

DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

**ESTUDIO EN ALTA RESOLUCIÓN ESPACIAL DE  
LA EMISIÓN NUCLEAR Y EXTENSA EN  
GALAXIAS SEYFERT**

Memoria que presenta  
D. Ismael García Bernete  
para optar al grado de  
Doctor por la Universidad  
de La Laguna.

Directora:

Dra. Cristina Ramos Almeida

Tutor:

Dr. José Antonio Acosta Pulido



INSTITUTO DE ASTROFISICA DE CANARIAS  
agosto de 2017







*Dedicado a mis padres,  
a mi hermana y a Susana,  
que siempre me han apoyado.*



## Resumen

Las galaxias activas son aquellas que muestran signos de la existencia de procesos muy energéticos en sus núcleos. En el caso de las galaxias normales la mayoría de la energía que emiten tiene origen estelar, pero en las galaxias activas gran parte de la emisión se debe a la acreción de material circumnuclear sobre un agujero negro. La alimentación de dichos agujeros negros requiere del gas presente en el medio interestelar de las galaxias anfitrionas, lo que convierte a los núcleos activos de galaxias (AGN, del Inglés *Active Galactic Nuclei*) en interesantes objetos de estudio por la influencia que pueden tener en la evolución de la galaxias.

Existen muy pocos estudios sobre la emisión MIR de las galaxias activas con alta resolución espacial debido a la dificultad de observar en este rango con telescopios en tierra y a las bajas resoluciones angulares alcanzadas con los telescopios espaciales actuales que operan en dicho rango. La emisión del continuo en el MIR puede ser debida a polvo presente en la región de líneas estrechas y calentado por el AGN pero también por procesos relacionados con la formación estelar. En este trabajo de tesis pretendemos ampliar nuestro conocimiento sobre el origen de la emisión en el infrarrojo (IR, del Inglés *Infrared*), y en particular, en el infrarrojo medio (MIR, del Inglés *Mid-Infrared*) de las galaxias activas, en escalas tanto nucleares ( $\sim 70$  pc) como circumnucleares ( $\lesssim 3$  kpc). Para llevar a cabo este estudio utilizamos trazadores de la formación estelar y de la actividad nuclear, con lo que distinguimos la principal fuente de calentamiento del polvo a diferentes escalas.

En el primer trabajo presentado en esta tesis estudiamos la emisión nuclear y extensa en el IR de la galaxia Seyfert NGC 2992 y el sistema en interacción al que pertenece (Arp 245). Para ello utilizamos datos en el infrarrojo cercano (NIR, del Inglés *Near-Infrared*), MIR y FIR (FIR, del Inglés *Far-Infrared*), y diferentes técnicas para analizar las imágenes y espectros de los que disponemos. Con todo ello hacemos un estudio exhaustivo de las propiedades de la galaxia NGC 2992 y también estudiamos las propiedades del polvo del sistema en interacción. Usando modelos de toro grumoso modelamos la distribución espectral de energía IR de NGC 2992 y obtenemos un radio del toro pequeño ( $\sim 1.2$  pc). También encontramos que la emisión de dicho toro domina el espectro MIR a  $\sim 20$   $\mu\text{m}$ . En cuanto al sistema en interacción, obtenemos valores de las propiedades del polvo consistentes con sistemas que se encuentran en las primeras etapas de la interacción.

En la segunda parte de esta memoria extendemos el estudio presentado en el primer trabajo para una muestra completa de galaxias Seyfert y nos centramos en el rango MIR. En dicho rango encontramos morfologías extendidas ( $\sim 400$  pc) para la mayoría de las galaxias Seyfert (75-83 %). También observamos que las galaxias cuya emisión circumnuclear en el MIR está dominada por el AGN muestran una menor extensión que los sistemas dominados por la formación estelar. Utilizando trazadores de la actividad nuclear y la formación estelar, encontramos que la emisión nuclear en el MIR está producida por polvo calentado por el AGN. En el caso de la emisión circumnuclear ocurre prácticamente lo mismo, excepto para algunos objetos que tienen cierta contribución de la formación estelar.

Por último, investigamos la relación entre la emisión IR y los rayos-X duros para una muestra de AGN de tipo 1, utilizando la técnica del espectro de correlación. El espectro de correlación muestra un máximo a  $\sim 15$ - $20$   $\mu\text{m}$ , el cual coincide con la máxima contribución del AGN a los espectros MIR de la muestra estudiada. Además, encontramos un pico en la correlación a  $\sim 2$   $\mu\text{m}$ , que relacionamos con el exceso en el infrarrojo cercano que se observa en algunas distribuciones espectrales de energía de AGN de tipo 1, y que indica que está producido por polvo calentado por el AGN a una temperatura mayor que la de sublimación de los silicatos. Por otro lado, observamos que todas las líneas de emisión presentan una buena correlación con los rayos-X duros, independientemente de cuál sea su potencial de ionización (desde 8 a 97 eV).

