error en color negro reflejan la incertidumbre $1-\sigma$ de cada medida fotométrica, mientras que las flechas señalan límites $5-\sigma$ para los objetos no detectados. Se muestra:

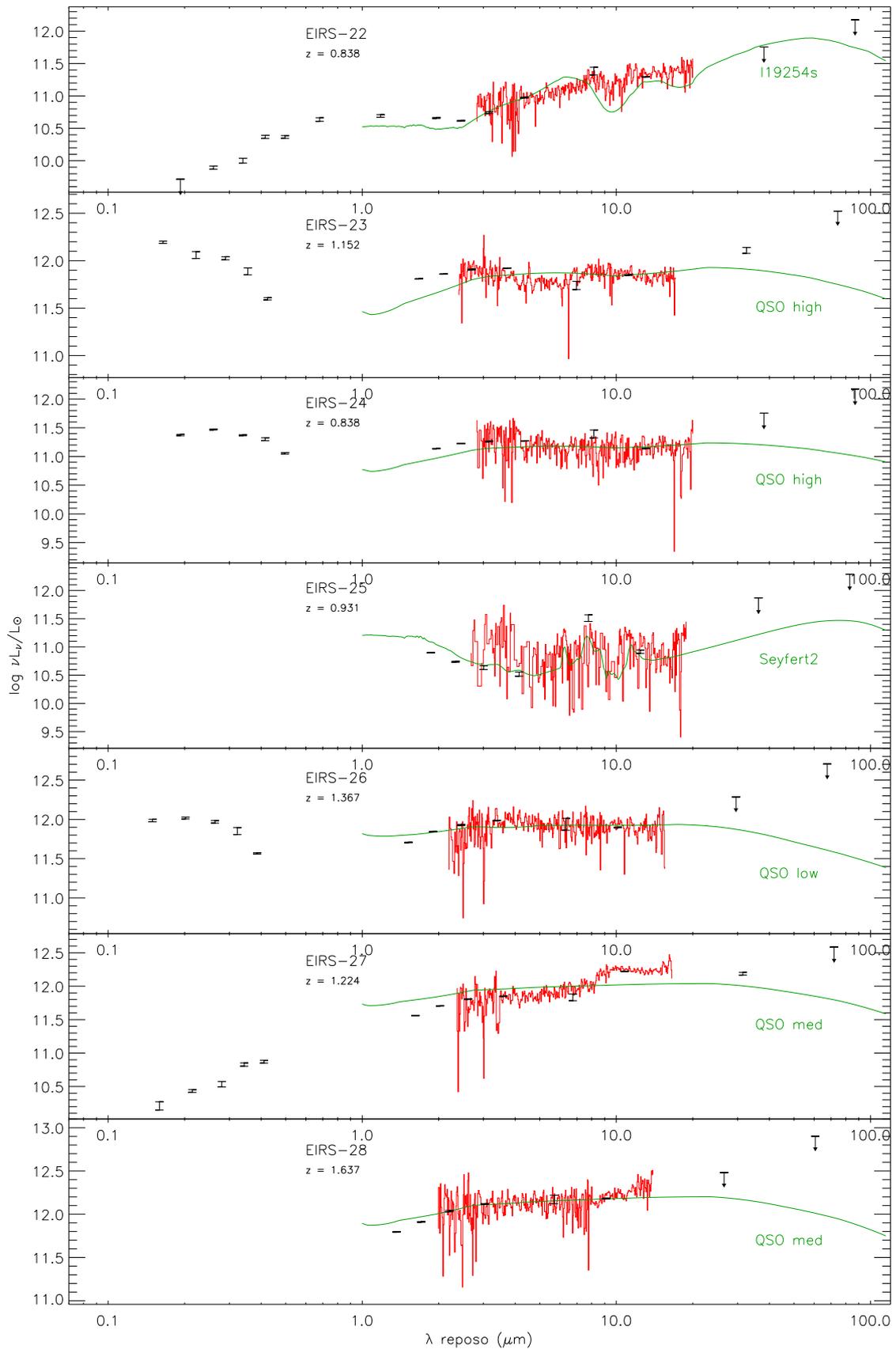
- fotometría Ugriz del INT Wide Field Survey para los objetos del hemisferio norte (campos EN1 y EN2).
- fotometría J H Ks del Two Micron All Sky Survey (2MASS) o J K del UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS).
- fotometría en los canales de 3.6, 4.5, 5.8 y 8.0 μm de la cámara IRAC del telescopio espacial Spitzer.
- fotometría a 15 μm del instrumento ISOCAM a bordo del satélite ISO.
- fotometría a 24, 70 y 160 μm del instrumento MIPS de Spitzer.

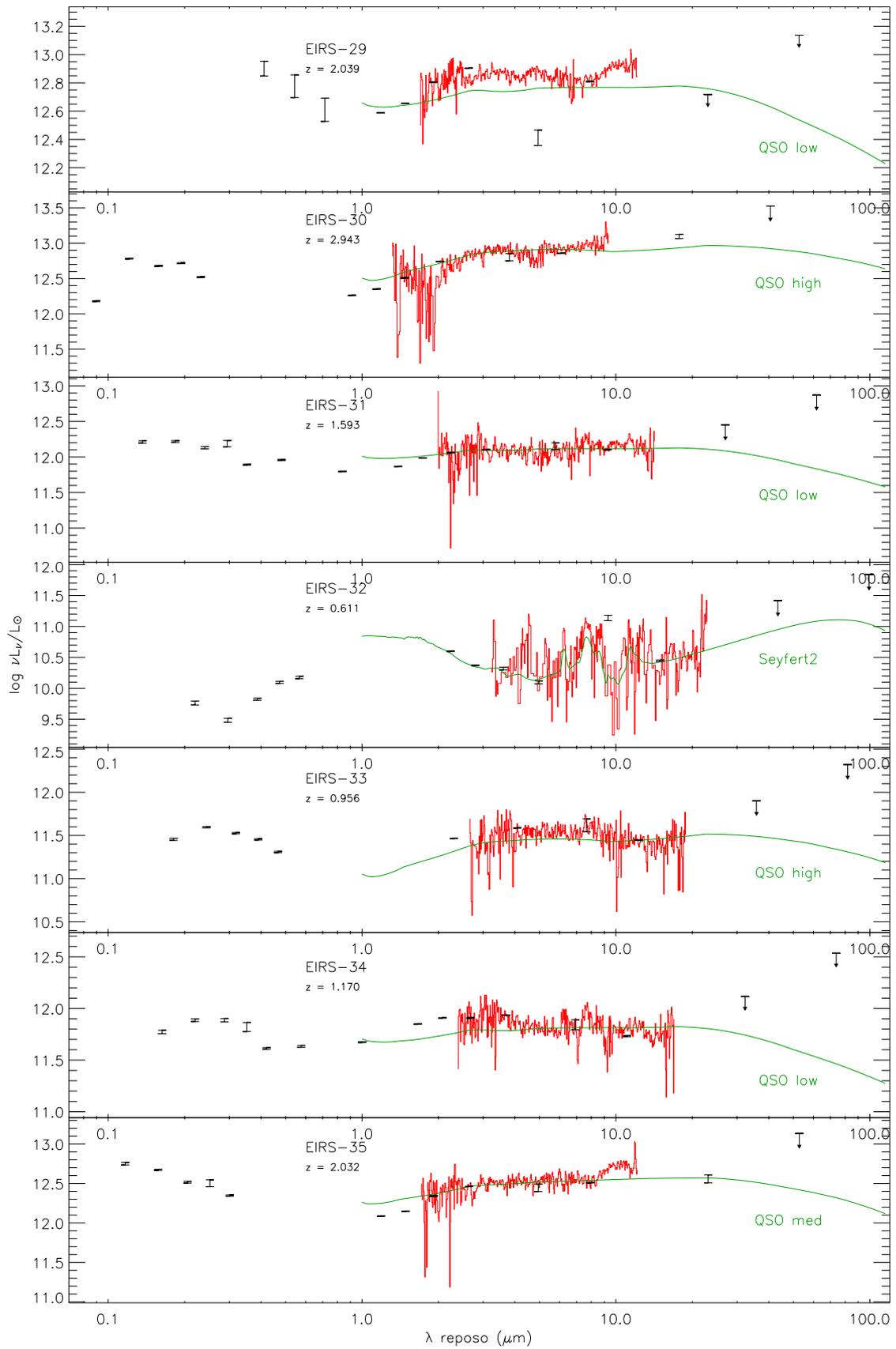
En rojo se representa el espectro IRS, suavizado con un filtro de mediana de anchura igual a 3 veces el intervalo de muestreo. Por último, se representa en verde el espectro patrón que mejor ajusta a la fotometría en las bandas de 8, 15, 24, 70 y 160 μm y a la fotometría sintética extraída del espectro IRS.