De este análisis obtenemos las siguiente conclusiones generales: la mayoría (75-83 %) de las galaxias Seyfert presentan morfologías extendidas en el MIR ( $\sim 400$  pc) y confirmamos la existencia de una fuerte correlación entre la emisión nuclear y circumnuclear en el MIR con diferentes trazadores del AGN (máximo de la correlación a  $\sim 15$ - $20$   $\mu\text{m}$ ). Además, para el caso de NGC 2992 comprobamos

que es precisamente a  $\sim 20 \mu\text{m}$  donde la emisión del toro domina el espectro MIR. Finalmente, observamos que tanto las líneas de emisión en el MIR que trazan la formación estelar como la actividad nuclear (dependiendo de sus potenciales de ionización) presentan una buena correlación con los rayos-X duros para una muestra de AGN de tipo 1. Esto sugiere que en los sistemas dominados por la actividad nuclear, las líneas de emisión están principalmente ionizadas por el AGN.



## Summary

Active galaxies are objects that show signs of the existence of high-energy processes occurring in their nuclei. In the case of normal galaxies the bulk of the energy emitted comes from stars, but in active galaxies an important part of their emission is due to the accretion of circumnuclear material onto a black hole. The feeding of black holes requires the gas present in the host galaxies interstellar medium, making active galactic nuclei (AGN) interesting targets because of the role they might have in galaxy evolution.

There are not many studies of the MIR emission of active galaxies at high spatial resolution. This is due to the difficulty of observing in the MIR from the ground and to the low angular resolution achieved by the current space telescopes operating in this range. The MIR continuum emission may be produced by dust present in the narrow line region heated by the AGN, but also by processes related to star formation. In this thesis we aim to extend our knowledge about the origin of the infrared (IR) emission, and particularly in the mid-infrared (MIR) of active galaxies at nuclear ( $\sim 70$  pc) and circumnuclear scales ( $\lesssim 3$  kpc). To perform this study, we used various tracers of star formation and nuclear activity, which allowed us to identify the main heating source of the dust at different scales.

In the first chapter of this thesis we study the nuclear and extended IR emission of the Seyfert galaxy NGC 2992 and the interacting system to which it belongs (Arp 245). To do so, we use near-infrared (NIR), MIR and far-infrared (FIR) data and various techniques to analyze the images and spectra available. With all this we perform a comprehensive study of the galaxy NGC 2992 and also study the dust properties of the interacting system. We used clumpy torus models to fit the IR spectral energy distribution of NGC 2992, and we infer a small torus radius ( $\sim 1.2$  pc) from the fit. We also find that the torus emission dominates the MIR spectrum at  $\sim 20$   $\mu\text{m}$ . As regards the interacting system, we obtained that the measurements of the dust properties are consistent with systems in the first stages of the interaction.

In the second part of this thesis we expand the previous analysis to a complete sample of Seyfert galaxies and focus on the MIR. We find extended morphologies ( $\sim 400$  pc) in this range for the majority of Seyfert galaxies (75-83%). We also observe that galaxies whose circumnuclear MIR emission is AGN-dominated are more compact than systems dominated by star formation. Using nuclear activity and star formation tracers we find that the nuclear MIR emission is produced by AGN-heated dust. For the circumnuclear emission we find practically the same, except for a few objects with some contribution from star formation.

Finally, we investigate the relation between the IR emission and the hard X-rays in a sample of type 1 AGN. In this case we use the correlation spectrum technique. The correlation spectrum shows a maximum at  $\sim 15\text{-}20$   $\mu\text{m}$  which coincides with the peak of the AGN contribution to the MIR spectra in the sample studied. In addition, we find a NIR correlation peak at  $\sim 2$   $\mu\text{m}$ , which we associate with the NIR bump observed in some type 1 AGN SEDs. This NIR bump is likely produced by hot nuclear dust heated by the AGN up to temperatures higher than the silicates sublimation temperature. On the other hand, we find that all the MIR emission lines show a good correlation with the hard X-rays, independently of their ionization potential (from 8 to 97 eV).

From this analysis, we obtain the following general conclusions: the majority (75-83%) of Seyfert galaxies show extended morphologies in the MIR ( $\sim 400$  pc). We confirm the existence of a strong correlation between the nuclear and circumnuclear MIR emission with various AGN tracers (maximum of the correlation at  $\sim 15\text{-}20$   $\mu\text{m}$ ). In addition, for NGC 2992 we find that the torus emission dominates the MIR spectrum at  $\sim 20$   $\mu\text{m}$ . Finally, we find that the MIR emission lines which are used as AGN and star formation tracers (depending on their ionization potentials) show a good correlation with the hard X-rays for a sample of type 1 AGN. This suggests that in AGN-dominated systems all the emission lines are mainly ionized by the AGN.



# Índice

<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Las Galaxias Activas . . . . .	1
1.2. Breve Historia de las Galaxias Activas . . . . .	1
1.3. Interés Actual por las Galaxias Activas . . . . .	2
1.4. Taxonomía de los AGN . . . . .	4
1.5. Galaxias Seyfert . . . . .	6
1.6. Estructura Interna de los AGN . . . . .	7
1.6.1. Descubrimientos que Apoyan la Existencia de Oscurecimiento Nuclear . . . . .	9
1.6.2. La Importancia de los Modelos de Toro . . . . .	9
1.6.3. Modelos de Toro Grumoso . . . . .	11
1.7. La SED de las Galaxias Activas . . . . .	15
1.7.1. Identificación y Selección de las Galaxias Activas . . . . .	15
1.8. El Rango Infrarrojo . . . . .	18
1.8.1. La Importancia del Rango Infrarrojo . . . . .	18
1.8.2. Antecedentes Históricos . . . . .	18
1.9. La Emisión Infrarroja de las Galaxias Seyfert . . . . .	20
1.9.1. Infrarrojo Cercano . . . . .	20
1.9.2. Infrarrojo Medio . . . . .	22
1.9.3. Infrarrojo Lejano . . . . .	29
1.10. El Espectro de Rayos-X . . . . .	29
1.10.1. La Relación entre los Rayos-X y el IR . . . . .	31
1.11. Objetivos de esta Tesis . . . . .	31
<b>2. Emisión Nuclear y Extensa en el Infrarrojo de la Galaxia Seyfert NGC 2992</b>	<b>33</b>
<b>3. Emisión Nuclear y Extensa en el Infrarrojo Medio de las Galaxias Seyfert</b>	<b>55</b>
<b>4. Espectro de Correlación entre la Emisión Infrarroja y los Rayos-X de las Galaxias Activas de Tipo 1</b>	<b>83</b>
<b>5. Conclusiones</b>	<b>103</b>
5.1. Conclusiones Generales . . . . .	104
5.2. Trabajo Futuro . . . . .	105
<b>A. Técnicas de Observación desde Tierra en el MIR</b>	<b>109</b>



---

## Acrónimos

<b>A&amp;A</b>	<i>Astronomy and Astrophysics</i>
<b>AGN</b>	<i>Active Galactic Nuclei</i>
<b>AJ</b>	<i>Astronomical Journal</i>
<b>AN</b>	<i>Astronomische Nachrichten</i>
<b>ApJ</b>	<i>Astrophysical Journal</i>
<b>ApJS</b>	<i>Astrophysical Journal Supplement</i>
<b>ARA&amp;A</b>	<i>Annual Review of Astronomy and Astrophysics</i>
<b>ASIC</b>	<i>Advanced Science Institutes (ASI) series C</i>
<b>ASSL</b>	<i>Astrophysics and Space Science Library</i>
<b>BAT</b>	<i>Burst Alert Telescope</i>
<b>BH</b>	<i>Black Hole</i>
<b>BLR</b>	<i>Broad-line Region</i>
<b>BLRG</b>	<i>Broad-line Radio Galaxy</i>
<b>BPT</b>	<i>Baldwin, Philips &amp; Terlevich</i>
<b>CC</b>	<i>CanariCam</i>
<b>CST</b>	<i>Correlation Spectrum Technique</i>
<b>ELT</b>	<i>Extremely Large Telescope</i>
<b>ENLR</b>	<i>Extended Narrow-line Region</i>
<b>FIR</b>	<i>Far-infrared</i>
<b>GMT</b>	<i>Giant Magallean Telescope</i>
<b>GTC</b>	<i>Gran Telescopio CANARIAS</i>
<b>IAUS</b>	<i>International Astronomical Union Symposium</i>
<b>IP</b>	<i>Ionization Potential</i>
<b>IR</b>	<i>Infrared</i>
<b>IRAS</b>	<i>Infrared Astronomical Satellite</i>
<b>IRS</b>	<i>Infrared Spectrograph for Spitzer</i>
<b>IRXCS</b>	<i>Infrared to X-ray Correlation Spectrum</i>
<b>ISO</b>	<i>Infrared Space Observatory</i>
<b>JWST</b>	<i>James Webb Space Telescope</i>
<b>KAO</b>	<i>Kuiper Airborne Observatory</i>
<b>LINER</b>	<i>Low-ionization Nuclear Emission-line Region</i>
<b>LIRIS</b>	<i>Long-slit Intermediate Resolution Infrared Spectrograph</i>
<b>LOS</b>	<i>Line of Sight</i>
<b>MIR</b>	<i>Mid-infrared</i>
<b>MNRAS</b>	<i>Monthly Notices of the Royal Astronomical Society</i>
<b>NIR</b>	<i>Near-infrared</i>
<b>NLR</b>	<i>Narrow-line Region</i>
<b>NLRG</b>	<i>Narrow-line Radio Galaxy</i>
<b>NOT</b>	<i>Nordic Optical Telescope</i>
<b>NuSTAR</b>	<i>Nuclear Spectroscopic Telescope Array</i>
<b>OVV</b>	<i>Optically Violent Variables</i>