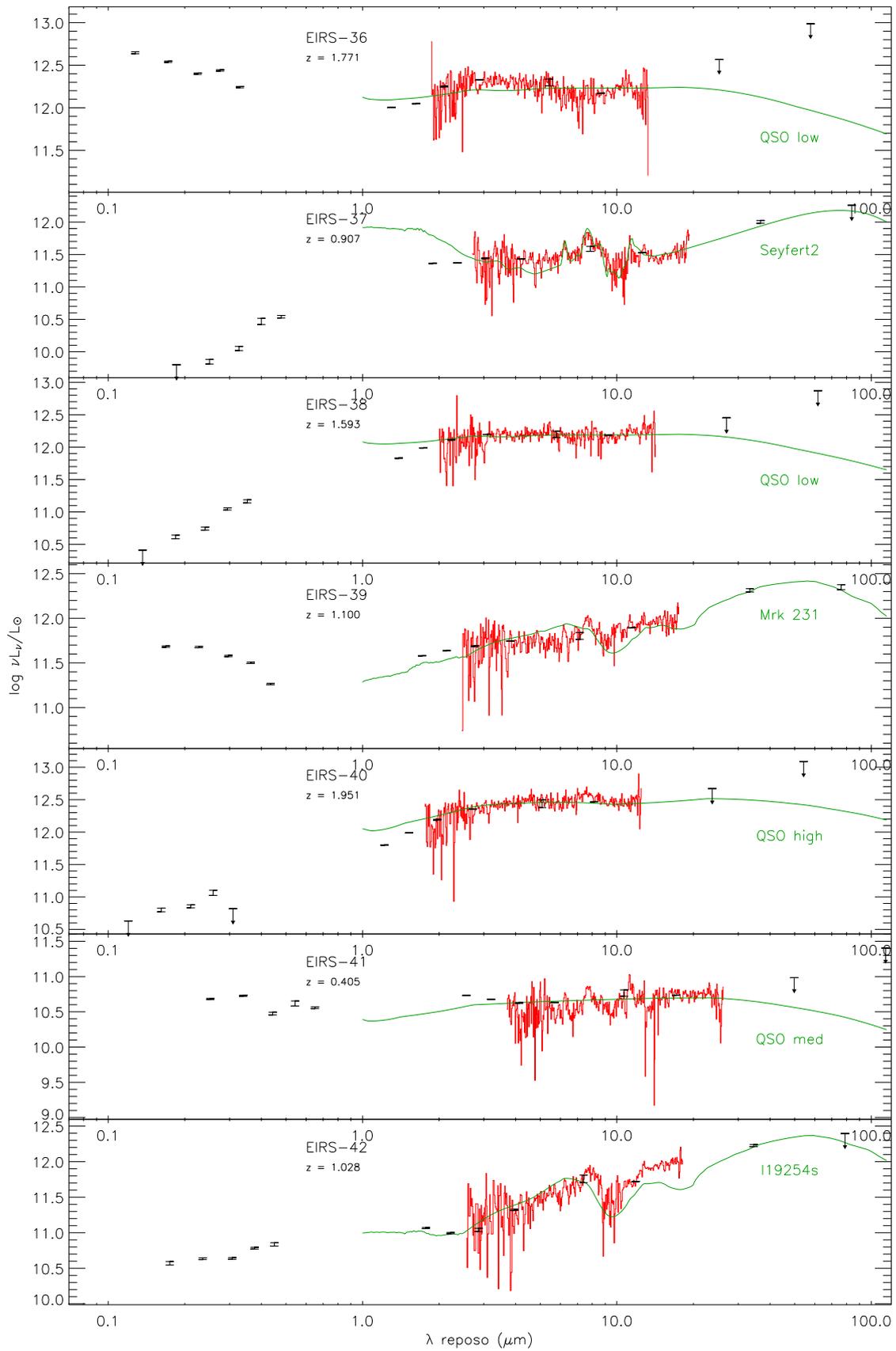


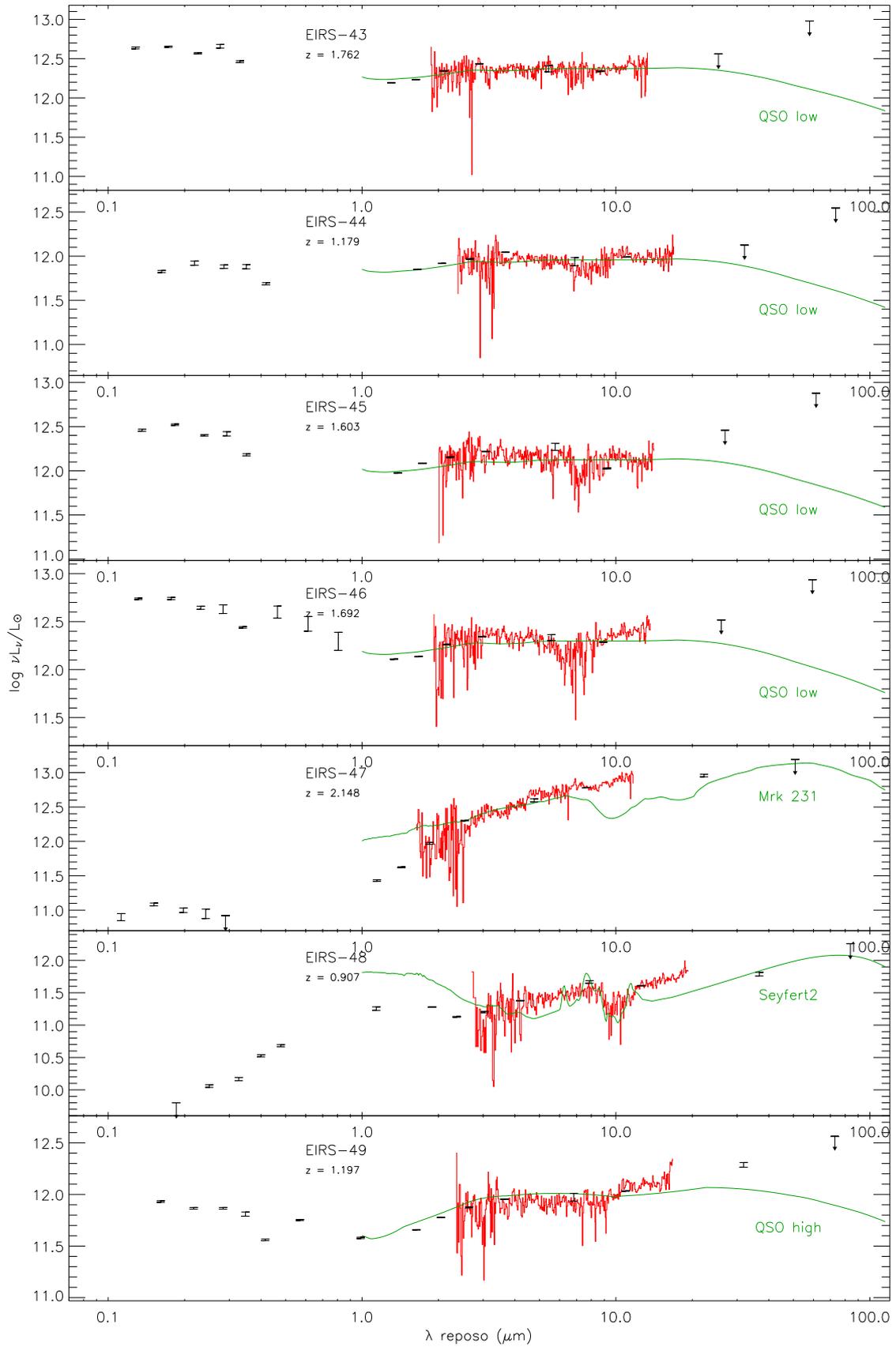


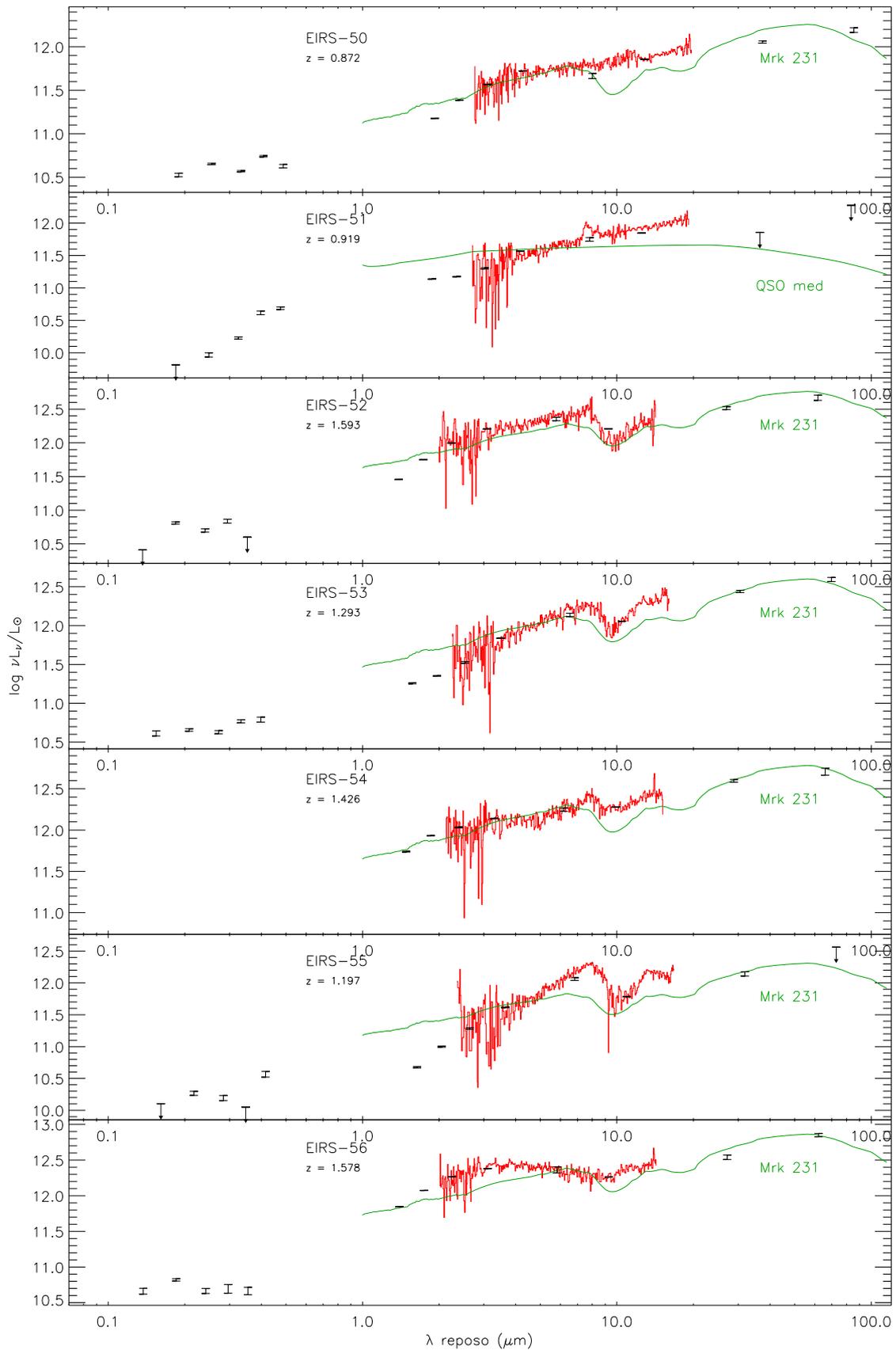


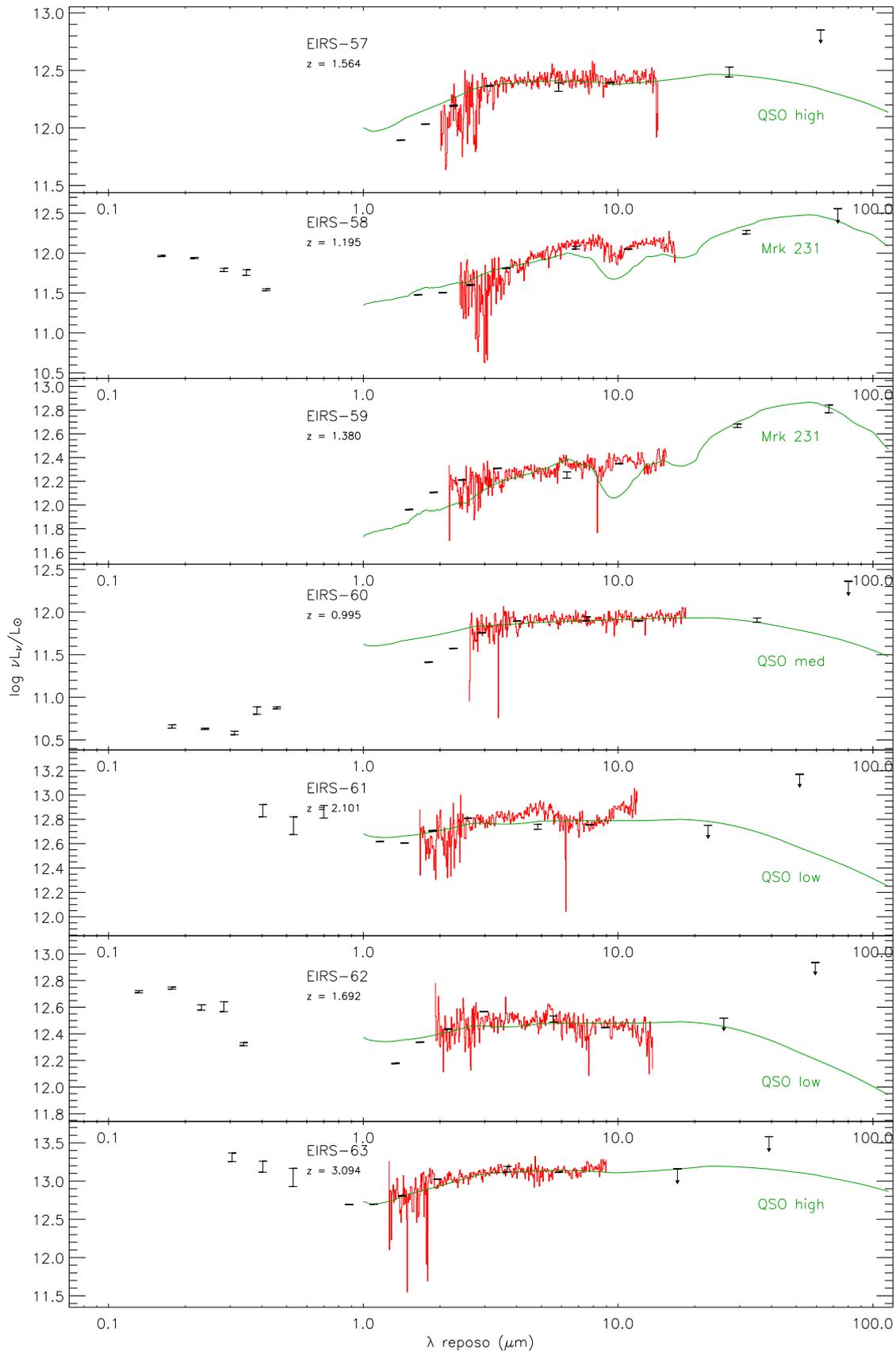


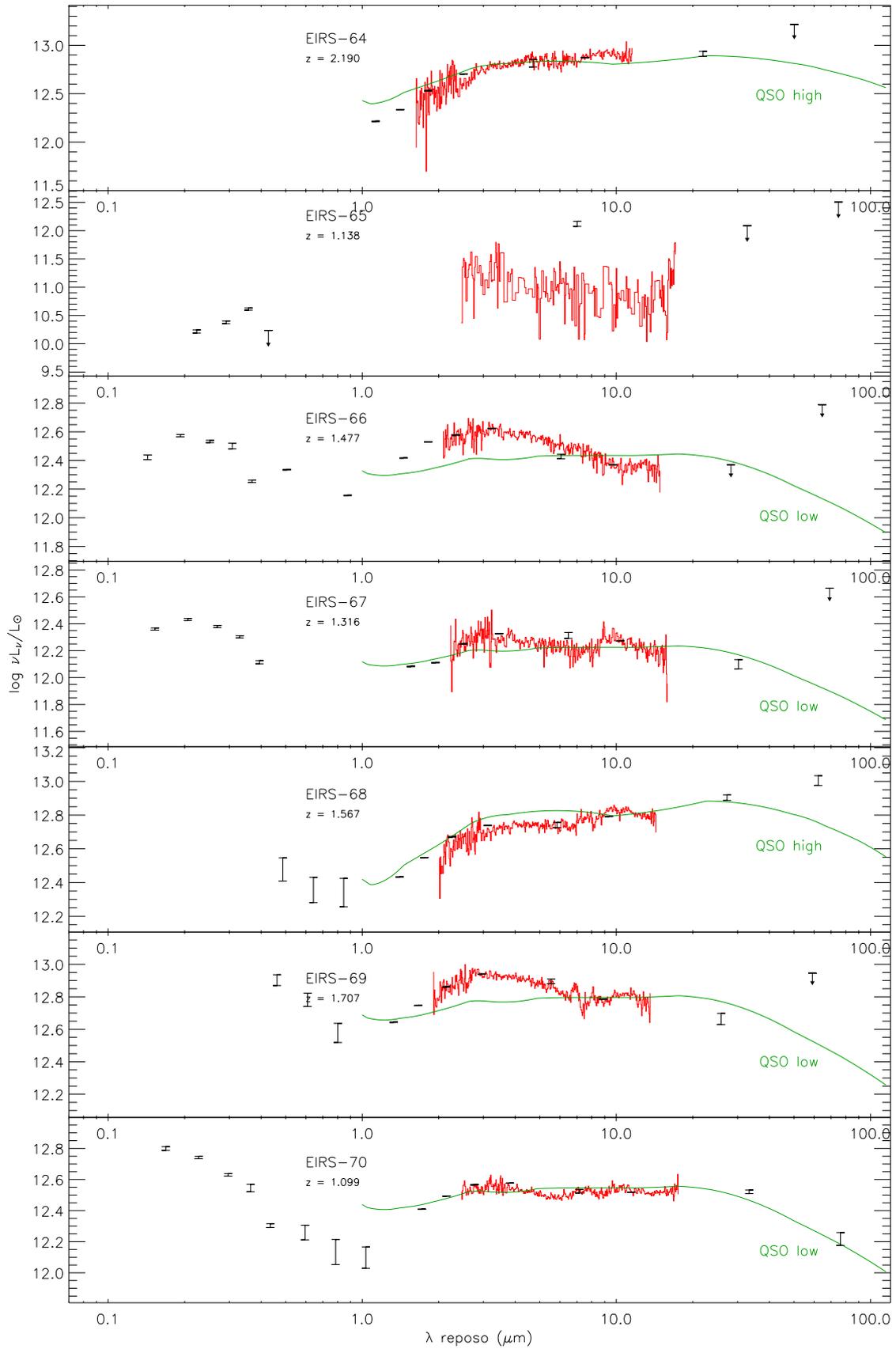












B

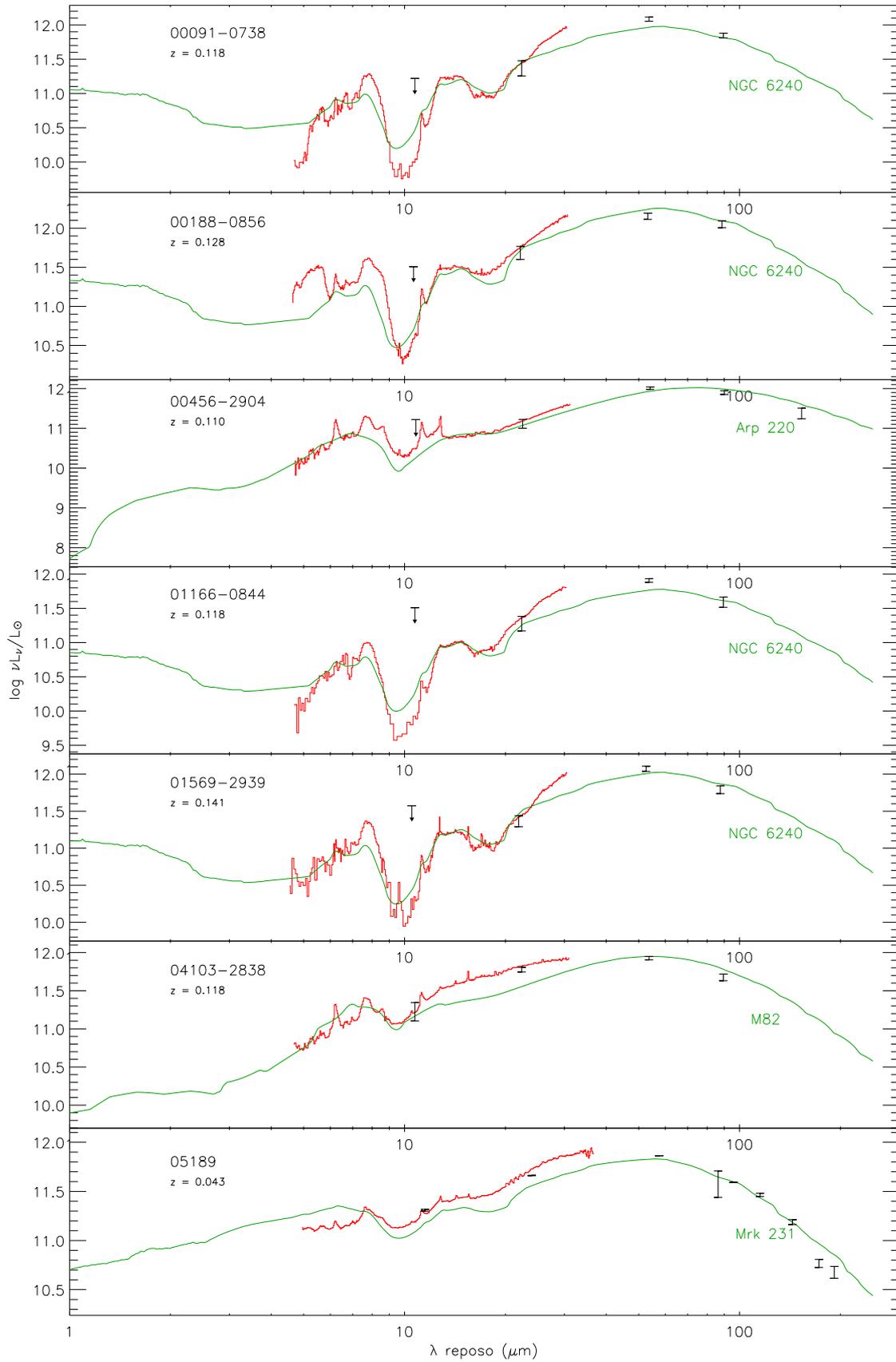
Distribución Espectral de Energía de las galaxias de la Biblioteca

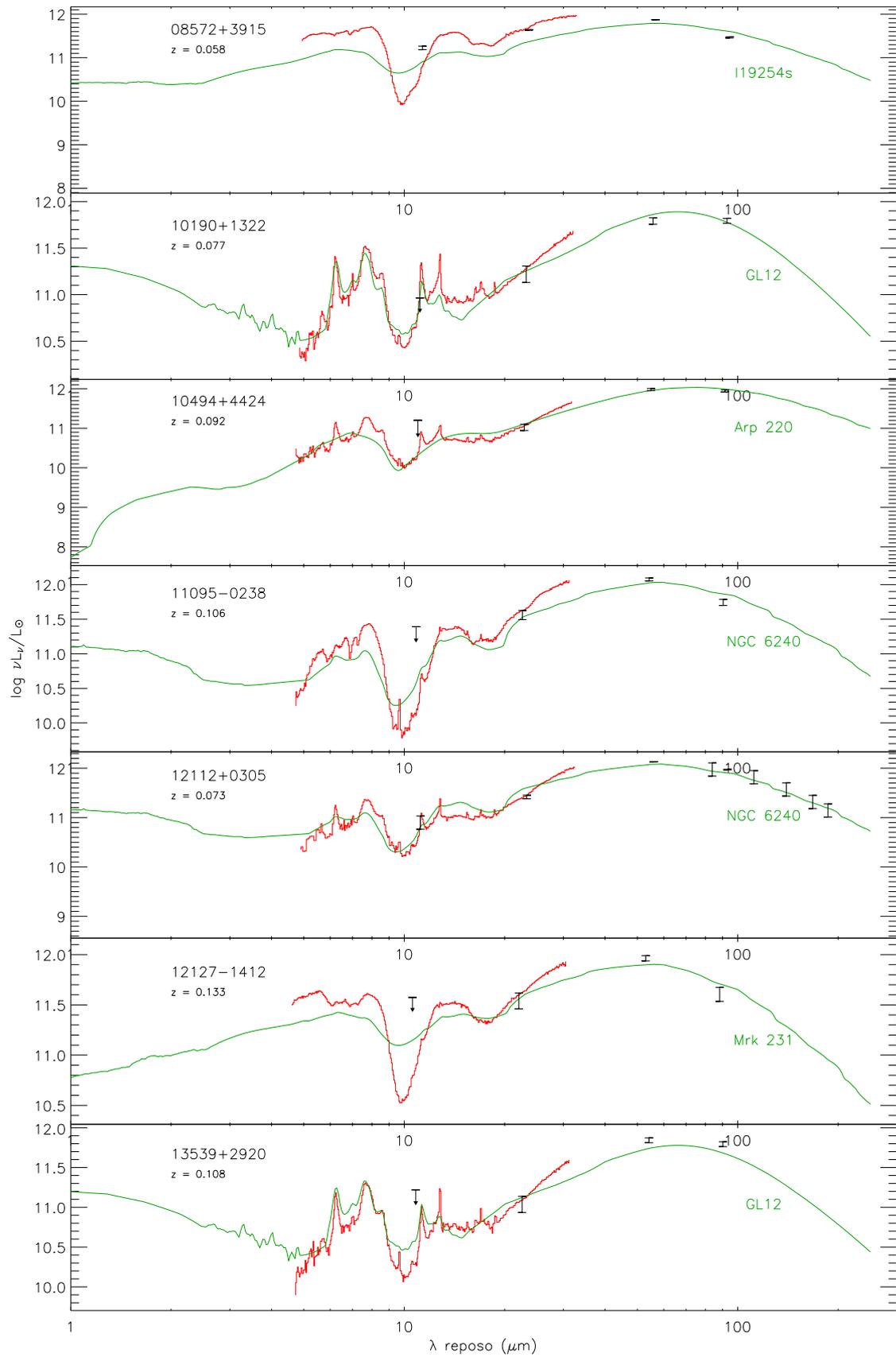
A continuación mostramos las SEDs infrarrojas de las galaxias de la biblioteca.

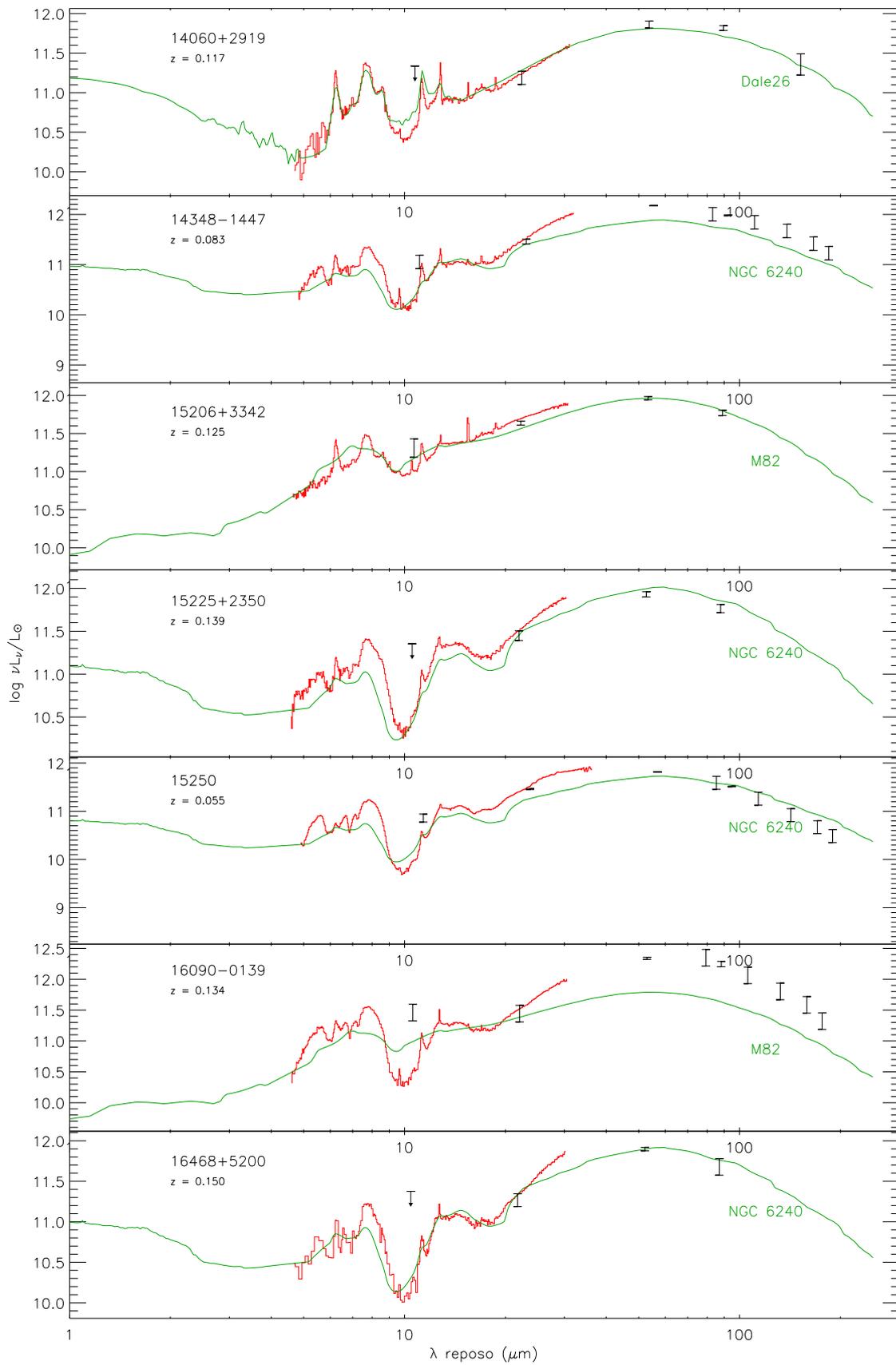
Se representa el logaritmo decimal de la luminosidad, νL_ν , en unidades de la luminosidad solar, calculada a partir de la fotometría y el espectro observado, utilizando el desplazamiento al rojo publicado en NED (Tabla 3.4). Las barras de error en color negro reflejan la incertidumbre $1-\sigma$ de cada medida fotométrica, mientras que las flechas señalan límites $5-\sigma$ para los objetos no detectados. Se muestra:

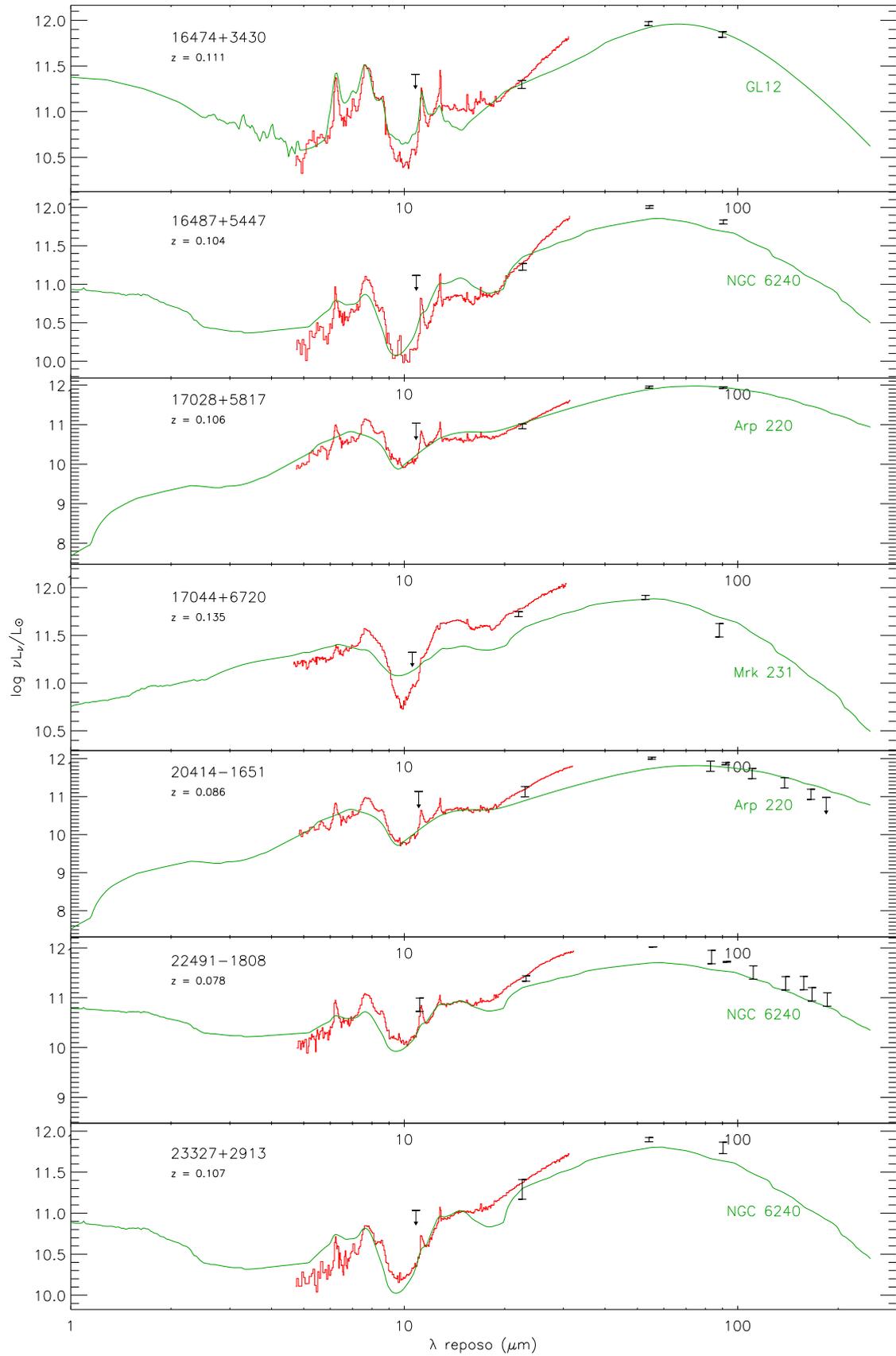
- fotometría IR del satélite IRAS en las bandas de 12, 25, 60 y 100 μm .
- fotometría IR de ISO/ISOPHOT a 90, 120, 150, 170, 180 y 200 μm .
- fotometría de JCMT/SCUBA o CSO en las bandas de 450 y 850 μm .