<b>PAH</b>	<i>Polycyclic Aromatic Hydrocarbon</i>
<b>PASJ</b>	<i>Publications of the Astronomical Society of Japan</i>
<b>PASP</b>	<i>Publications of the Astronomical Society of the Pacific</i>
<b>PNAS</b>	<i>Proceedings of the National Academy of Sciences</i>
<b>PSF</b>	<i>Point Spread Function</i>
<b>QSO</b>	<i>Quasi Stellar Object</i>
<b>RAA</b>	<i>Research in Astronomy and Astrophysics</i>
<b>RvMP</b>	<i>Reviews of Modern Physics</i>
<b>SED</b>	<i>Spectral Energy Distribution</i>
<b>SMBH</b>	<i>Supermassive Black Hole</i>
<b>SPICA</b>	<i>Space Infrared Telescope for Cosmology and Astrophysics</i>
<b>Sy1</b>	<i>Seyfert 1</i>
<b>Sy2</b>	<i>Seyfert 2</i>
<b>TMT</b>	<i>Thirty Meter Telescope</i>
<b>T-ReCS</b>	<i>Thermal-Region Camera Spectrograph</i>
<b>UIB</b>	<i>Unidentified Infrared Band</i>
<b>UKIRT</b>	<i>United Kingdom Infrared Telescope</i>
<b>UV</b>	<i>Ultraviolet</i>
<b>VLT</b>	<i>Very Large Telescope</i>
<b>WHT</b>	<i>William Herschel Telescope</i>
<b>WISE</b>	<i>Wide-field Infrared Survey Explorer</i>

# 1

---

## Introducción

*En algún lugar, algo increíble  
espera ser descubierto.*  
Carl Sagan (1934-1996)

### 1.1. Las Galaxias Activas

Las galaxias activas son aquellas que muestran signos de la existencia de procesos muy energéticos en su zona central o núcleo. La emisión de dicho núcleo es generalmente variable y muy brillante comparada con la emisión del resto de la galaxia anfitriona y con la del núcleo de las galaxias no activas. Para denominar a este tipo de objetos se utiliza el término “núcleos activos de galaxias” (AGN, del Inglés *Active Galactic Nuclei*). En el caso de las galaxias normales la mayoría de la energía que emiten tiene origen estelar. Sin embargo, gran parte de la emisión de un AGN se debe a la acreción de material circunuclear sobre un agujero negro supermasivo (SMBH, del Inglés *Supermassive Black Hole*) que se encuentra situado en el centro de la galaxia.

La alimentación del SMBH requiere del gas presente en el medio interestelar de la galaxia anfitriona, lo que junto con la retroalimentación (en Inglés *feedback*) del AGN (ver apartado 1.3 para más detalle acerca del *feedback* de los AGN), conecta dicho SMBH con la galaxia en la que se hospeda. De este modo, la presencia del AGN puede producir importantes cambios en su entorno. En la actualidad, el estudio de los AGN despierta un gran interés por la influencia que éstos pueden tener en la evolución y formación de las galaxias (ver apartado 1.3).

### 1.2. Breve Historia de las Galaxias Activas

El origen del estudio de los AGN se remonta a principios del siglo XX cuando E. A. Fath (1909) en el Observatorio Lick realizó varias observaciones con el objetivo de aclarar la naturaleza de las “nebulosas espirales”. En ese momento, la mayor pregunta relacionada con estos objetos estaba dirigida a comprobar si consistían en fuentes relativamente cercanas y gaseosas, similares a la nebulosa de Orión, o agrupaciones de estrellas no resueltas muy lejanas. En este estudio Fath encontró espectros con líneas de absorción estelar en la gran mayoría de objetos que observó. Sin embargo, para el caso de la galaxia NGC 1068 encontró un espectro compuesto por líneas de absorción y emisión. Las líneas de emisión que encontró eran como las que normalmente presentaban las nebulosas. Posteriormente, muchos otros astrónomos encontraron líneas de emisión nucleares en los

espectros de algunas galaxias espirales. Pero no fue hasta el trabajo de Carl Seyfert (1943) cuando se hizo un estudio sistemático de galaxias con emisión nuclear. Sin embargo, a pesar de que las líneas de emisión nucleares se conocían desde principios del siglo XX, tuvo que pasar prácticamente otro medio siglo antes de que los AGN llegaran a un primer plano en la investigación astronómica gracias al desarrollo de la radio astronomía.

Con el final de la Segunda Guerra Mundial, muchos grupos de radio ingenieros que estaban relacionados con el desarrollo militar se dedicaron a la radioastronomía, lo que implicó un progreso rapidísimo de esta nueva forma de observar el cielo. Los primeros cartografiados (de ahora en adelante los llamaremos *surveys*, por su nombre en Inglés) en radio dieron lugar a la clasificación de radiofuentes en dos categorías. Las fuentes de Clase I, que estaban asociadas con el plano de la Vía Láctea y las de Clase II, que correspondían a fuentes extragalácticas. El descubrimiento de los AGN se puede relacionar con la evolución de la radioastronomía. Cuando la resolución angular de los radiotelescopios fue lo suficientemente buena como para identificar las fuentes más brillantes con sus contrapartidas en el óptico, se encontró que la mayoría de estos objetos eran galaxias, salvo en algunos casos en los que se encontraban fuentes con apariencia estelar. Dado que en ese momento no se conocía nada acerca de la física de estos objetos de apariencia estelar, se les comenzó a denominar “objetos quasi-estelares”, lo que acabó abreviándose como “quásares” (ver Sección 1.4). La importancia de estas fuentes fue rápidamente reconocida, ya que tenían luminosidades extremadamente grandes que implicaban procesos físicos muy energéticos y extremos que no habían sido encontrados hasta entonces. Poco después empezó a sugerirse que los agujeros negros (BHs, del Inglés *Black Holes*) debían estar involucrados en este fenómeno de actividad nuclear (Zel’dovich & Novikov 1964), y también se destacó el posible papel de los núcleos activos en la evolución de las galaxias (Burbidge, Burbidge, & Sandage 1963).

### 1.3. Interés Actual por las Galaxias Activas

A pesar de que los AGN son sólo una pequeña fracción de todas las galaxias, recientemente se ha comenzado a considerar la posibilidad de que la mayor parte de las galaxias tengan una o varias fases en las que son activas a lo largo de su vida. Por lo tanto, más que un tipo de galaxia concreto, las galaxias serían observadas como AGN durante la fase en la que sus SMBHs se encuentran acreutando material (p. ej., Bennert et al. 2011). Asimismo, esta fase de actividad es de gran importancia en la evolución y crecimiento de la propia galaxia, debido a los diferentes modos de *feedback* del AGN, que son clave para dar forma a su entorno (Silk, Di Cintio, & Dvorkin 2013).

Además, hay evidencias observacionales de la existencia de SMBHs ( $M_{BH} \sim 10^{6-9.5} M_{\odot}$ ) en casi todas las galaxias masivas (Kormendy & Ho 2013). Recientemente se ha argumentado que incluso puede que estén presentes en algunas galaxias enanas (Lemons et al. 2015; Pardo et al. 2016; Nucita et al. 2017). En los últimos años, se han observado fuertes correlaciones entre la masa del SMBH y las propiedades de galaxia anfitriona (ver panel izquierdo de la Fig. 1.1), como la dispersión de velocidades de las estrellas (p. ej., Ferrarese & Merritt 2000; Gebhardt et al. 2000; Gültekin et al. 2009; Kormendy & Ho 2013; McConnell & Ma 2013; Savorgnan & Graham 2015; Ricci et al. 2017) o la masa del bulbo (p. ej., Marconi & Hunt 2003; Häring & Rix 2004; McConnell & Ma 2013). La interpretación más aceptada para esta fuerte correlación es que se trata de una señal de la coevolución entre los SMBHs y sus galaxias anfitrionas (Di Matteo, Springel, & Hernquist 2005), pero no es la única interpretación. Por ejemplo, Hirschmann et al. (2010) explican esta relación mediante la fusión de galaxias.

La coevolución entre los SMBHs y las galaxias anfitrionas sucede de forma distinta en los diferentes tipos galaxias (Kormendy & Ho 2013). La coevolución “débil” debe ocurrir en todos los SMBHs que se hospedan en galaxias, de modo que ambos evolucionan juntos. Por ejemplo, una forma débil de coevolución se debe al hecho de que el BH se alimenta del mismo gas que utiliza la galaxia para formar nuevas estrellas, por lo que dicho BH controla la formación estelar (Cattaneo et al. 2009). Sin



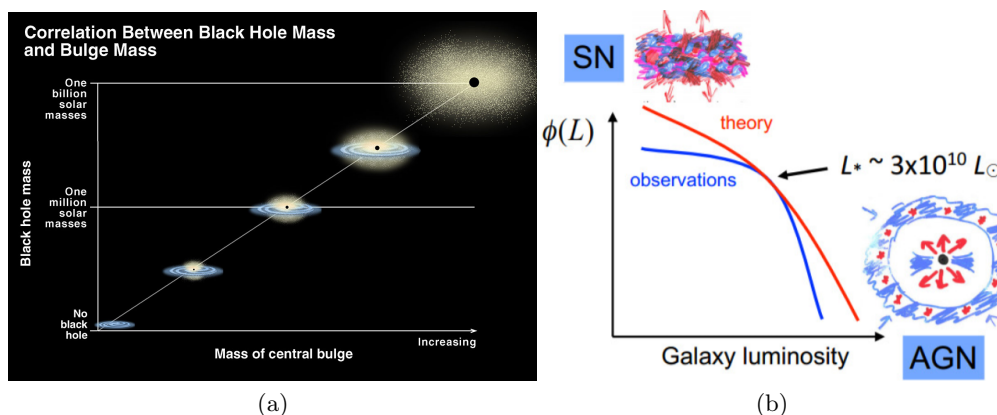


Figura 1.1: Izquierda: gráfico sobre la relación entre la masa del BH y la masa del bulbo central de la galaxia anfitriona. Figura tomada de la página web de la NASA. Créditos: K. Cordes, S. Brown. Derecha: la figura muestra el papel del *feedback* modificando la función de luminosidad de las galaxias. La línea roja se corresponde con la función teórica, mientras que la línea azul representa las observaciones. Las discrepancias entre los extremos de baja y alta masa son probablemente debidos al no incluir el *feedback* de las supernovas y del AGN en las simulaciones. Figura tomada de Silk & Mamon (2012).

embargo, otra modo es la coevolución “fuerte”. En este caso el BH puede controlar la propiedades de la galaxia mediante el *feedback* del AGN. Remitimos al lector al trabajo de Kormendy & Ho (2013), donde se hace una revisión de la coevolución entre BH y galaxia anfitriona.

El *feedback* del AGN es fundamental para explicar la evolución de las galaxias (Silk, Di Cintio, & Dvorkin 2013). Las simulaciones clásicas de formación de galaxias mostraban para las protogalaxias masivas un enfriamiento muy rápido que favorecía la producción de gran cantidad de estrellas. Este resultado generaba un exceso de galaxias masivas y luminosas respecto a las que se observan (ver panel derecho de la Fig. 1.1). El déficit de galaxias masivas que observamos nos sugiere que algún efecto está limitando esa producción de estrellas.