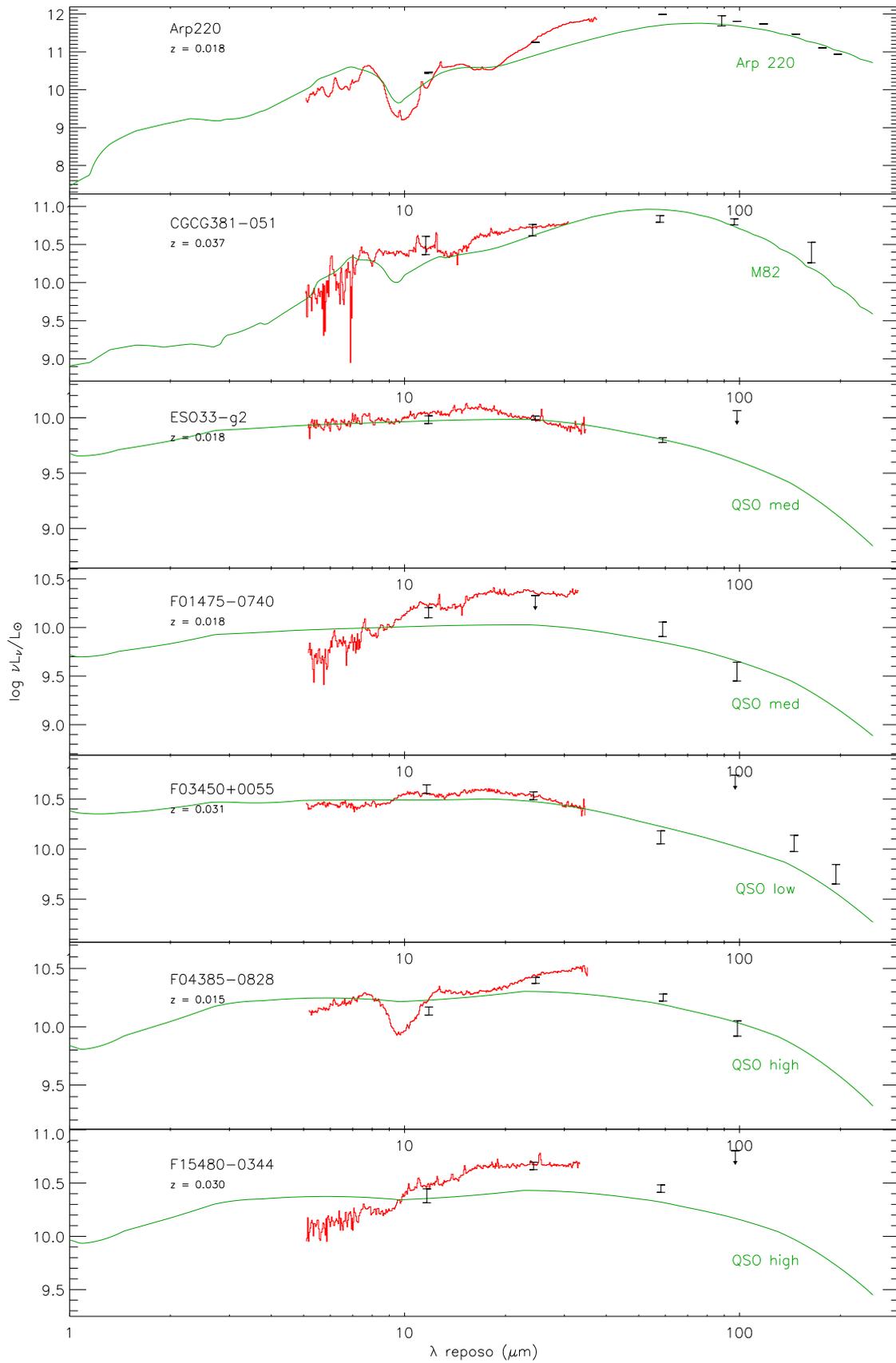
En rojo se representa el espectro IRS, escalado al nivel de flujo de la fotometría y corregido de efectos de apertura utilizando la fotometría IRAS a 12 y 25 μm . Por último, se representa en verde el espectro patrón que mejor ajusta la fotometría IRAC+ISO+SCUBA/CSO disponible.