El *feedback* es una pieza clave en las simulaciones actuales de formación de galaxias y cúmulos de galaxias, y se introduce para obstaculizar la sobreproducción de estrellas. En este caso se requiere una fuente que produzca el calentamiento necesario para evitar el exceso formación estelar. El *feedback* de las supernovas es una componente que puede contribuir al calentamiento de este gas, aunque su impacto es muy pequeño en la formación de galaxias masivas (Silk, Di Cintio, & Dvorkin 2013). Sin embargo, el *feedback* del AGN no sólo calienta el gas disponible para formar nuevas estrellas, sino que lo barre hacia afuera limitando así el crecimiento del bulbo y del propio SMBH (Silk, Di Cintio, & Dvorkin 2013).

Existen dos modos de *feedback* del AGN: el modo quásar que ocurre a través de procesos radiativos o vientos, cuando la luminosidad del AGN es muy alta, y el modo radio o modo cinético, en el cual se producen chorros de emisión (en Inglés *jets*) en radio y se calienta el gas (Fabian 2012). Por otra parte, el *feedback* del AGN no siempre es negativo (que detiene la formación estelar), sino que puede resultar positivo para la formación estelar (Silk & Norman 2009; Silk, Di Cintio, & Dvorkin 2013). El *feedback* positivo está motivado por evidencias observacionales en las que se encuentra que el AGN puede activar la formación estelar al remover el gas disponible para formar estrellas (Feain et al. 2007; Zinn et al. 2013).

Sin embargo, el estudio de la influencia de la actividad nuclear en la evolución de la galaxia

anfitriona de forma directa es muy complejo debido a que ambas escalas temporales son totalmente diferentes (p. ej., Hickox et al. 2014; Schawinski et al. 2015). Esto implica que la mejor forma de investigar la conexión AGN-galaxia anfitriona es estudiando la estructura y cinemática del polvo y gas presentes en las regiones nucleares y circumnucleares (remitimos al lector al trabajo de Ramos Almeida & Ricci 2017, donde se hace una revisión de los conocimientos que tenemos actualmente acerca del material nuclear y circumnuclear de los AGN). Recientemente, también está desarrollándose el uso de los AGN como candelas estándar, ya que sus grandes luminosidades les permiten ser detectados e identificados a enormes distancias. Esto será de gran ayuda para mejorar la restricción de los parámetros cosmológicos (Risaliti & Lusso 2017; Hönig et al. 2017a). Por otro lado, los próximos años se presentan prometedores para el estudio de las galaxias activas gracias a la futura construcción de los telescopios de  $\sim 30$ -40 metros de diámetro en tierra y de los nuevos telescopios espaciales en el rango infrarrojo (IR, del Inglés *Infrared*) y en rayos-X.

### 1.4. Taxonomía de los AGN

Históricamente los AGN han sido clasificados en diferentes subgrupos teniendo en cuenta sus características espectrales y luminosidades en el óptico, debido a que las primeras observaciones de estos objetos fueron realizadas en este rango. De este modo, los principales subgrupos que forman las galaxias activas son las galaxias Seyfert, los cuántares, las radiogalaxias, los LINERs (del Inglés *Low-ionization Nuclear Emission-line Region*) y los blázares (ver Fig. 1.2).

- **Galaxias Seyfert:** Las galaxias Seyfert son un subgrupo de galaxias activas que se caracterizan por tener un núcleo muy brillante de aspecto estelar (núcleo no resuelto). Las galaxias anfitrionas de este subgrupo de AGN suelen ser galaxias espirales (Adams 1977). Se llaman así debido a su descubridor, el astrónomo estadounidense Carl Seyfert, y son AGN de luminosidad intermedia ( $L_{2-10 \text{ keV}} \sim 10^{42-44} \text{ erg s}^{-1}$ ). En los espectros de estas galaxias hay líneas de emisión muy intensas, aunque también se observan débiles líneas de absorción debido a las estrellas presentes en la galaxias anfitrionas. Estas galaxias serán el grupo central de estudio en este trabajo de tesis. Por lo tanto, en la Sección 1.5 las abordaremos con mayor profundidad.
- **Quántares:** Los cuántares (QSOs, del Inglés *Quasi-Stellar Objects*) son uno de los grupos más luminosos de AGN. En el caso de los objetos más distantes prácticamente se puede observar sólo la emisión del núcleo ya que la galaxia anfitriona es muchísimo más débil. Es precisamente por esta característica por la que reciben el nombre de QSOs, debido a su apariencia estelar (ver Sección 1.2). En algunos casos se puede ver una característica morfológica muy peculiar como son los *jets* ópticos. Un ejemplo típico de estos *jets* lo encontramos en la galaxia 3C 273, que también se clasifica como radiogalaxia. En general, los espectros de los QSOs son muy parecidos a los de las galaxias Seyfert, excepto porque las bandas de absorción estelar son muy débiles o inexistentes, debido al enorme continuo de emisión nuclear que las diluye.
- **Radiogalaxias:** Las fuentes con intensa emisión radio son típicamente identificadas en galaxias elípticas gigantes. Algunas de las radio-fuentes más brillantes están asociadas con QSOs. Aunque no todas las galaxias que emiten en radio presentan actividad nuclear, aquellas que son AGN se dividen en dos subgrupos, atendiendo a sus espectros ópticos: radiogalaxias de líneas anchas (BLRGs, del Inglés *Broad-line Radio Galaxies*) y radiogalaxias de líneas estrechas (NLRGs, del Inglés *Narrow-line Radio Galaxies*). Estos tipos de radiogalaxias son los análogos, con una emisión intensa en radio, de las galaxias Seyfert 1 y 2.
- **LINERs:** Los LINERs son un tipo de AGN de baja luminosidad. Están caracterizados por tener espectros de emisión con intensas líneas de bajo potencial de ionización (IP, del Inglés *Ionization Potential*; p. ej., [O I] $\lambda$  6300 Å y [N II] $\lambda\lambda$  6548, 6583 Å) y profundas bandas