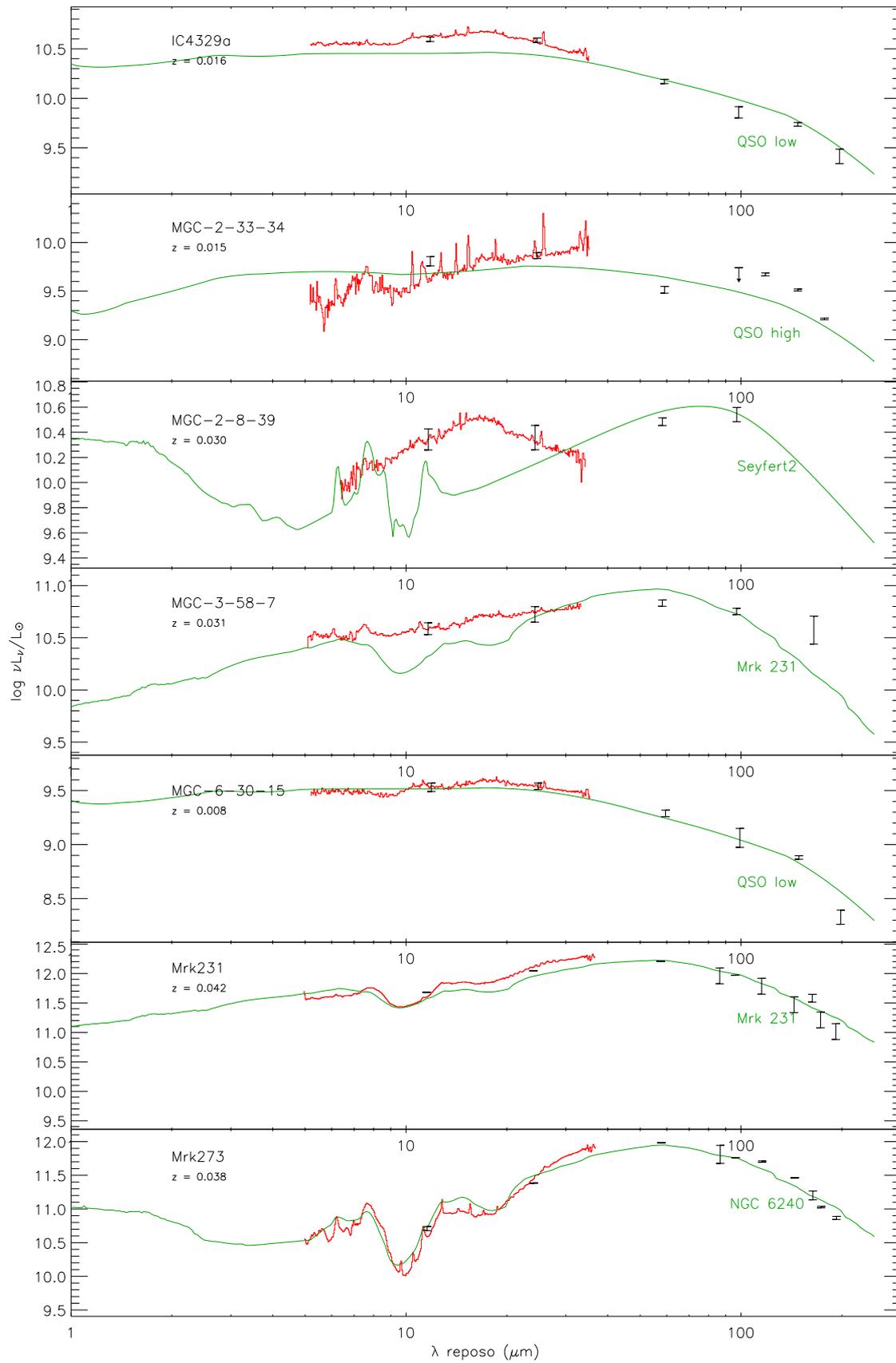


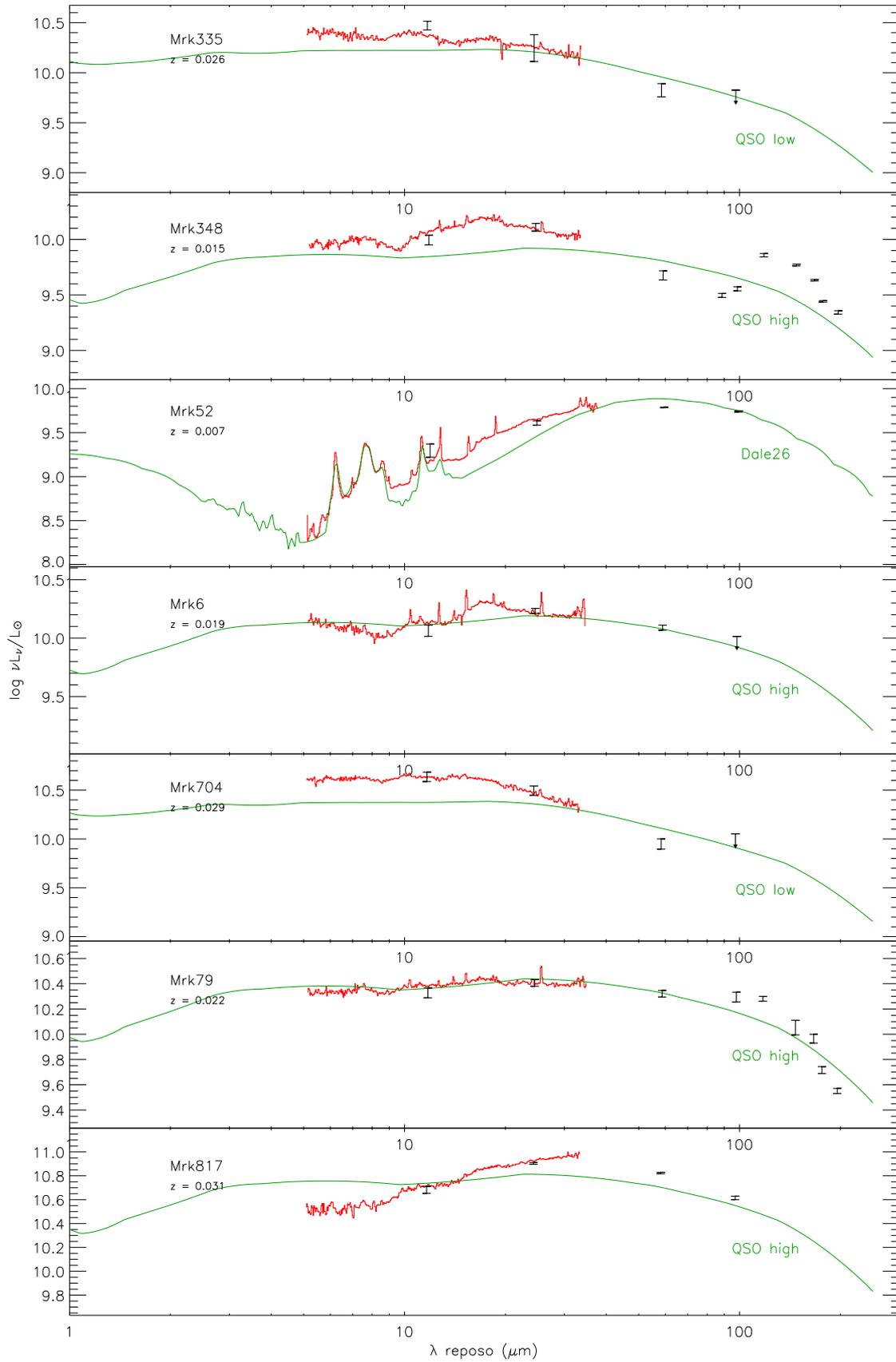


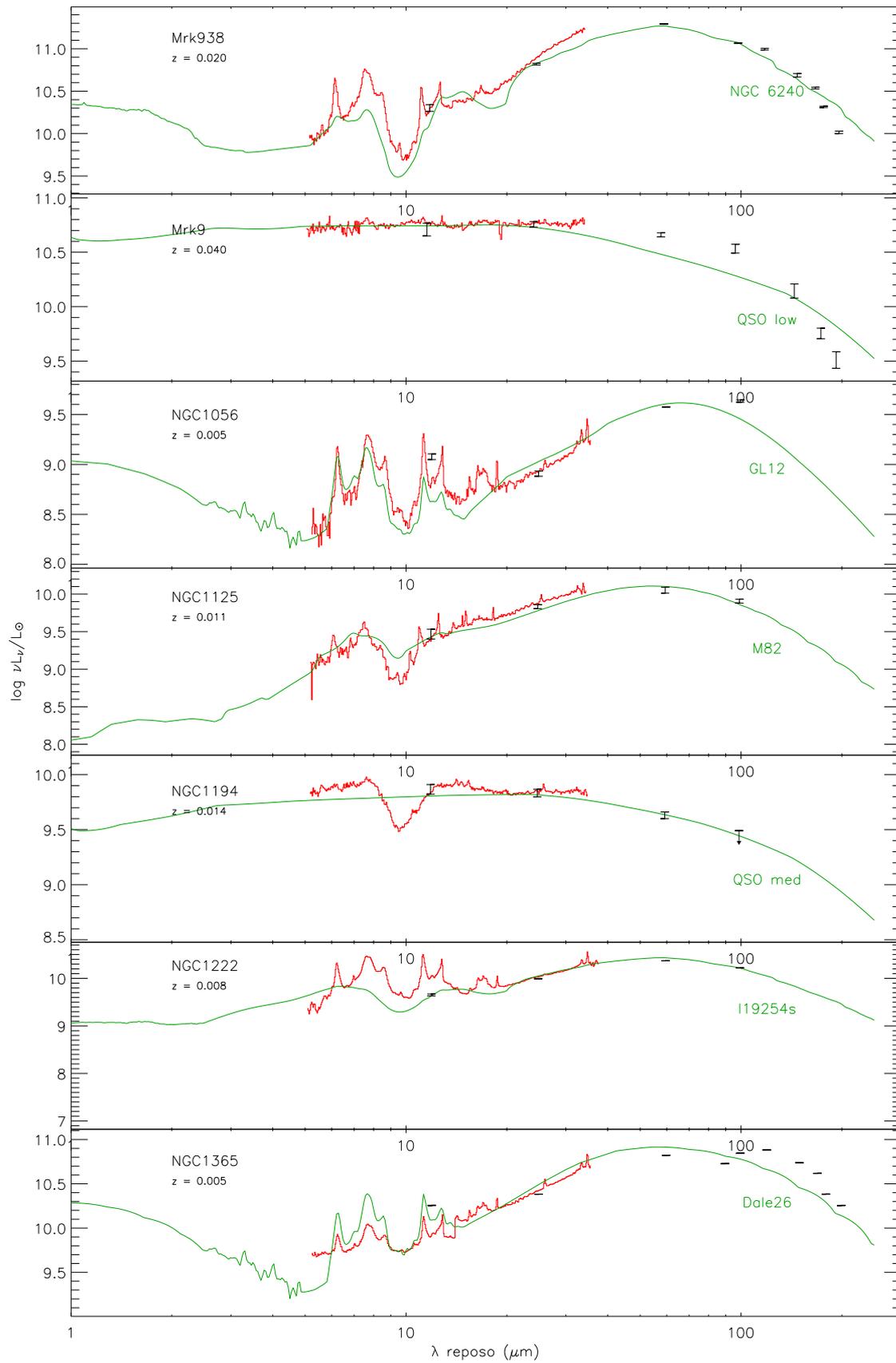


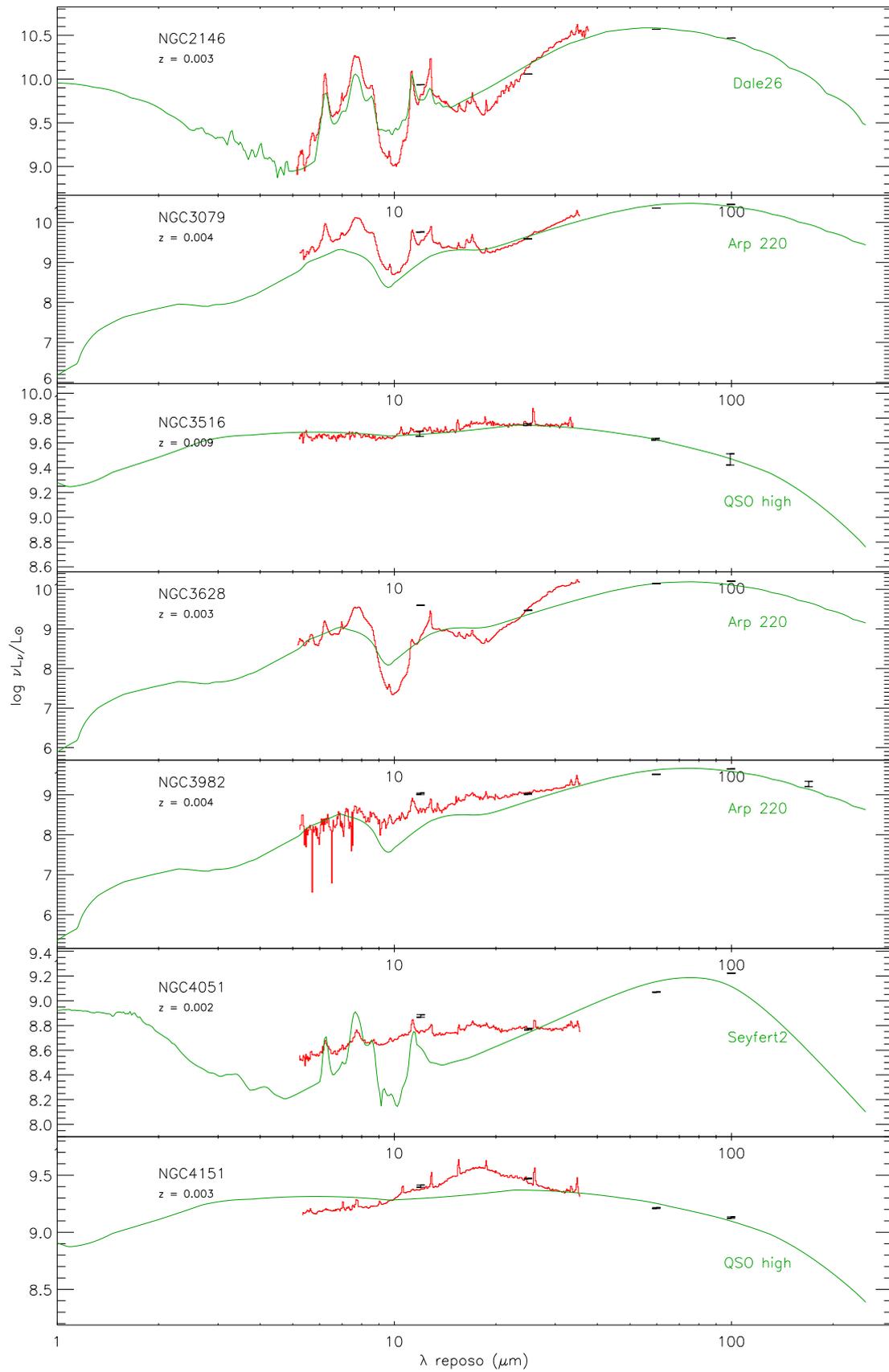


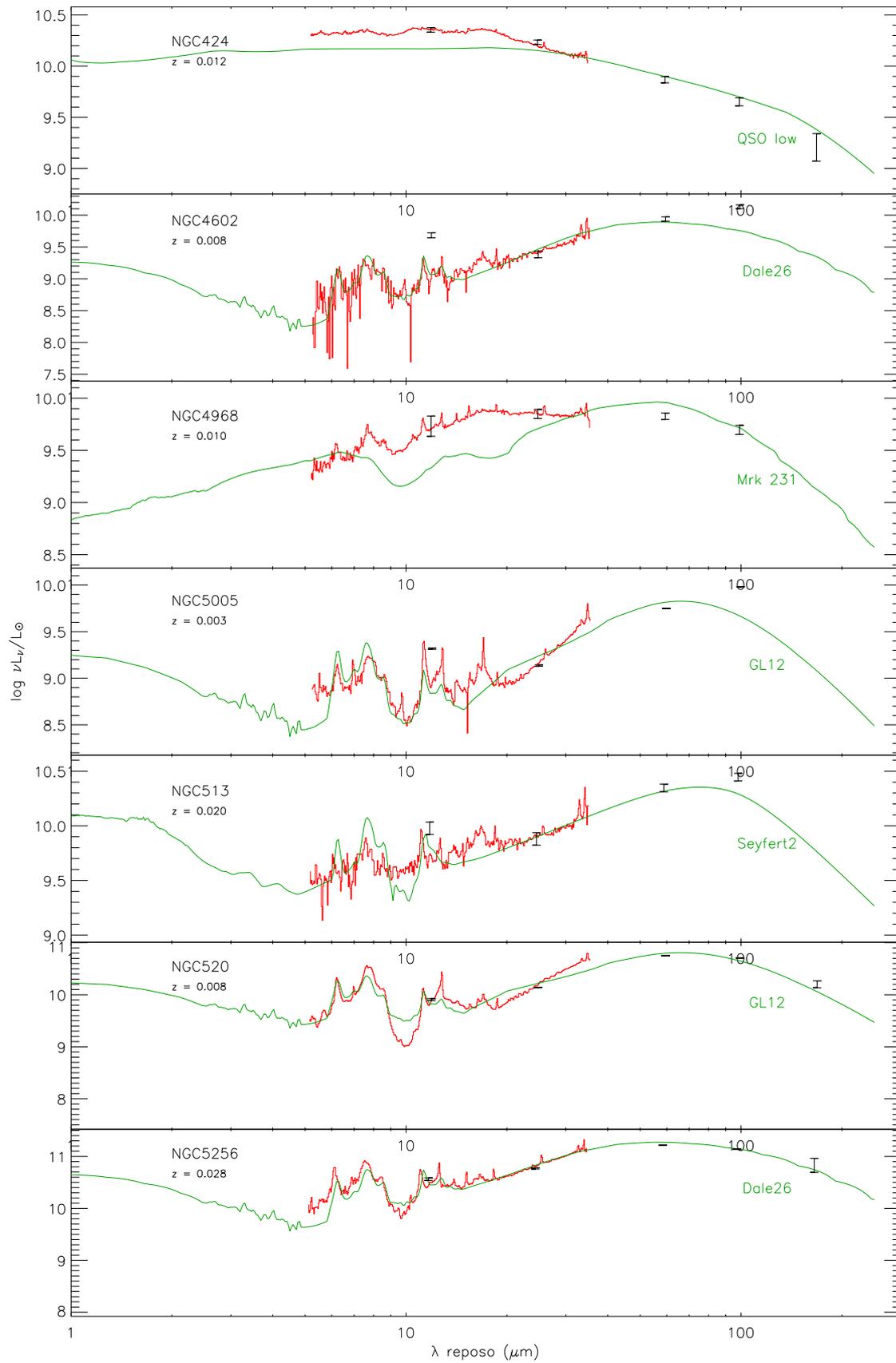


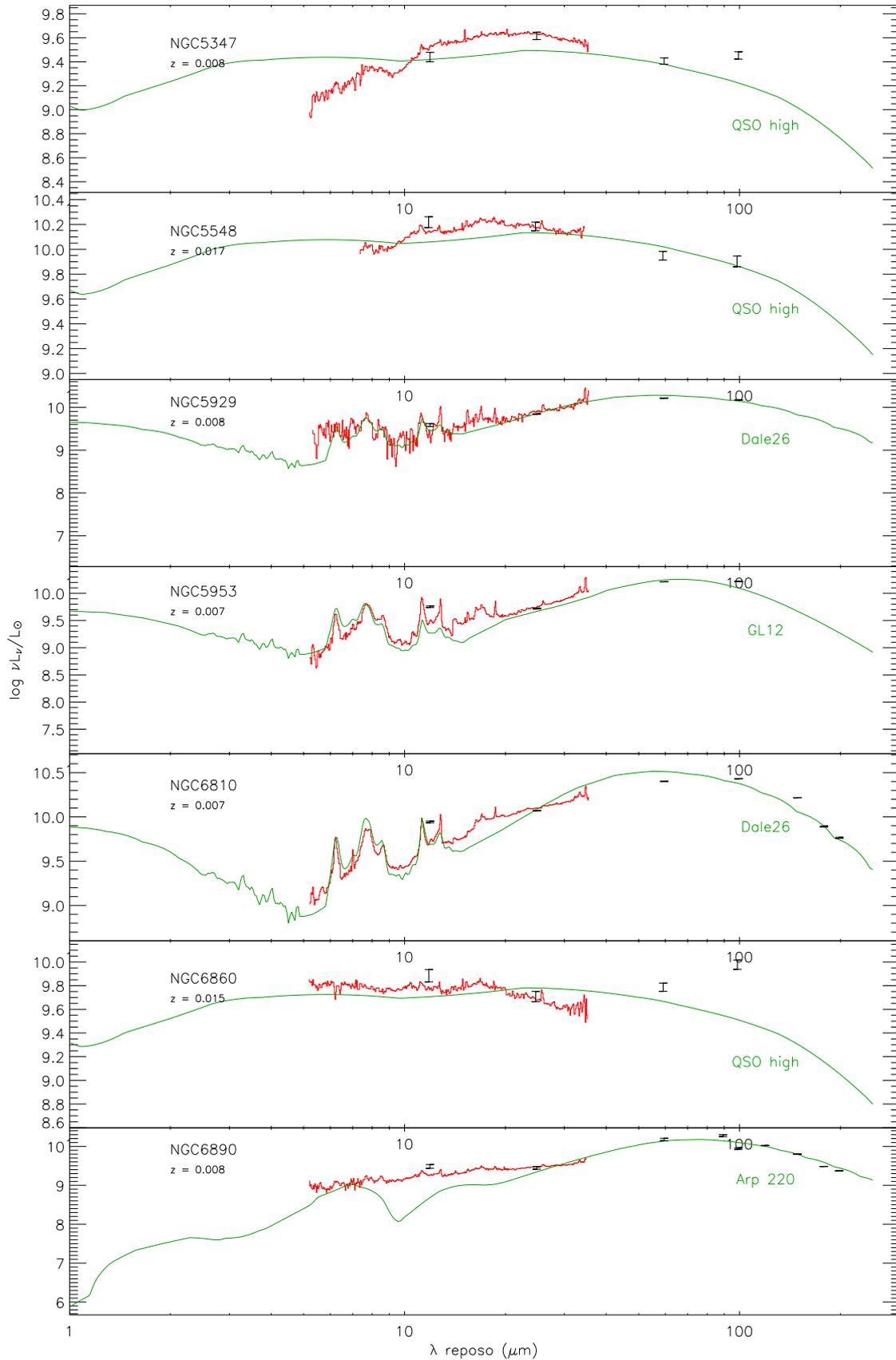


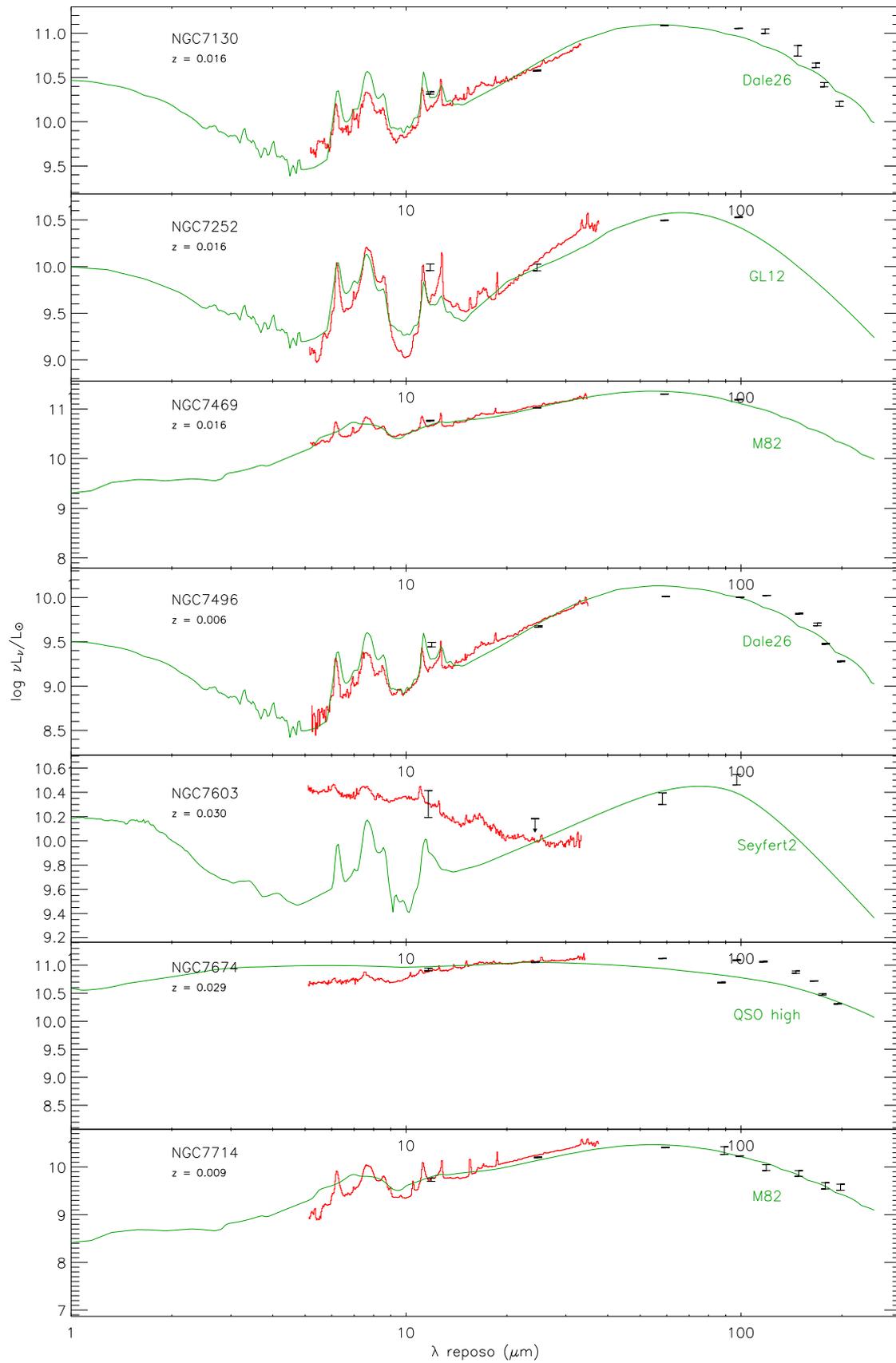


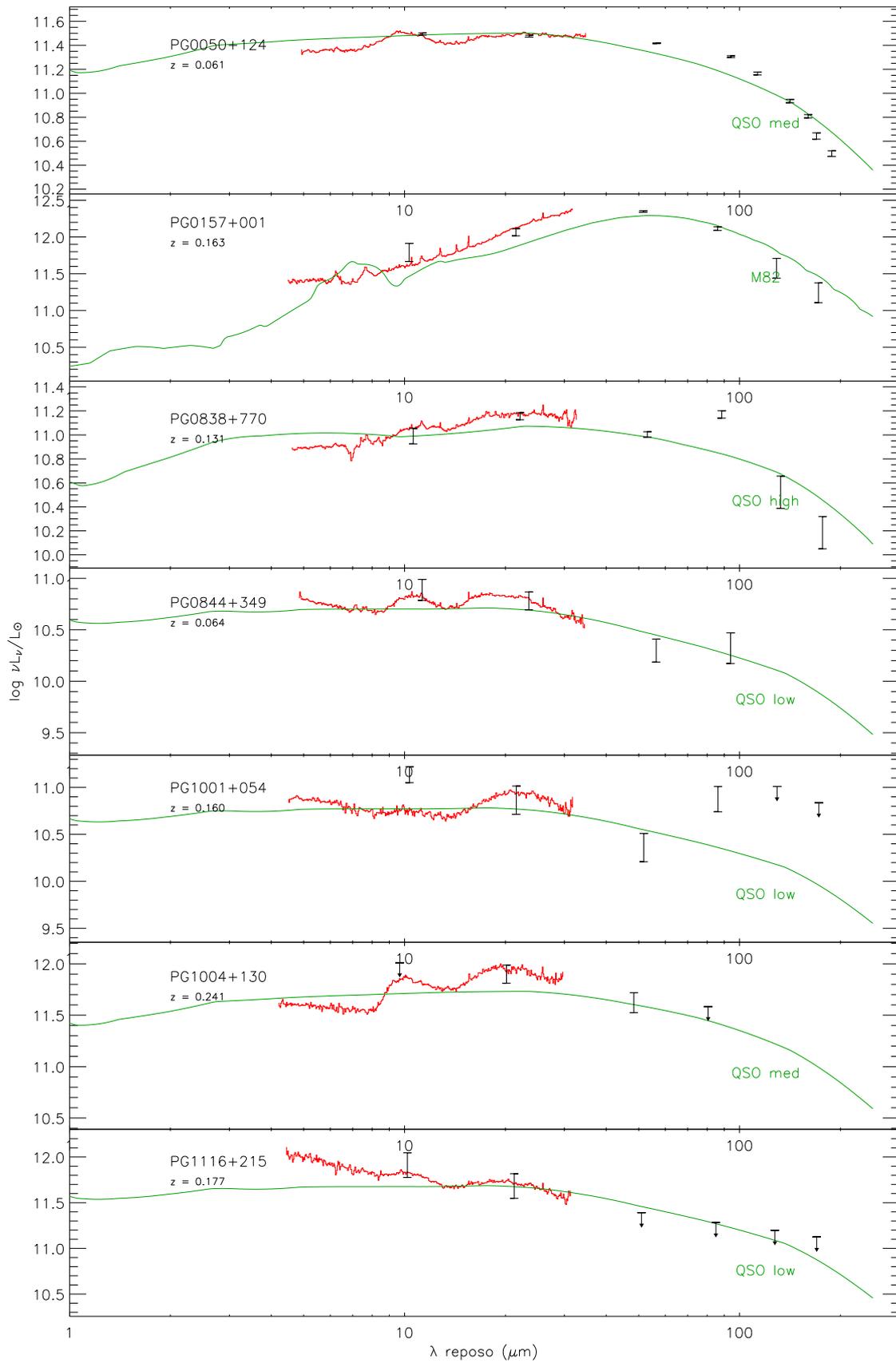


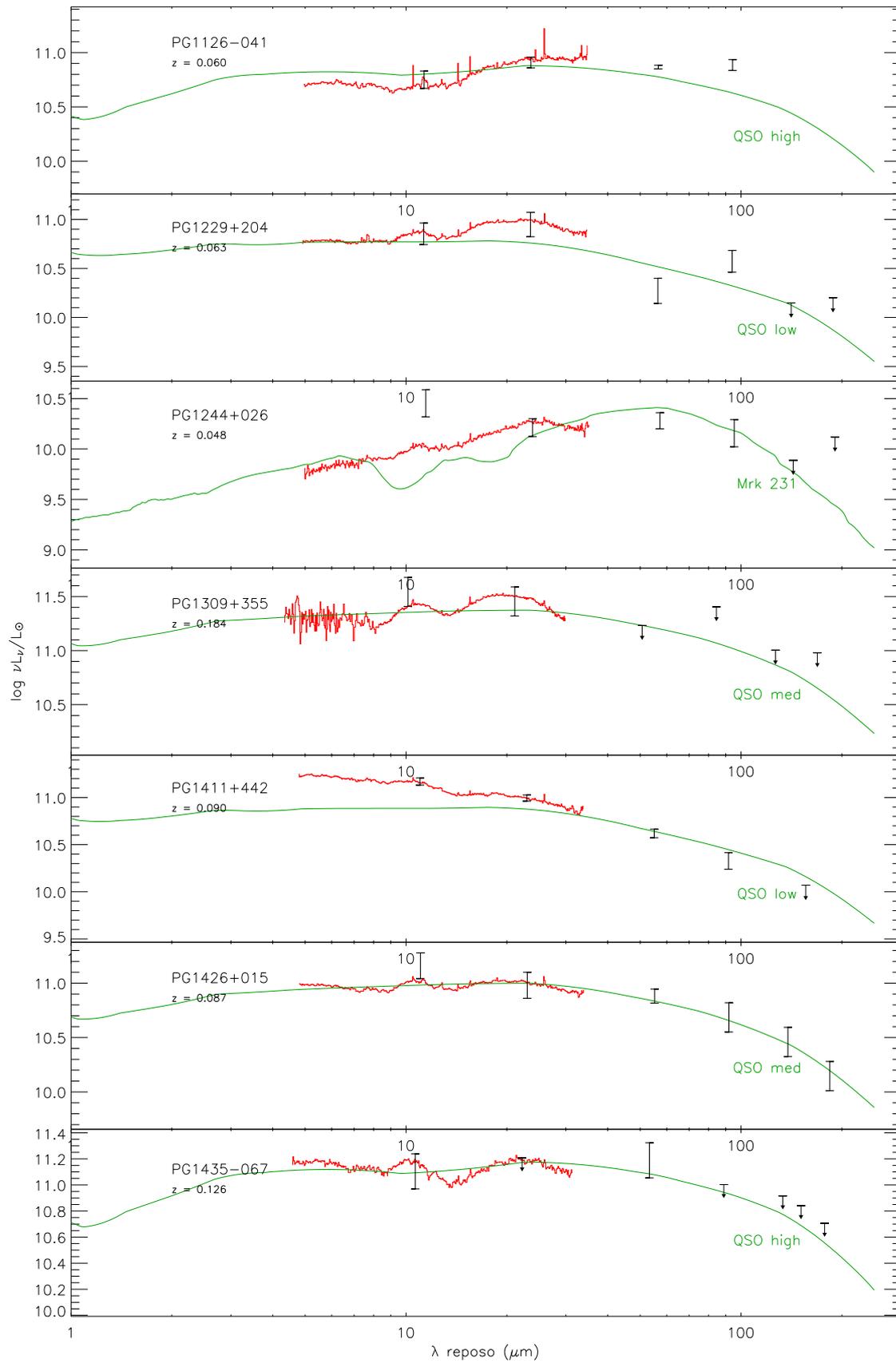


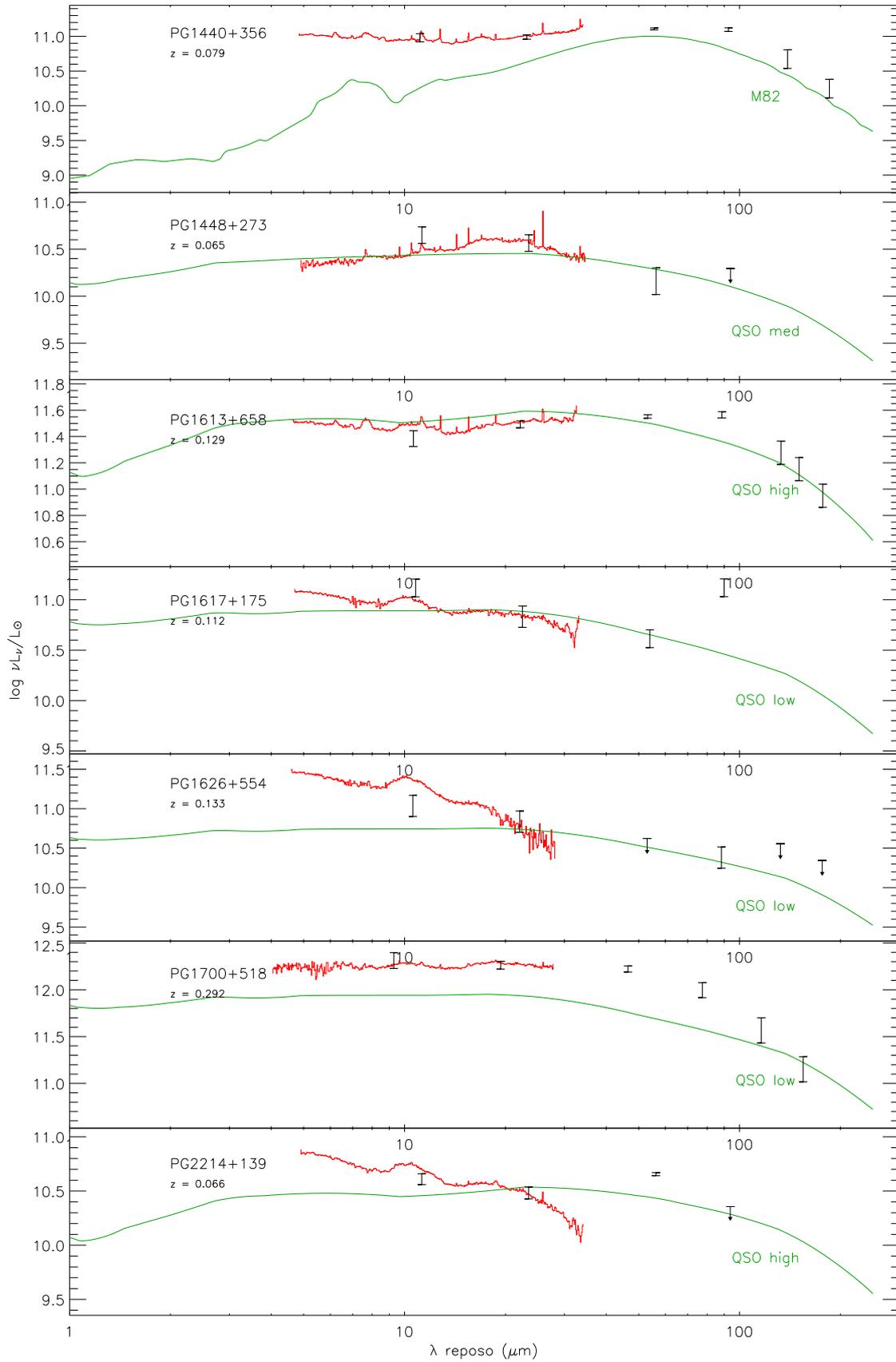


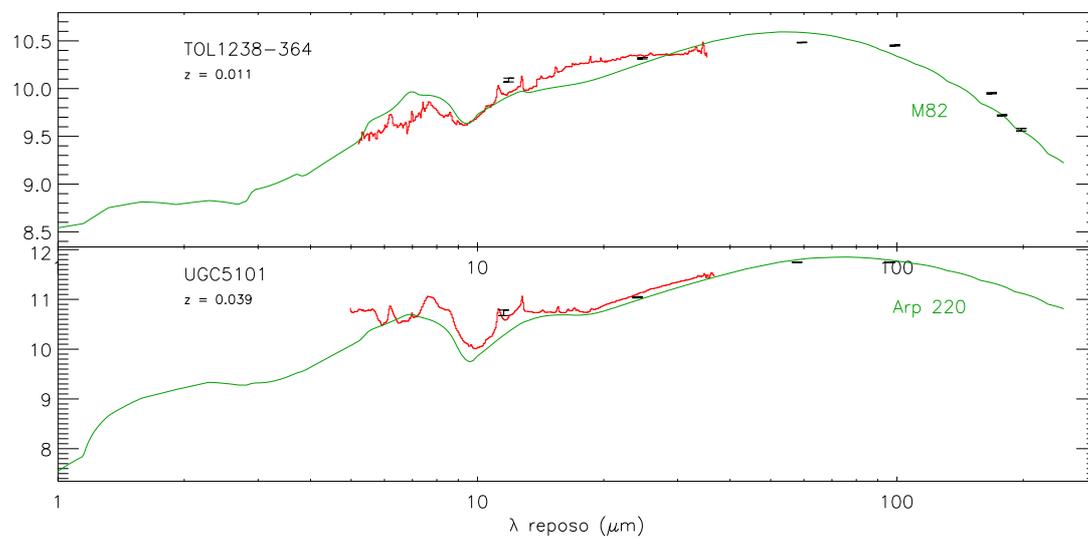










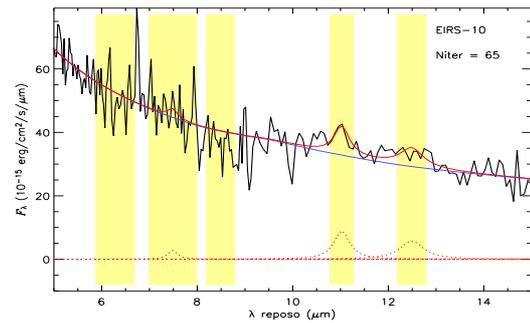
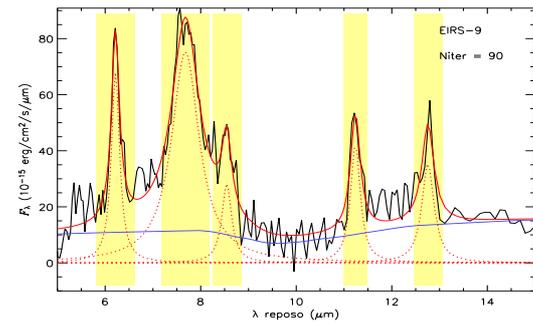
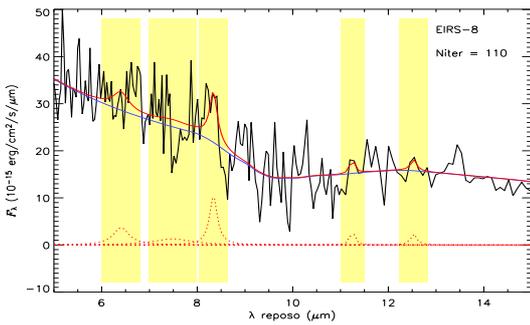
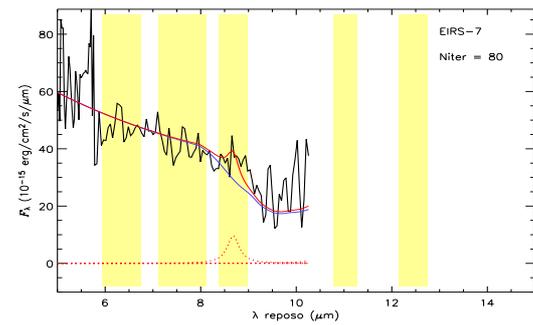