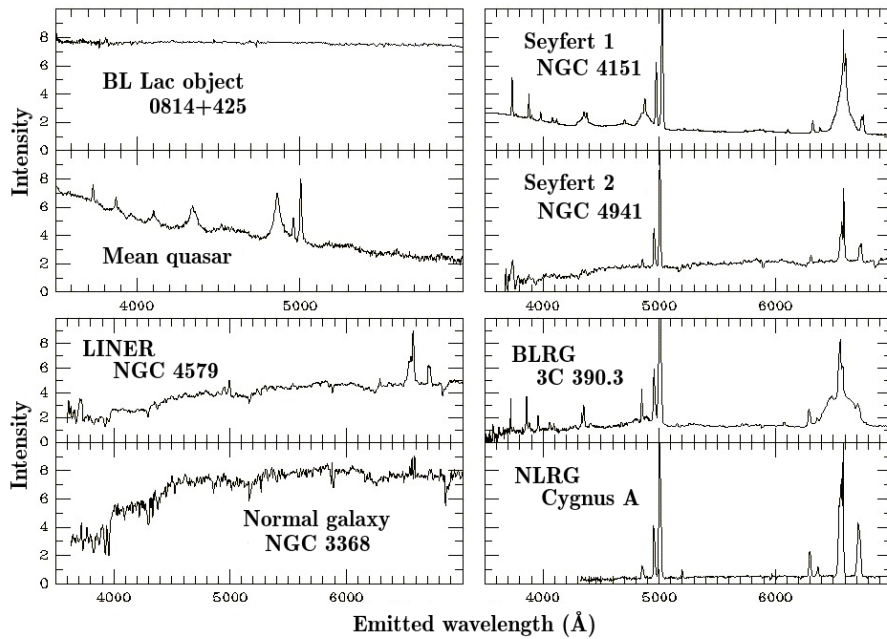


Figura 1.2: Diferentes espectros típicos en el óptico de los principales tipos de AGN comparados con el espectro de una galaxia normal (no activa). Mientras que los espectros de las Seyfert 2, radiogalaxias de líneas estrechas (NLRGs, del Inglés *Narrow-line Radio Galaxies*) y LINER de tipo 2 sólo muestran líneas estrechas, los de las galaxias Seyfert 1, quásar de tipo 1 y radiogalaxias de líneas anchas (BLRGs, del Inglés *Broad-line Radio Galaxies*) presentan líneas anchas permitidas. El objeto “BL Lac” (ver texto) no tiene ningún rasgo espectral. Figura tomada de la página web <https://astronomy.swin.edu.au/cosmos>. Créditos: Bill Keel.

de absorción estelar. Los LINERs son un tipo de AGN muy común, que se encuentran en aproximadamente la mitad de las galaxias espirales en el universo local (Ho, Filippenko, & Sargent 1994). Para distinguir los LINERs de galaxias Seyfert, QSOs y regiones HII se necesita más de un cociente de flujo de líneas de emisión. En concreto, se usan diagramas de diferentes cocientes, como por ejemplo  $[O III] \lambda 5007 \text{ \AA} / H\beta$ ,  $[N II] \lambda 6583 \text{ \AA} / H\alpha$  y  $[S II] \lambda \lambda 6716, 6731 \text{ \AA} / H\alpha$ . Para más detalles del uso de estos diagramas de líneas ver el apartado 1.7.1.

Algunos modelos indican que aunque la mayoría de los espectros de emisión de los LINERs son consistentes con la fotoionización producida por un AGN de baja luminosidad, algunos espectros de este tipo podrían ser producidos por formación estelar y por choques de gas caliente (Heckman 1987; Filippenko 1992), en ausencia de actividad nuclear.

- **Blázares:** Normalmente los AGN muestran variabilidad del continuo en prácticamente todas las longitudes de onda, desde los rayos gamma hasta radio. Sin embargo, existe un grupo de AGN que muestran variaciones anómalamente grandes en escalas de tiempos muy pequeñas, pudiendo variar en el óptico hasta 0.1 magnitudes en unas pocas horas. Estas fuentes presentan un alto grado de polarización en comparación con la mayoría de AGN, el cual también varía y, además, son intensas radio-fuentes. Por dichos motivos estos AGN son conocidos como objetos ópticamente violentos y variables (OVVs, del Inglés *Optically Violent Variables*). Otro grupo de AGN con muchas propiedades compartidas con los OVVs son los llamados “BL Lac”. Esta

denominación les fue asignada debido al objeto prototipo del grupo, BL Lacertae, que fue originalmente identificado como una estrella variable irregular en la constelación de Lacerta por C. Hoffmeister en 1926.