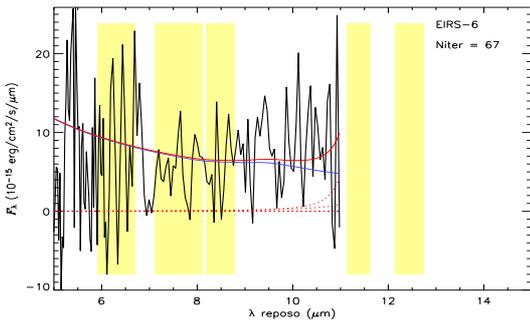
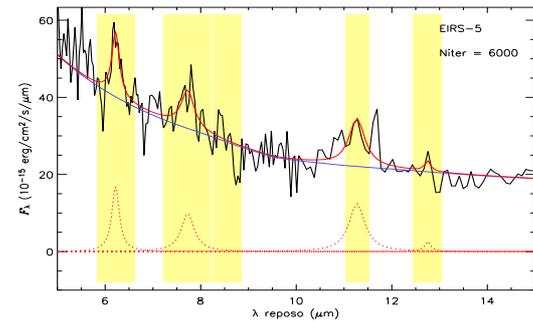
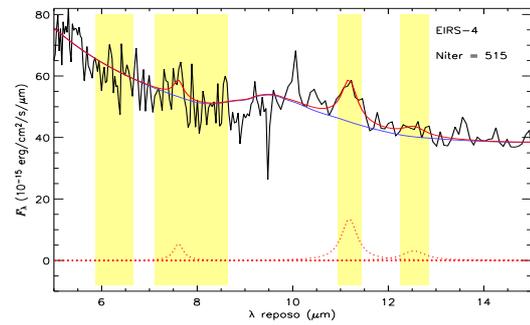
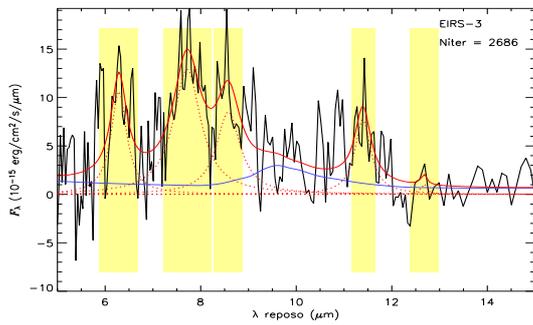
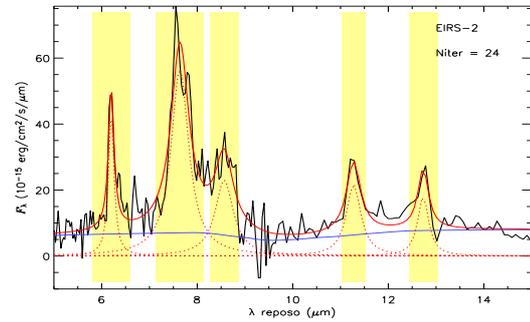
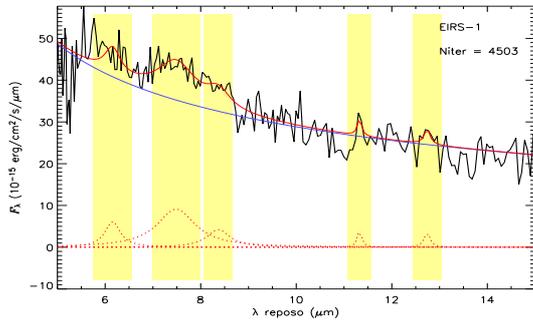


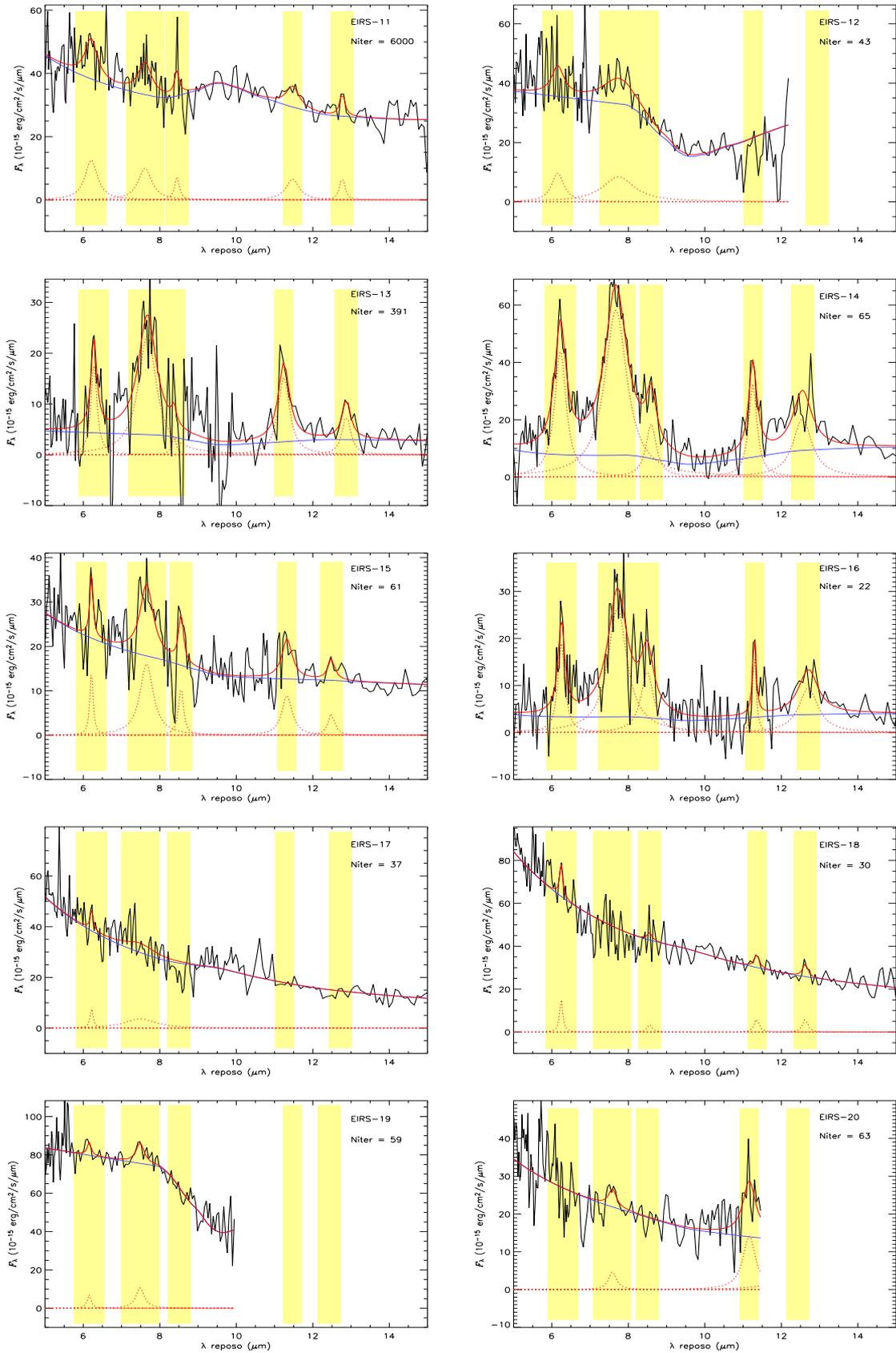
C

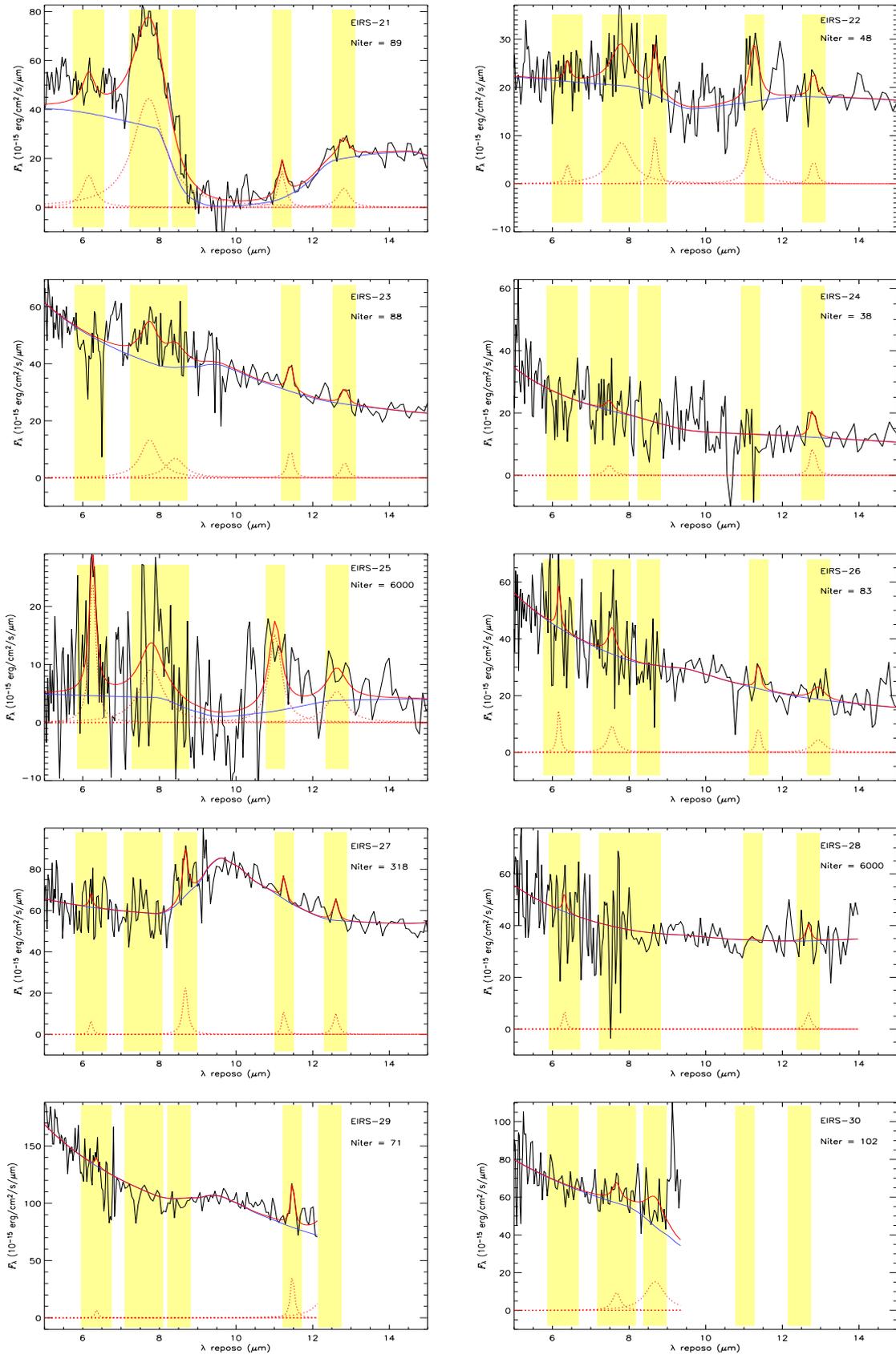
Determinación de flujos en las bandas de PAHs y continuo

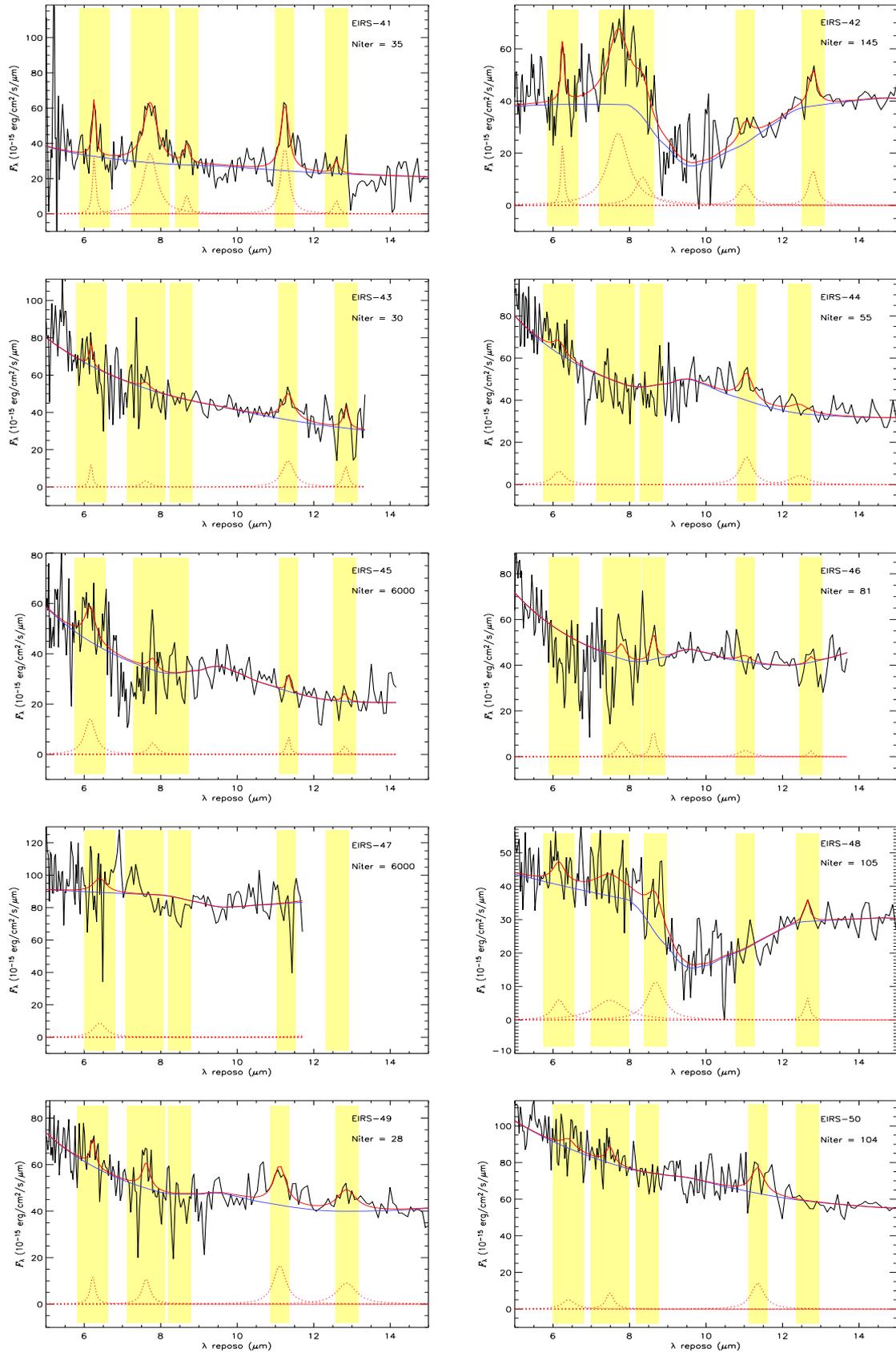
A continuación mostramos figuras con los ajustes realizados para la medida de la intensidad de los PAHs y banda de silicatos, así como del nivel de continuo en los espectros IRS de la muestra ELAIS-IRS.

Se representa en negro el espectro IRS sin suavizar, en unidades de F_λ y longitud de onda en reposo. La línea azul representa la emisión de continuo estimada (incluyendo la corrección por extinción), las curvas punteadas de color rojo muestran la intensidad calculada para cada una de las bandas de PAHs (regiones sombreadas en amarillo) y la línea roja continua representa el ajuste del modelo completo continuo+PAHs. En la esquina superior derecha de cada figura se muestra el número de iteraciones que realizó el algoritmo de ajuste antes de verificar el criterio de convergencia o, alternativamente, alcanzar el número máximo de iteraciones preestablecido (6000).









D

Clasificación infrarroja de los espectros de la Biblioteca

A continuación mostramos los valores medidos en los espectros de la biblioteca para las magnitudes utilizadas como criterio de diagnóstico, junto con la clasificación correspondiente: (S) starburst; (1) AGN de tipo Seyfert 1; (2) AGN de tipo Seyfert 2.

z desplazamiento al rojo espectroscópico (fuente: NED).

tipo NED clasificación espectroscópica en la literatura (NED).

EW₆₂ anchura equivalente en micras de la banda de PAHs a 6.2 μm.

C2 clasificación según criterio de diagnóstico basado en EW₆₂.

L₅₅/L_{IR} luminosidad a 5.5 μm en reposo normalizada por la luminosidad integrada 8-1000 μm.

C3 clasificación según criterio de diagnóstico basado en L₅₅/L_{IR}

%PDR contribución porcentual de la componente PDR al flujo integrado entre 5 y 15 μm.

C4 clasificación según criterio de diagnóstico basado en %PDR.

l/c₇₇ cociente entre el flujo espectral en el pico de la banda de PAHs a 7.7 μm y el nivel de continuo subyacente.

C5 clasificación según criterio de diagnóstico basado en l/c₇₇

S_{sil} Fuerza de los silicatos (negativo para absorción) medida según: $S_{sil} = \ln \frac{F_{\lambda}(\lambda_0)}{C(\lambda_0)}$

C6 clasificación según criterio de diagnóstico basado en S_{sil}.

f15/f10 razón entre flujos integrados del continuo en bandas de 10 y 15 μm en reposo.

C7 clasificación según criterio de diagnóstico basado en f15/f10.

Cfinal clasificación final obtenida a partir de las clasificaciones C2-C7. Se toma aquella que más se repite.

Tabla D.1. Resultados diagnóstico biblioteca

	z	tipo NED	EW ₆₂	C2	L ₅₅ /L _{IR}	C3	%PDR	C4	l/c ₇₇	C5	S _{sil}	C6	f15/f10	C7	Cfinal
00091-0738	0.118	ULIRG/HII	0.751	S	0.004	S	17.6	S	2.130	S	-4.49	2,S	27.676	S	S
00188-0856	0.128	ULIRG/LINER	< 0.054	1,2	0.013	1,2	10.3	1,2	1.140	S	-3.19	2,S	16.140	S	2
00456-2904	0.110	ULIRG/HII	1.745	S	0.001	S	52.8	S	5.340	S	-1.11	2,S	3.878	S	S
01166-0844	0.118	ULIRG/HII	0.985	S	0.003	S	13.1	1,2	2.270	S	-3.75	2,S	25.264	S	S
01569-2939	0.141	ULIRG/HII	0.305	S	0.005	S	20.8	S	2.060	S	-2.87	2,S	13.041	S	S
04103-2838	0.118	ULIRG/LINER	0.297	S	0.007	S	9.8	1,2	1.070	S	-0.63	2,S	4.330	S	S
05189	0.043	Sy2	0.031	1,2	0.016	1,2	4.1	1,2	0.490	2	-0.33	2,S	2.612	2	2
08572+3915	0.058	ULIRG/LINER	< 0.058	1,2	0.034	1,2	6.3	1,2	0.370	2	-5.32	2,S	38.788	S	2
10190+1322	0.077	ULIRG/HII	1.778	S	0.004	S	56.4	S	5.770	S	-1.26	2,S	3.697	S	S
10494+4424	0.092	ULIRG/LINER	1.020	S	0.002	S	49.3	S	4.880	S	-1.87	2,S	5.369	S	S
11095-0238	0.106	ULIRG/LINER	0.753	S	0.007	S	14.1	1,2	1.430	S	-4.50	2,S	28.416	S	S
12112+0305	0.073	ULIRG/LINER	0.655	S	0.003	S	39.1	S	3.510	S	-1.73	2,S	6.662	S	S
12127-1412	0.133	ULIRG/LINER	< 0.034	1,2	0.041	1,2	4.7	1,2	0.220	2	-3.11	2,S	10.417	S	2
13539+2920	0.108	ULIRG/HII	1.431	S	0.004	S	49.9	S	5.170	S	-1.53	2,S	4.769	S	S
14060+2919	0.117	ULIRG/HII	1.831	S	0.002	S	54.6	S	6.190	S	-0.87	2,S	4.024	S	S
14348-1447	0.083	ULIRG/LINER	0.380	S	0.008	S	30.3	S	2.640	S	-2.33	2,S	8.684	S	S
15206+3342	0.125	ULIRG/HII	0.595	S	0.006	S	22.9	S	2.040	S	-0.59	2,S	3.835	S	S
15225+2350	0.139	ULIRG/HII	0.145	1,2	0.007	S	17.9	S	1.290	S	-2.76	2,S	11.773	S	S
15250	0.055	ULIRG/LINER	< 0.066	1,2	0.010	S	18.7	S	2.050	S	-3.82	2,S	25.486	S	S
16090-0139	0.134	ULIRG/LINER	0.602	S	0.019	1,2	22.7	S	1.620	S	-3.54	2,S	10.676	S	S
16468+5200	0.150	ULIRG/LINER	0.278	S	0.005	S	23.7	S	2.370	S	-2.62	2,S	12.445	S	S
16474+3430	0.111	ULIRG/HII	0.974	S	0.004	S	50.5	S	4.350	S	-1.51	2,S	5.183	S	S
16487+5447	0.104	ULIRG/LINER	0.572	S	0.002	S	34.8	S	3.480	S	-1.52	2,S	6.544	S	S
17028+5817	0.106	ULIRG/LINER	1.342	S	0.001	S	53.7	S	5.420	S	-1.65	2,S	5.371	S	S
17044+6720	0.135	ULIRG/LINER	0.057	1,2	0.018	1,2	7.1	1,2	0.650	2	-2.17	2,S	8.835	S	2
20414-1651	0.086	ULIRG/HII	0.758	S	0.001	S	39.1	S	4.280	S	-2.12	2,S	9.351	S	S
22491-1808	0.078	ULIRG/HII	0.904	S	0.003	S	33.1	S	4.360	S	-1.41	2,S	7.867	S	S
23327+2913	0.107	ULIRG/LINER	0.342	S	0.002	S	12.9	1,2	1.740	S	-1.38	2,S	8.222	S	S
Arp220	0.018	Sy2/HII	0.332	S	0.001	S	19.3	S	3.240	S	-3.28	2,S	29.432	S	S
CGCG381-051	0.037	Sy2/HII	0.571	S	0.006	S	18.6	S	2.940	S	1.20	1	1.529	1	S
ESO33-g2	0.018	Sy2	< 0.016	1,2	0.062	1,2	1.2	1,2	0.180	1	-0.02	2,S	1.631	1	1
F01475-0740	0.018	Sy2/HII	0.141	1,2	0.030	1,2	8.6	1,2	0.690	2	0.45	1	1.750	1	1
F03450+0055	0.031	Sy1	< 0.010	1,2	0.076	1,2	0.0	1,2	< 0.018	1	0.20	1	1.391	1	1
F04385-0828	0.015	Sy2	0.033	1,2	0.037	1,2	4.9	1,2	0.190	1	-1.00	2,S	2.749	2	2
F15480-0344	0.030	Sy2	< 0.020	1,2	0.024	1,2	0.0	1,2	0.180	1	0.08	1	2.066	2	1
IC4329a	0.016	Sy1	< 0.006	1,2	0.104	1,2	0.0	1,2	< 0.010	1	-0.01	2,S	1.551	1	1
MGC-2-33-34	0.015	Sy1/HII	0.104	1,2	0.022	1,2	11.7	1,2	1.060	S	0.01	1	2.329	2	12

Tabla D.1 (continuación)

	z	tipo NED	EW ₆₂	C2	L ₅₅ /L _{IR}	C3	%PDR	C4	l/c ₇₇	C5	S _{sil}	C6	f15/f10	C7	Cfinal
MGC-2-8-39	0.030	Sy2	< 0.022	1,2	-	-	0.0	1,2	0.350	2	0.36	1	2.203	2	2
MGC-3-58-7	0.031	Sy2	0.047	1,2	0.029	1,2	0.8	1,2	0.340	2	0.00	1	1.652	1	1
MGC-6-30-15	0.008	Sy1	< 0.036	1,2	0.078	1,2	0.0	1,2	< 0.012	1	-0.06	2,S	1.509	1	1
Mrk231	0.042	Sy1	0.079	1,2	0.018	1,2	2.6	1,2	0.450	2	-0.77	2,S	3.323	2	2
Mrk273	0.038	Sy2	0.164	1,2	0.004	S	19.4	S	1.870	S	-2.16	2,S	9.909	S	S
Mrk335	0.026	Sy1	0.054	1,2	0.127	1,2	4.1	1,2	< 0.020	1	0.17	1	1.094	1	1
Mrk348	0.015	Sy2	< 0.018	1,2	0.059	1,2	0.1	1,2	< 0.014	1	-0.40	2,S	2.087	2	2
Mrk52	0.007	HII	1.352	S	0.002	S	41.5	S	4.390	S	0.18	1	2.802	2	S
Mrk6	0.019	Sy1	0.055	1,2	0.047	1,2	0.0	1,2	< 0.026	1	-0.00	2,S	1.747	1	1
Mrk704	0.029	Sy1	< 0.020	1,2	0.142	1,2	0.2	1,2	0.080	1	0.16	1	1.306	1	1
Mrk79	0.022	Sy1	< 0.006	1,2	0.042	1,2	0.0	1,2	0.100	1	-0.02	2,S	1.464	1	1
Mrk817	0.031	Sy1	0.053	1,2	0.027	1,2	0.0	1,2	0.150	1	0.16	1	1.717	1	1
Mrk938	0.020	Sy2/HII	1.084	S	0.004	S	37.1	S	4.680	S	-1.26	2,S	5.540	S	S
Mrk9	0.040	Sy1	0.012	1,2	0.079	1,2	4.5	1,2	0.250	2	0.10	1	1.255	1	1
NGC1056	0.005	Sy2/HII	1.308	S	0.004	S	68.1	S	6.210	S	-0.25	2,S	2.247	2	S
NGC1125	0.011	Sy2/HII	0.495	S	0.008	S	6.7	1,2	1.580	S	-1.57	2,S	5.675	S	S
NGC1194	0.014	Sy2	0.030	1,2	0.076	1,2	1.6	1,2	0.180	1	-1.25	2,S	2.994	2	2
NGC1222	0.008	HII	1.904	S	0.006	S	69.0	S	8.150	S	-0.02	2,S	1.688	1	S
NGC1365	0.005	Sy2/HII	0.198	1,2	0.004	S	16.6	S	1.150	S	-0.20	2,S	3.088	2	S
NGC2146	0.003	HII	1.928	S	0.002	S	59.7	S	8.450	S	-1.63	2,S	5.510	S	S
NGC3079	0.004	Sy2/HII	1.180	S	0.003	S	58.7	S	5.640	S	-2.25	2,S	5.243	S	S
NGC3516	0.009	Sy1	0.027	1,2	0.044	1,2	0.0	1,2	0.070	1	-0.07	2,S	1.500	1	1
NGC3628	0.003	HII	0.508	S	0.002	S	54.7	S	5.360	S	-4.91	2,S	36.738	S	S
NGC3982	0.004	Sy2/HII	0.384	S	0.002	S	27.3	S	2.320	S	0.14	1	3.452	2	S
NGC4051	0.002	Sy1/HII	0.074	1,2	0.012	1,2	8.8	1,2	0.400	2	0.11	1	1.532	1	1
NGC4151	0.003	Sy1	< 0.006	1,2	-	-	0.0	1,2	< 0.018	1	-0.05	2,S	2.108	2	2
NGC424	0.012	Sy1	< 0.004	1,2	0.119	1,2	1.8	1,2	0.100	1	0.06	1	1.329	1	1
NGC4602	0.008	Sy2/HII	1.370	S	0.003	S	36.9	S	5.550	S	0.35	1	3.241	2	S
NGC4968	0.010	Sy2	0.133	1,2	0.019	1,2	10.4	1,2	0.720	2	-0.18	2,S	2.549	2	2
NGC5005	0.003	Sy2/HII	0.232	S	0.008	S	41.9	S	1.460	S	-0.60	2,S	2.646	2	S
NGC513	0.020	Sy2/HII	0.258	S	0.007	S	16.2	S	1.260	S	0.05	1	2.049	2	S
NGC520	0.008	HII	1.404	S	0.004	S	63.5	S	7.460	S	-2.60	2,S	6.948	S	S
NGC5256	0.028	Sy2/HII	1.257	S	0.004	S	36.3	S	4.410	S	-1.39	2,S	4.011	S	S
NGC5347	0.008	Sy2	0.042	1,2	0.022	1,2	5.0	1,2	0.320	2	0.03	1	2.245	2	2
NGC5548	0.017	Sy1	< 0.050	1,2	-	-	5.0	1,2	< 0.042	1	0.03	1	1.662	1	1
NGC5929	0.008	Sy2/HII	0.408	S	-	-	37.1	S	2.290	S	-0.16	2,S	2.865	2	S
NGC5953	0.007	Sy2/HII	1.077	S	0.003	S	57.1	S	4.580	S	-0.37	2,S	3.382	2	S

Tabla D.1 (continuación)

	z	tipo NED	EW_{62}	C2	L_{55}/L_{IR}	C3	%PDR	C4	l/c_{77}	C5	S_{sil}	C6	f15/f10	C7	Cfinal
NGC6810	0.007	Sy2/HII	0.652	S	0.002	S	37.6	S	2.520	S	-0.19	2,S	2.928	2	S
NGC6860	0.015	Sy1	< 0.020	1,2	0.057	1,2	2.2	1,2	< 0.014	1	-0.03	2,S	1.349	1	1
NGC6890	0.008	Sy2	0.090	1,2	0.003	S	10.6	1,2	0.460	2	0.03	1	2.016	2	2
NGC7130	0.016	Sy2/HII	0.388	S	0.002	S	27.0	S	1.670	S	-0.76	2,S	3.632	S	S
NGC7252	0.016	HII	2.381	S	0.003	S	65.3	S	9.580	S	-1.13	2,S	4.111	S	S
NGC7469	0.016	Sy1/HII	0.357	S	0.007	S	21.9	S	1.610	S	-0.17	2,S	2.444	2	S
NGC7496	0.006	Sy2/HII	0.860	S	0.002	S	29.9	S	2.640	S	-0.25	2,S	3.098	2	S
NGC7603	0.030	Sy1/HII	0.099	1,2	0.047	1,2	16.4	S	0.370	2	0.33	1	0.840	1	1
NGC7674	0.029	Sy2	0.037	1,2	0.023	1,2	0.8	1,2	0.360	2	-0.29	2,S	2.197	2	2
NGC7714	0.009	HII	1.465	S	0.003	S	47.0	S	4.890	S	-0.37	2,S	3.639	S	S
PG0050+124	0.061	Sy1	0.012	1,2	0.050	1,2	2.0	1,2	0.050	1	0.41	1	1.122	1	1
PG0157+001	0.163	Sy1/HII	0.076	1,2	0.011	1,2	0.9	1,2	0.400	2	0.17	1	2.308	2	2
PG0838+770	0.131	Sy1	0.046	1,2	0.036	1,2	1.8	1,2	0.200	1	0.23	1	1.484	1	1
PG0844+349	0.064	Sy1	< 0.036	1,2	0.096	1,2	0.0	1,2	0.060	1	0.36	1	1.187	1	1
PG1001+054	0.160	Sy1	0.072	1,2	0.104	1,2	4.7	1,2	< 0.030	1	0.11	1	1.279	1	1
PG1004+130	0.241	Sy1	< 0.022	1,2	0.050	1,2	0.0	1,2	< 0.024	1	0.75	1	1.176	1	1
PG1116+215	0.177	Sy1	< 0.020	1,2	0.164	1,2	10.5	1,2	< 0.034	1	0.22	1	0.960	1	1
PG1126-041	0.060	Sy1	0.074	1,2	0.037	1,2	0.8	1,2	0.040	1	-0.09	2,S	1.700	1	1
PG1229+204	0.063	Sy1	< 0.036	1,2	0.087	1,2	0.0	1,2	0.110	1	0.12	1	1.445	1	1
PG1244+026	0.048	Sy1	0.051	1,2	0.020	1,2	2.1	1,2	0.120	1	0.08	1	1.602	1	1
PG1309+355	0.184	Sy1	0.085	1,2	0.057	1,2	0.0	1,2	0.130	1	0.36	1	1.337	1	1
PG1411+442	0.090	Sy1	< 0.040	1,2	0.186	1,2	10.2	1,2	0.080	1	0.17	1	0.962	1	1
PG1426+015	0.087	Sy1	< 0.036	1,2	0.068	1,2	1.3	1,2	0.030	1	0.17	1	1.219	1	1
PG1435-067	0.126	Sy1	0.047	1,2	0.054	1,2	7.2	1,2	0.080	1	0.28	1	0.979	1	1
PG1440+356	0.079	Sy1/HII	0.044	1,2	0.083	1,2	9.3	1,2	0.250	2	0.05	1	1.280	1	1
PG1448+273	0.065	Sy1	< 0.010	1,2	0.054	1,2	3.0	1,2	0.150	1	0.01	1	1.694	1	1
PG1613+658	0.129	Sy1/HII	0.035	1,2	0.043	1,2	6.2	1,2	0.210	2	0.13	1	1.196	1	1
PG1617+175	0.112	Sy1	< 0.028	1,2	0.124	1,2	6.8	1,2	< 0.018	1	0.27	1	0.952	1	1
PG1626+554	0.133	Sy1	< 0.028	1,2	0.400	1,2	11.8	1,2	0.150	1	0.64	1	0.642	1	1
PG1700+518	0.292	Sy1	0.032	1,2	0.162	1,2	3.1	1,2	0.050	1	0.17	1	1.222	1	1
PG2214+139	0.066	Sy1	< 0.038	1,2	0.107	1,2	8.3	1,2	< 0.012	1	0.31	1	0.860	1	1
TOL1238-364	0.011	Sy2	0.090	1,2	0.007	S	5.3	1,2	0.430	2	-0.56	2,S	3.673	S	2
UGC5101	0.039	ULIRG/LINER	0.160	1,2	0.004	S	24.5	S	3.450	S	-1.56	2,S	6.611	S	S

Bibliografía

- Acosta-Pulido, J., Pérez-Fournon, I., Calvani, M. and Wilson, A. S. 1990, *Ap&SS*, 171, 25
- Afonso-Luis, A., Hatziminaoglou, E., Pérez-Fournon, I., González-Solares, E. A., Rowan-Robinson, M., Vaccari, M., Lari, C., Serjeant, S., Oliver, S., Hernan-Caballero, A. and Montenegro-Montes, F. M. 2004, *MNRAS*, 354, 961
- Afonso-Luis, A. 2008, *Los cuásares de tipo I en los cartografiados ELAIS y SWIRE*, PhD Thesis
- Alexander, D. M., La Franca, F., Fiore, F. et al. 2001, *ApJ*, 554, 18
- Alexander, D. M., Brandt, W. N., Hornschemeier, A. E., et al. 2004, *AJ*, 122, 2156
- Alexander, D. M., Smail, I., Bauer, F. E., Chapman, S. C., Blain, A. W., Brandt, W. N., and Ivison, R. J. 2005, *Nature*, 434, 738
- Allain, T., Leach, S. and Sedlmayr, E. 1996, *A&A*, 305, 616
- Allamandola, L. J., Tielens, A. G. G. M., and Barker, J. R. 1985, *ApJ*, 290, L25
- Allamandola, L. J., Tielens, A. G. G. M., and Barker, J. R. 1989, *ApJS*, 71, 733
- Allamandola, L. J., Hudgins, D. M., and Sandford, S. A. 1999, *ApJ*, 511, L115
- Almaini, O., et al. 2003, *MNRAS*, 338, 303
- Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, 31, 473
- Armus, L., Heckman, T., and Miley, G. 1987, *AJ*, 94, 831
- Armus, L., et al. 2004, *ApJS*, 154, 178
- Armus, L., Charmandaris, V., Bernard-Salas, J. et al. 2007, *ApJ*, 656, 148
- Asari, N. V., et al., 2007, *MNRAS*, 381, 263
- Babbedge, T. S. R., Rowan-Robinson, M., González-Solares, E., Polletta, M., Berta, S., Pérez-Fournon, I., Oliver, S., Salaman, D. M., Irwin, M., Weatherley, S. J., 2004, *MNRAS*, 353, 654

- Babbedge, T. S. R., Rowan-Robinson, M., Vaccari, M., Surace, J. A., et al. 2006, MNRAS, 370, 1159
- Bakes, E. L. O., Tielens, A. G. G. M., and Bauschlicher, C. M. 2001, ApJ, 556, 501
- Ballo, L., Braitto, V., Della Ceca, R., Maraschi, L., Tavecchio, F. and Dadina, M. 2004, ApJ, 600, 634
- Barthel, P. D. 1994, in The First Stromlo Symposium: The Physics of Active Galaxies, ed. G. V. Bicknell, M. Dopita, & P. Quinn, Vol. 54, 175
- Barvainis, R. 1987, ApJ 320, 537
- Basilakos, S., Georgantopoulos, I., Pérez-Fournon, I., et al. 2002, MNRAS, 331, 417
- Baugh, C. M., Lacey, C. G., Frenk, C. S., Granato, G. L., Silva, L., Bressan, A., Benson, A. J., and Cole, S. 2005, MNRAS, 356, 1191
- Becker, R., White, R. and Edwards, A. 1991, ApJS, 75, 1
- Becker, R. H., White, R. L. and Helfand, D. J. 1995, ApJ, 450, 559
- Beelen, A., Cox, P., Benford, D. J., Dowell, C. D., Kovács, A., Bertoldi, F., Omont, A. and Carilli, C. L. 2006, ApJ, 642, 694
- Begelman, M. C. 1993, in The Environment and Evolution of Galaxies, ed. J. M. Shull & H. A. Thronson Jr. (Dordrecht: Kluwer), 369
- Bell, E. F, et al. 2005, ApJ, 625, 23
- Bernstein, R. A., Freedman W. L. and Madore B. F. 2002, ApJ, 571, 107
- Berta, S., Rubele, S., Franceschini, A. et al. 2006, A&A, 451, 881
- Bertoldi, F., Carilli, C. L., Cox, P., Fan, X., Strauss, M. A., Beelen, A., Omont, A. and Zylka, R. 2003, A&A, 406, 55
- Bianchi, S., chiaberge, M., Piconcelli, E., Guainazzi, M. and Matt, G. 2008, MNRAS enviado (astro-ph/0802.0825)
- Blain, A. W., Chapman, S. C., Smail, I., and Ivison, R. 2004, ApJ, 611, 725
- Borne, K. D., et al. 1999, Ap&SS, 266, 137
- Borys, C., Chapman, S., Halpern, M., and Scott, D. 2003, MNRAS, 344, 385
- Boselli, A., Lequeux J., Sauvage M., et al. 1998, A&A 335, 53
- Bower, R. G., Benson, A. J., Malbon, R., Helly, J. C., Frenk, C. S., Baugh, C. M., Cole, S., and Lacey, C. G. 2006, MNRAS, 370, 645
- Bowman, J., Meeus, G., de Koter, A., et al. 2001, A&A, 375, 950

-
- Braito, V., Franceschini, A., Della Ceca, R. et al. 2003, *A&A*, 398, 107
- Brand, K., et al. 2007, *ApJ*, 663, 204
- Brandl, B. R., et al. 2004, *ApJS*, 154, 188
- Brandl, B. R., Bernard-Salas, J., Spoon, H. W. W. et al. 2006, *ApJ*, 653, 1129
- Bridge, C. R., et al. 2007, *ApJ*, 659, 931
- Brotherton, M. S., Tran, H. D., Becker, R. H., Gregg, M. D., Laurent-Muehleisen, S. A. and White, R. L. 2001, *ApJ*, 546, 775
- Buchanan, C., Gallimore, J., O'Dea, C., Baum, S., Axon, D., Robinson, A., Elitzur, M. and Elvis, M. 2006, *AJ*, 132, 401
- Burbidge, G. R. and Stein, W. A. 1970, *ApJ*, 160, 573
- Bushouse, H. A., et al. 2002, *ApJS*, 138, 1
- Cabrera-Guerra, F., et al. 2000, in 'The Promise of the Herschel Space Observatory', ed G.L.
- Calzetti, D. 2001, *PASP*, 113, 1449
- Canalizo, G. and Stockton, A., 2001, *AJ*, 555, 719
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Abergel A., et al. 1996a, *A&A*, 315, L305
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Abergel A., et al. 1996b, *A&A*, 315, L309
- Cesarsky, D. and Blommaert, J. 2000, ISOCAM Calibration Accuracies Document
- Chapman, S. C., Windhorst, R., Odewahn, S., Yan, H., and Conselice, C. 2003, *ApJ*, 599, 92
- Charmandaris, V., Laurent, O., Mirabel, I. F., Gallais, P., Sauvage, M., Vigroux, L., Cesarsky, C., and Tran, D. 1999, *Ap&SS*, 266, 99
- Chary, R. and Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Chary, R. et al. 2004, *ApJS*, 154, 80
- Chiar, J. E. and Tielens, A. G. G. M. 2006, *ApJ*, 637, 774
- Chini, R., Kreysa, E., and Biermann, P. L. 1989, *A&A*, 219, 87
- Cid Fernandes, R., Heckman, T., Schmitt, H., et al., 2001, *ApJ*, 588, 81
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Storchi-Bergmann, T., Martins, L. P. and Schmitt, H. 2005, *MNRAS*, 356, 270
- Ciliegi, P., McMahon, R., Miley, G., et al. 1999, *MNRAS*, 302, 222

- Clavel, J., et al. 2000, *A&A*, 357, 839
- Colbert, E. J. M., Baum, S. A., Gallimore, J. F., O'Dea, C. P., Lehnert, M. D., Tsvetanov, Z., Mulchaey, J. S. and Caganoff, S. 1996, *ApJS*, 105, 75
- Cole, S., Lacey, C. G., Baugh, C. M., and Frenk, C. S. 2000, *MNRAS*, 319, 168
- Condon, J. J., Huang, Z. P., Yin, Q. F., Thuan, T. X. 1991, *ApJ*, 378, 65
- Contini, M., Radovich, M., Rafanelli, P., and Richter, G. M. 2002, *ApJ*, 572, 124
- Crampton, D., Cowley, A. P., Hartwick, F. D. A. and Ko, P. W. 1992, *AJ*, 104, 1706
- Cutri, R. M., Nelson, B. O., Kirkpatrick, J. D., Huchra, J. D., Smith, P. J. 2001, in *ASP Conf. Ser. 232, The New Era of Wide Field Astronomy*, ed. R. G. Clowes, A. J. Adamson and G. E. Bromage (San Francisco: ASP), 78
- Dahari O., 1984, *AJ*, 89, 966
- Dahari O., 1985, *ApJS*, 57, 643
- Dale, D., Helou, G. 2002, *ApJ*, 576, 159
- Dale, D., et al. 2005, *ApJ*, 633, 857
- Davies, R., Mueller Sanchez, F., Genzel, R., Tacconi, L., Hicks, E., Friedrich, S., and Sternberg, A., 2007, *ApJ*, 671, 1388
- de Grijp, M.H.K., Miley G.K., Lub J. and de Jong T. 1985, *Nature* 314, 240
- de Jong, T., Klein, U., Wielebinski, R. and Wunderlich, E. 1985, *A&A*, 147, L6
- Deo, R. P., Crenshaw, D. M., Kraemer, S. B., Dietrich, M., Elitzur, M., Teplitz, H. and Turner, T. J. 2007, *ApJ*, 617, 124
- Di Matteo, T., Springel, V., & Hernquist, L. 2005, *Nature*, 433, 604
- Dole, H., et al. 2001, *A&A*, 372, 364
- Dole, H., Lagache, G., Puget, J. L. et al. 2006, *A&A*, 451, 417
- Douglas, J. et al. 1996, *AJ*, 111, 1945
- Draine, B. T. and Li, A. 2001, *ApJ*, 551, 807
- Draine, B. T. 2003, *ARA&A*, 41, 241
- Dudley, C. C. 1999, *MNRAS*, 307, 553
- 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., Webb, T., Dunne, L., Gear, W., Clements, D., and Yun, M. 2000, *AJ*, 120, 2244
- Efstathiou, A. and Rowan-Robinson, M. 1995, *MNRAS*, 273, 649
- Efstathiou, A., Rowan-Robinson, M., and Siebenmorgen, R. 2000, *MNRAS*, 313, 734
- Efstathiou, A. and Rowan-Robinson, M. 2003, *MNRAS*, 343, 322
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Chantal, P. et al. 2002, *A&A*, 384, 848
- Elvis, M., Wilkes, B. J., McDowell, J. C. et al. 1994, *ApJS*, 95, 1
- Fadda, D., Marleau, F. R., Storrie-Lombardi, L. J. et al. 2006, *AJ*, 131, 2859
- Farrah, D., Verma, A., Oliver, S., Rowan-Robinson, M., McMahon, R. 2002, *MNRAS*, 329, 605
- Farrah, D., et al. 2006, *ApJ*, 643, L139
- Farrah, D., Lonsdale, C. J., Weedman, D. W., Spoon, H. W. W., Rowan-Robinson, M., Polletta, M., Oliver, S., Houck, J. R., Smith, H. E., 2008, *ApJ*, 677, 957
- Fathi, K., Storchi-Bergmann, T., Riffel, R. A., Winge, C., Axon, D. J., Robinson, A., Capetti, A., and Marconi, A. 2006, *ApJ*, 641, L25
- Ferrarese, L., and Merritt, D. 2000, *ApJ*, 539, L9
- Ficarra, A., Grueff, G. and Tomassetti, G. 1985, *A&AS*, 59, 255
- Filippenko, A. V., Ho, L. C., and Sargent, W. L. W. 1993, *ApJ*, 410, L75
- Fischer, J., Lord, S. D., Unger, S. J., Bradford, C. M. et al. 1999, *ESASP*, 427, 817
- Fischer, J. 2000, in *ISO Beyond the Peaks*, ed. A. Salama, M. F. Kessler, K. Leech, and B. Schulz (ESA SP-456; Noordwijk: ESA), 239 (astro-ph/0009395)
- Forrest, W. J.; Sargent, B., Furlan, E., D'Alessio, P., Calvet, N., et al. 2004, *ApJS*, 154, 443
- Förster Schreiber, N. M., Sauvage, M., Charmandaris, V., Laurent, O., Gallais, P., Mirabel, I. F. and Vigroux, L. 2003, *A&A*, 399, 833
- Förster Schreiber, N. M., Roussel, H., Sauvage, M. and Charmandaris, V. 2004, *A&A*, 419, 501
- Franceschini, A., Braito, V., Fadda, D. 2002, *A&A*, 335, L51
- Franceschini, A., et al. 2003, *MNRAS*, 343, 1181
- Fritz, J., Franceschini, A. and Hatziminaoglou, E. 2006, *MNRAS*, 366, 767
- Fuentes-Williams T., Stocke J. T., 1988, *AJ*, 96, 1235

- Gallimore, J. F., Baum, S. A. and O'Dea, C. P. 1997, *Nature*, 388, 852
- Gebhardt, K., Bender, R., Bower, G., et al. 2000, *ApJ*, 539, L13
- Genzel, R., Lutz, D., Sturm, E., et al. 1998, *ApJ*, 498, 579
- Gillett, F. C., Forrest, W. J., and Merrill, K. M. 1973, *ApJ*, 183, 87
- Gliozzi, M., Sambruna, R. M., and Foschini, L. 2007, *ApJ*, 662, 878
- Goldader, J. D., Joseph, R. D., Doyon, R., Sanders, D. B. 1995, *ApJ*, 444, 97
- Gómez, P. L., Nichol, R. C., Miller, C. J., et al. 2003, *ApJ*, 584, 210
- Gonçalves, A. C., Veron-Cetty, M. -P, and Veron, P., 1999, *A&AS*, 135, 47
- González Delgado, R. M., Heckman, T., Leitherer, C., Meurer, G., Krolik, J., Wilson, A. S., Kinney, A., and Koratkar, A. 1998, *ApJ*, 505, 174
- González Delgado, R., 2002, *ASPC*, 258, 101
- González-Solares, E. A., et al. 2005, *MNRAS*, 358, 333
- Granato, G. L. and Danese, L., 1994, *MNRAS*, 268, 235
- Granato, G. L., Lacey, C. G., Silva, L., Bressan, A., Baugh, C. M., Cole, S., and Frenk, C. S. 2000, *ApJ*, 542, 710
- Granato, G. L., et al., 2001, *MNRAS*, 324, 757
- Granato, G. L., De Zotti, G., Silva, L., Bressan, A., and Danese, L. 2004, *ApJ*, 600, 580
- Greene, J. E., and Ho, L. C., 2006, *ApJ*, 641, L21
- Greve, R., Mahajan, R. A., Segschneider, J. and Grieger, B. 2004, *MNRAS*, 354, 779
- Guainazzi, M., Piconcelli, E., Jiménez-Bailón, E. and Matt, G., 2005, *A&A*, 429, 9
- Guyon, O., Sanders, D. B., Stockton, A. N. 2006, *ApJS*, 166, 89
- Haas, M., Klaas, U., Müller, S. A. H., Bertoldi, F., Camenzind, M., et al. 2003, *A&A*, 402, 87
- Haas, M., Müller, S. A. H., Bertoldi, F., Chini, R., Egner, S., et al. 2004, *A&A*, 424, 531
- Hacking, P., Houck, J. R., and Condon, J. J. 1987, *ApJ*, 316, L15
- Hao, L., et al. 2005, *ApJ*, 625, L75
- Hao, L., Weedman, D. W., Spoon, H. W. W., Marshall, J. A., Levenson, N. A., Elitzur, M. and Houck, J. R. 2007, *ApJ*, 655, L77
- Hatton, S., Devriendt, J. E. G., Ninin, S., Bouchet, F. R., Guiderdoni, B., and Vibert, D. 2003, *MNRAS*, 343, 75

-
- Hatziminaoglou, E., Pérez-Fournon, I., Polletta, M., Afonso-Luis, A., Hernán-Caballero, A., Montenegro-Montes, F. M. et al. 2005, *AJ*, 129, 1198
- Hatziminaoglou, E., Fritz, J., Franceschini, A., Afonso-Luis, A., Hernán-Caballero, A., Pérez-Fournon, I., Serjeant, S., Lonsdale, C., Oliver, S., Rowan-Robinson, M., Shupe, D. Smith, H. E. and Surace, J. 2008, *MNRAS*, 386, 1252
- Hauser, M. G., et al. 1998, *ApJ*, 508, 25
- Heckman, T. M., González-Delgado, R. M., Leitherer, C., Meurer, G. R., Krolik, J., Wilson, A. S., Koratkar, A., and Kinney, A. 1997, *ApJ*, 482, 114
- Heckman, T. M. 2004, in *Coevolution of Black Holes and Galaxies*, ed. L. C. Ho (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 358
- Heisler, C. A., Lumsden, S. L. and Bailey, J. A. 1997, *Nature* 385, 700
- Helou, G., Soifer, B. T., and Rowan-Robinson, M. 1985, *ApJL*, 298, L7
- Hernán-Caballero, A., Pérez-Fournon, I., Rowan-Robinson, M., Rigopoulou, D., Afonso-Luis, A., Hatziminaoglou, E., et al. 2008, *ASPC*, 381, 367
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., and Sargent, W. L. W. 1995, *ApJS*, 98, 477
- Ho, L. C. 2005, *ApJ*, 629, 680
- Hönig, S. F., and Beckert, T. 2007, *MNRAS*, 380, 1172
- Horst, H., Smette, A., Gandhi, P. and Duschl, W. J. 2006, *A&A*, 457, L17
- Horst, H., Gandhi, P., Smette, A. and Duschl, W. J. 2008, *A&A*, 479, 389
- Houck, J. R., et al. 2004, *ApJS*, 154, 18
- Houck, J. R., Soifer, B. T., Weedman, D. et al. 2005, *ApJ*, 622, 105L
- Hughes, D. H., Robson, E. I., Dunlop, J. S., and Gear, W. K. 1993, *MNRAS*, 263, 607
- Hughes, D. H., et al. 1998, *Nature*, 394, 241
- Imanishi, M., and Dudley, C. C. 2000, *ApJ*, 545, 701
- Imanishi, M. 2002, *ApJ*, 569, 44
- Imanishi, M., and Wada, K. 2004, *ApJ*, 617, 214
- Imanishi, M., Dudley, C. C. and Maloney, P. R. 2006, *ApJ*, 637, 114
- Imanishi, M., Dudley, C. C., Maiolino, R. Maloney, P., Nakagawa, T. and Risaliti, G. 2007, *ApJS*, 171, 72
- Jannuzi, B. T. and Dey, A. 1999, *ASPC*, 193, 258

- Kauffmann, G., et al. 2003, MNRAS, 346, 1055
- Kawakatu, N., Anabuki, N., Nagao, T., Umemura, M., and Nakagawa, T. 2006, ApJ, 637, 104
- Keel W. C., Kennicutt R. C., Jr, Hummel E., van der Hulst J. M., 1985, AJ, 90, 708
- Kemper, F., Virend, W. J. and Tielens, A. G. G. M. 2004, ApJ, 609, 826
- Kennicutt, R., C. 1998, ARA&A, 36, 189
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., et al. 1996, A&A, 315, 27
- Khachikian, E. Y., and Weedman, D. W. 1974, ApJ, 192, 581
- Kim, D. C., Veilleux, S., Sanders, D. B. 1998, ApJ, 508, 627
- Kim, M., Ho, L. C. and Im, M. 2006, ApJ, 642, 702
- Kimura, H. et al. 2002, Icarus, 159, 529
- Kleinmann, D. E. and Low, F. J. 1970a, ApJ, 159, 165
- Kleinmann, D. E. and Low, F. J. 1970b, ApJ, 161, 203
- Knapp, G. R. and Rupen, M. P. 1996, ApJ 460, 271
- Knapp, G. R., Rupen, M. P., Fich, M., et al. 1996, A&A 315, 75
- Komossa, S., Burwitz, V., Hasinger, G., Predehl, P., Kaastra, J. S. and Ikebe, Y., 2003, ApJ, 582, L15
- Kong, X., Charlot, S., Weiss, A., and Cheng, F. Z. 2003, A&A, 403, 877
- Krabbe, A., Böker, T., and Maiolino, R. 2001, ApJ, 557, 626
- Lacy, M., et al. 2004, ApJS, 154, 166
- Lacy, M., Canalizo, G., Rawlings, S. et al. 2005, Mem. S. A. It., 76, 154
- Lacy, M., Sajina, A., Petric, A. O. et al. 2007, ApJ, 669, 61
- La Franca, F., Gruppioni, C., Matute, I. et al. 2004, AJ, 127, 3075
- Lagache G., Dole H. and Puget J. L., 2003, MNRAS 338, 555
- Lagache, G., et al. 2004, ApJS, 154, 112
- Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., Madden, S. C., Sauvage, M., Vigroux, L. and Cesarsky, C. 2000, A&A, 359, 887
- Lawrence, A., Warren, S. J., Almaini, O. et al. 2007, MNRAS, 379, 15599

-
- Le Flo'ch, E., Mirabel, I. F., Laurent, O., Charmandaris, V., Gallais, P., Sauvage, M., Vigroux, L., and Cesarsky, C. 2001, *A&A*, 367, 487
- Le Flo'ch, E., et al. 2005, *ApJ*, 632, 169
- Léger, A. and Puget, J. L. 1984, *A&A*, 137, L5
- Léger, A., D'Hendecourt, L., Boissel, P., and Désert, F. X. 1989, *A&A*, 213, 351
- Levenson, N. A., Sirocky, M. M., Hao, L., Spoon, H. W. W., Marshall, J. A., Elitzur, M. and Houck, J. R. 2007, *ApJ*, 654, 45
- Lewis, I., Balogh, M., De Propris, R., et al. 2002, *MNRAS*, 334, 673
- Li, A., and Draine, B. T. 2001, *ApJ*, 554, 778
- Li, A., and Draine, B. T. 2002, *ApJ*, 572, 232
- Li, C., Kauffmann, G., Wang, L., White, S. D. M., Heckman, T. M. and Jing, Y. P. 2006, *MNRAS*, 373, 457
- Li, C., Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, D. M. and Jing, Y. P. 2008, *MNRAS*, 385, 1915
- Lonsdale, C. J., Hacking, P. B., Conrow, T. P., and Rowan-Robinson, M. 1990, *ApJ*, 358, 60
- Lonsdale, C. J. and Smith, H. 1993, *ApJ*, 405, L9
- Lonsdale, C. et al. 2003a, *PASP* 115, 897
- Lonsdale, C. J., Lonsdale, C. J., Smith, H. and Diamond, P. 2003b, *ApJ*, 592, 804
- Lonsdale, C. J., Polletta, M. Surace, J. et al. 2004, *ApJS*, 154, 54
- Low, F.J. and Kleinmann, D. E. 1968, *AJ*, 73, 868
- Lu, N., et al. 2003, *ApJ*, 588, 199
- Lutz, D., Feuchtgruber, H., Genzel, R., Kunze, D., Rigopoulou, D. et al. 1996, *A&A*, 315, 269
- Lutz, D., Spoon, H. W. W., Rigopoulou, D., Moorwood, A. F. M., and Genzel, R. 1998, *ApJ*, 505, L103
- Lutz, D., Sturm, E., Genzel, R., Spoon, H. W. W., Moorwood, A. F. M., Netzer, H. and Sternberg, A. 2003, *A&A*, 409, 867
- Lutz, D., Maiolino, R., Spoon, H. W. W. and Moorwood, A. F. M. 2004, *A&A*, 418, 465
- Lutz, D., et al. 2007, *ApJ*, 661, L25
- Lutz, D., Sturm, E., Tacconi, L. J., et al. 2008, *ApJ*, aceptado (astro-ph/0805.2669)

- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., Giavalisco, M., Steidel, C. C., and Fruchter, A. 1996, MNRAS, 283, 1388
- Madden, S. C., Vigroux, L. and Sauvage, M. 1997, en: XVIIth Moriond Astrophysics Meeting - Extragalactic Astronomy in the Infrared, p. 29
- Madden, S. C., Vigroux, L. and Sauvage, M. 1999, The Universe as seen by ISO, ESA SP-427, March 1999, p. 933
- Maffei 1994, PhD Thesis, Université de Paris XI
- Magorrian, J., et al., 1999, AJ, 115, 2285
- Maiolino, R., Ruiz, M., Rieke, G. H. and Keller, L. D. 1995, ApJ, 446, 561
- Maiolino, R., Ruiz, M., Rieke, G. H., and Papadopoulos, P. 1997, ApJ, 485, 552
- Maiolino, R., Shemmer, O., Imanishi, M., Netzer, H., Oliva, E., Lutz, D. and Sturm, E. 2007, A&A, 468, 979
- Makovoz, D. and Khan, I. 2005, ASP Conference Ser., 347, 81
- Makovoz, D. and Marleau, F. R. 2005, PASP, 117, 1113
- Manners, J.C. et al. 2003, MNRAS, 343, 293
- Marcillac, D., Elbaz, D., Chary, R. R., Dickinson, M., Galliano, F. and Morrison, G. 2006, A&A, 457, 57
- Martínez-Sansigre, A., Rawlings, S., Lacy, M., Fadda, D., Marleau, F. R., Simpson, C. Willott, C. J., Jarvis, M. J. 2005, Nature, 436, 666
- McCarthy, J. F., Forrest, W. J., Briotta, D. A. and Houck, J. R. 1980, ApJ, 242, 965
- McMahon, R. G., Walton, N. A., Irwin, M. J., Lewis, J. R., Bunclark, P. S. and Jones, D. H. 2001, NewAR, 45, 97
- Meisenheimer, K., Haas, M., Müller, S.A.H., et al. 2001, A&A, 372, 719
- Miller, J. S., and Antonucci, R. R. J. 1983, ApJ, 271, L7
- Miller C. J., Nichol R. C., Gómez P. L., Hopkins A. M., Bernardi M., 2003, ApJ, 597, 142
- Mirabel, I. F., et al. 1998, A&A, 333, L1
- Mizutani, K., Suto, H., and Maihara, T. 1994, ApJ, 421, 475
- Molster, F. J., Bradley, J. P., Sitko, M. L. and Nuth, J. A. 2004, ASPC, 324, 268
- Morel, T., Efstathiou, A., Serjeant, S. et al. 2001, MNRAS, 327, 1187
- Mortier, A. M. J., et al. 2005, MNRAS, 363, 563

-
- Murray, S. S., Kenter, A., Forman, W. R. et al. 2005, *ApJS*, 161, 1
- Nenkova, M., Ivezić, Ž. and Elitzur, M. 2002, *ApJ*, 570, L9
- Netzer, H., Lutz, D., Schweitzer, M. et al. 2007, *ApJ*, 666, 806
- Neugebauer, G., Oke, J. B., Becklin, E. E. and Matthews, K. 1979, *ApJ*, 230, 79
- Neugebauer, G., Miley, G. K., Soifer, B. T., and Clegg, P. E. 1986, *ApJ*, 308, 815
- Norman, C., and Scoville, N. 1988, *ApJ*, 332, 124
- Norman, C., et al. 2002, *ApJ*, 571, 2188
- Oliver, S. J., et al. 1997, *MNRAS*, 289, 471
- Oliver, S. et al. 2000, *MNRAS*, 316, 768
- Omont, A., Beelen, A., Bertoldi, F., Cox, P., Carilli, C. L., Priddey, R. S., McMahon, R. G. and Isaak, K. G. 2003, *A&A*, 398, 857
- Osterbrock, D. E. 1981, *ApJ*, 249, 462
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, Mill Valley CA: University Science Books
- Papadopoulos, P., Isaak, K. and van der Werf, P. 2007, *ApJ*, 668, 815
- Papovich, C., et al. 2004, *ApJS*, 154, 70
- Partridge, R. B., and Peebles, P. J. E. 1967, *ApJ*, 148, 377
- Peeters, E., Hony, S., Van Kerckhoven, C., et al. 2002, *A&A*, 390, 1089
- Peeters, E., Spoon, H. W. W. and Tielens, A. G. G. M. 2004, *ApJ*, 613, 986
- Pérez-Fournon, I. and Wilson, A. S. 1990, *ApJ*, 356, 456
- Perola, G. C., et al. 2004, *A&A*, 421, 491
- Petrosian A. R., 1982, *Afz*, 18, 548
- Pier, E. A. and Krolik, J. H. 1993, *ApJ*, 418, 673
- Pogge, R. W. 1989a, *ApJ*, 345, 730
- Pogge, R. W. 1989b, *ApJS*, 71, 433
- Polletta, M., Tajer, M., Maraschi, L. et al. 2007, *ApJ*, 663, 81
- Polletta, M., Weedman, D., Hönic, S., Lonsdale, C. J., Smith, H. E. and Houck, J. 2008, *ApJ*, 675, 960
- Povich, M., Stone, J., Churchwell, E., et al. 2007, *ApJ*, 660, 346

- Pozzi, F., et al. 2003, MNRAS, 343, 1348
- Ptak, A., Heckman, T., Levenson, N. A., Weaver, K., Strickland, D. 2003, ApJ, 592, 782
- Puget, J. L., Léger, A., and Boulanger, F. 1985, A&A, 142, L19
- Puget, J. L., et al. 1996, A&A, 308, 5
- Puget, J. L., et al. 1999, A&A, 345, 29
- Raimann, D., Bica, E., Storchi-Bergmann, T., Melnick, J., and Schmitt, H. 2000, MNRAS, 314, 295
- Ramos Almeida, C., Pérez García, A. M., Acosta-Pulido, J. A., and Rodríguez Espinosa, J. M. 2007, AJ, 134, 2006
- Rapacioli, M., Joblin, C. and Boissel, P. 2005, A&A, 429, 193
- Rees, M. J., Silk, J. I., Werner, M.W. and Wickramasinghe, N. C. 1969, Nature, 223, 37
- Rieke, G. H. and Low, F. J. 1972, ApJ, 176, 95
- Rieke, G. H. and Lebofsky, M. J. 1979, ARA&A, 17, 477
- Rieke, G. H. and Lebofsky, M. J. 1986, ApJ, 304, 326
- Rigopoulou, D., Spoon, H. W. W., Genzel, R., Lutz, D., Moorwood, A. F. M. and Tran, Q. D. 1999, AJ, 118, 2625
- Rocca-Volmerange, B., Le Borgne, D., De Breuck, C., Fioc, M., and Moy, E. 2004, A&A, 415, 931
- Roche, P. F., Aitken, D. K., and Smith, C. H. 1991a, MNRAS, 252, 282
- Roche, P. F., Aitken, D. K., Smith, C. H. and Ward, M. J. 1991b, MNRAS, 248, 606
- Rosenthal, D., Bertoldi, F. and Drapatz, S. 2000, A&A, 356, 705
- Rowan-Robinson, M., Broadhurst, T., Lawrence, A., et al. 1991, Nature, 351, 719
- Rowan-Robinson, M. 1995, MNRAS, 272, 737
- Rowan-Robinson, M., et al. 1997, MNRAS, 289, 490
- Rowan-Robinson, M. 2001, ApJ, 549, 745
- Rowan-Robinson, M. 2003, MNRAS, 345, 819
- Rowan-Robinson, M., et al. 2004, MNRAS, 351, 1290
- Rowan-Robinson, M., Babbedge, T., Oliver, S. et al. 2008, MNRAS, 386, 697
- Sajina, A., Scott, D., Dennefeld, M., Dole, H., Lacy, M. and Lagache, G. 2006, MNRAS, 369, 939

-
- Sajina, A., Yan, L., Armus, L., Choi, P., Fadda, D., Helou, G. and Spoon, H. W. W. 2007, *ApJ*, 664, 713
- Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., Madore, B. F., Matthews, K., Neugebauer, G., and Scoville, N. Z. 1988, *ApJ*, 325, 74
- Sanders, D. B., Phinney, E. S., Neugebauer, G., Soifer, B. T. and Matthews, K. 1989, *ApJ*, 347, 29
- Sanders, D. B. and Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A* 34, 749
- Saunders, W., Rowan-Robinson, M., Lawrence, A., Efstathiou, G., Kaiser, N., Ellis, R. S., and Frenk, C. S. 1990, *MNRAS*, 242, 318
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., and Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmitt H. R., 2001, *AJ*, 122, 2243
- Schulz, B., Clavel, J., Altieri, B. et al. 1998, *ASPC*, 146, 88
- Schutte, W. A., Tielens, A. G. G. M., and Allamandola, L. J. 1993, *ApJ*, 415, 397
- Schweitzer, M., Lutz, D., Sturm, E. et al. 2006, *ApJ*, 649, 79
- Schweitzer, M., Groves, B., Netzer, H. et al. 2008, *ApJ*, 679, 101
- Scott S. E., et al. 2002, *MNRAS*, 331, 817
- Serber W., Bahcall N., Ménard B., Richards G., 2006, *ApJ*, 643, 68
- Serjeant, S., Carramiñana, A., González-Solares, E. et al. 2004, *MNRAS*, 355, 813
- Shi, Y. et al. 2006a, *ApJ*, 653, 127
- Shi, L., Gu, Q. S., and Peng, Z. X. 2006b, *A&A*, 450, 15
- Shi, Y., Ogle, P., Rieke, G. H. et al. 2007, *ApJ*, 669, 841
- Siebenmorgen, R., Haas, M., Krügel, E., and Schulz, B. 2005, *A&A*, 436, L5
- Silva, L., Granato, G. L., Bressan, A. and Danese, L. 1998, *ApJ*, 509, 103
- Simpson, C., Wilson, A. S., Bower, G., Heckman, T., Krolik, J. H. and Miley, G. K. 1997, *ApJ*, 474, 121
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R. et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Smail, I., Chapman, S. C., Ivison, R. J., Blain, A. W., Takata, T., Heckman, T. M., Dunlop, J. S., and Sekiguchi, K. 2003, *MNRAS*, 342, 1185
- Smail, I., Chapman, S. C., Blain, A. W., and Ivison, R. J. 2004, *ApJ*, 616, 71
- Smith, H. E. and Lonsdale, C. J., 1998, *ApJ*, 492, 137

- Smith, C., H., Wright, C. M., Aitken, D. K., Roche, P. F. and Hough, J. H. 2000, *MNRAS*, 312, 327
- Smith, J. D. T., Draine, B. T., Dale, D. A. et al. 2007, *ApJ*, 656, 770
- Soifer, B. T., et al. 1984, *ApJL*, 278, L71
- Soifer, B. T., Houck, J. R., and Neugebauer, G. 1987, *ARA&A*, 25, 187
- Spoon, H. W. W., Keane, J. V., Tielens, A. G. G. M., et al. 2001, *A&A*, 365, L353
- Spoon, H. W. W., Keane, J. V., Tielens, A. G. G. M., Lutz, D., Moorwood, A. F. M., and Laurent, O. 2002, *A&A*, 385, 1022
- Spoon, H. W. W., et al. 2004, *ApJS*, 154, 184
- Spoon, H. W. W., et al. 2006, 638, 759
- Spoon, H. W. W., Marshall, J. A., Houck, J. R., Elitzur, M., Hao, L., Armus, L., Brandl, B. R. and Charmandaris, V. 2007, *ApJ*, 654, 49
- Stern, D., Eisenhardt, P., Gorjian, V. et al. 2005, *ApJ*, 631, 163
- Storchi-Bergmann, T., Nemmen, R. S., Spinelli, P. F., Eracleous, M., Wilson, A. S., Filippenko, A. V., and Livio, M. 2005, *ApJ*, 624, L13
- Sturm, E., et al. 1999, *ApJ*, 512, 197
- Sturm, E., et al. 2000, *ApJ*, 653, L13
- Sturm, E., Schweitzer, M., Lutz, D. et al. 2005, *ApJ*, 629, 21
- Sturm, E., Hasinger, G., Lehmann, I., Mainieri, V., Genzel, R., Lehnert, M. D., Lutz, D., and Tacconi, L. J. 2006, *ApJ*, 642, 81
- Surace, J. A., et al., 2005, *AAS*, 205, 6303
- Swinbank, A. M., Smail, I., Chapman, S. C., Blain, A. W., Ivison, R. and Keel, W. 2004, *ApJS*, 617, 64
- Swinbank, A. M., Chapman, S. C., Smail, I., Lindner, C., Borys, C., Blain, A. W., Ivison, R. J., and Lewis, G. F. 2006, *MNRAS*, 371, 465
- Tacconi L. J., Genzel R., Lutz D., Rigopoulou D., Baker A. J., Iserlohe C. and Tecza M. 2002, *ApJ*, 580, 73
- Takata, T., Sekiguchi, K., Smail, I., Chapman, S. C., Geach, J. E., Swinbank, A. M., Blain, A., and Ivison, R. J. 2006, *ApJ*, 651, 713
- Takeuchi, T. T., Buat, V., Iglesias-Páramo, J., Boselli, A. and Burgarella, D. 2005, *A&A*, 432, 423

- Terlevich, E., Diaz, A. I., and Terlevich, R. 1990, *MNRAS*, 242, 271
- Tozzi, P., et al. 2006, *A&A*, 451, 457
- Tremaine, S., Gebhardt, K., Bender, R., et al., 2002, *ApJ*, 574, 740
- Uchida, K. I., Sellgren, K., and Werner, M. 1998, *ApJ*, 493, L109
- Urry, C. M. and Padovani, P. 1996, *PASP*, 107, 803
- Vaccari, M. et al. 2005, *MNRAS*, 358,397
- Vaisanen, P., et al. 2002, *MNRAS*, 337, 1043
- Valiante, E., Lutz, D., Sturm, E., Genzel, R., Tacconi, L. J., Lehnert, M. D., and Baker, A. J. 2007, *ApJ*, 660, 1060
- van der Kruit, P. C. 1971, *A&A*, 15, 110
- van Kampen, E., Jimenez, R., and Peacock, J. A. 1999, *MNRAS*, 310, 43
- Vanzi, L., Bagnulo, S., Le Flo'ch, E., Maiolino, R., Pompei, E. and Walsh, W. 2002, *A&A*, 386, 464
- Veilleux, S., Kim, D. C., Sanders, D. B., Mazzarella, J. M. and Soifer, B. T. 1995, *ApJS*, 98, 171
- Veilleux, S. 2001, in *Starburst Galaxies: Near and Far*, ed. L. Tacconi and D. Lutz (Heidelberg: Springer), 88
- Veilleux, S., Kim, D.-C., and Sanders, D. B. 2002, *ApJS*, 143, 315
- Verma, A., Charmandaris, V., Klaas, U., Lutz, D., and Haas, M. 2005, *Space Science Reviews*, 119, 355
- Vermeij, R., and van der Hulst, J. M. 2002, *A&A*, 391, 1081
- Verstraete, L., Puget, J. L., Falgarone, E., et al. 1996, *A&A*, 315, L337
- Wang, J. and Wei, J. Y., 2006, *ApJ*, 648, 158
- Wang, J. and Wei, J. Y. 2008, *ApJ*, 679, 86
- Weedman, D. W., 1983, *ApJ*, 266, 479
- Weedman, D. W., Hao, L., Higdon, S. J. U., Devost, D. Wu, Y., Charmandaris, V., Brandl, B., Bass, E., and Houck, J. R. 2005, *ApJ*, 633, 706
- Weedman, D. W., et al. 2006, *ApJ*, 653, 101
- Weingartner, J. C. and Draine, B. T. 2001, *ApJ*, 548, 296
- Westera, P., Cuisinier, F., Telles, E., and Kehrig, C. 2004, *A&A*, 423, 133

- White, R. L., Helfand, D. J., Becker, R. H., Gregg, M. D., Postman, M., Lauer, T. R., Oegerle, W. 2003, *AJ*, 126, 706
- Willott, C.J., et al. 2003, *MNRAS*, 339, 397
- Willott, C.J., et al. 2004, *ApJ*, 610, 140
- Yan, L., et al. 2005, *ApJ*, 628, 604
- Yan, L., et al. 2007, *ApJ*, 658, 778
- York, D. G., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- Zauderer, B. A., Veilleux, S., and Yee, H. K. C. 2007, *ApJ*, 659, 1096
- Zuther, J., et al., 2007, *A&A*, 466, 451