Ambos objetos carecen de características espectrales distinguibles en el óptico. Esto se debe a una cuestión de orientación del *jet* relativista, cercana a nuestra línea de visión. Dicho *jet* estaría diluyendo las características tanto de emisión como de absorción de estos objetos. De forma colectiva a estas fuentes se les llama blázares, a partir de que este término fuera introducido por E. Spiegel en una conferencia sobre estos objetos en 1978.

## 1.5. Galaxias Seyfert

La definición original de galaxias Seyfert fue puramente morfológica (Seyfert 1943). Una galaxia Seyfert se entendía como una galaxia normal con núcleo de apariencia estelar superpuesto en el centro. Dicho núcleo mostraba fuertes líneas de emisión con alto IP comparadas con aquellas observadas en las galaxias normales. Como se comentó en la Sección 1.4, estas fuentes son un subgrupo de galaxias activas de luminosidades intermedias y que normalmente se encuentran en galaxias espirales (Adams 1977).

Unos treinta años después del descubrimiento de estos objetos, el trabajo de Khachikian & Weedman (1974) fue el primero en proponer que existían dos tipos de galaxias Seyfert (de ahora en adelante las llamaremos Sy1 y Sy2), las cuales eran distinguibles por la presencia o ausencia de líneas anchas de emisión permitidas. Las galaxias Sy1 tienen dos conjuntos de líneas de emisión superpuestas en sus espectros. Un primer conjunto de líneas estrechas, tanto permitidas como prohibidas, que se originan en gas ionizado de baja densidad electrónica ( $n_e \sim 10^3\text{-}10^6 \text{ cm}^{-3}$ ). Estas líneas tienen anchuras de varios cientos de kilómetros por segundo ( $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$ ) y se producen en la región de líneas estrechas (NLR, del Inglés *Narrow-Line Region*). El segundo conjunto de líneas, que se producen en la región de líneas anchas (BLR, del Inglés *Broad-Line Region*), tienen anchuras mucho mayores ( $\gtrsim 2000 \text{ km s}^{-1}$ ), pero éstas sólo son líneas permitidas. La ausencia de líneas anchas prohibidas indica que el gas donde se originan es de alta densidad ( $n_e \gtrsim 10^9 \text{ cm}^{-3}$ ), de manera que dichas transiciones son colisionalmente suprimidas. Las Sy2 se diferencian de las Sy1 por la ausencia de líneas anchas en sus espectros ópticos (ver Fig. 1.2).

Osterbrock (1981) introdujo la notación de tipos intermedios de galaxias Seyfert entre los tipos 1 y 2 (Sy1.5, Sy1.8 y Sy1.9), de acuerdo con la fuerza relativa de las componentes anchas respecto a las estrechas. Estas subclases están basadas puramente en sus espectros ópticos, de modo que las que tienen la componente de líneas anchas más débil respecto a la de líneas estrechas tienen valores intermedios más cercanos a las Sy2. Por ejemplo, en el caso de las galaxias Sy1.9 la componente de líneas anchas sólo es detectada en la línea de  $H\alpha$  y no en las líneas de la serie de Balmer de mayor orden. En cambio, en el caso de las Sy1.8, aunque las componentes anchas son débiles, se pueden detectar tanto en  $H\alpha$  como en  $H\beta$ . En las Sy1.5 la fuerza de la componente ancha y estrecha de  $H\beta$  son comparables.

La BLR ( $r \lesssim 1 \text{ pc}$ ) juega un papel muy importante en nuestro conocimiento de la naturaleza de los AGN debido a la cercanía al SMBH. Por un lado, la mayoría de movimientos en la BLR están determinados por el motor central, relacionados con la competición entre la gravedad y la presión de radiación, lo que nos permite inferir propiedades del núcleo. Por otro lado, la variabilidad en cortos espacios de tiempo observada entre el flujo de las líneas de emisión generadas en esta región y el continuo, nos proporciona información sobre la distribución de la BLR y la distancia al mecanismo central (p. ej., Peterson et al. 1998).

La NLR es fundamental para entender la estructura del propio AGN y su evolución, así como la interacción entre el motor central y el medio interestelar. De todas las componentes principales del AGN, la NLR es la mayor estructura en el ultravioleta (UV, del Inglés *Ultraviolet*), óptico e IR, y está directamente afectada por la radiación y las fuerzas dinámicas del núcleo activo. En galaxias

Seyfert la NLR tiene una extensión típica entre  $\sim 10$  pc y  $\sim 1$  kpc (Capetti et al. 1996). Gracias a la mayor escala de la NLR, esta componente es relativamente fácil de resolver espacialmente para los AGN cercanos.

### El Modelo Unificado de los AGN

El modelo unificado fue introducido por Antonucci (1993) para explicar la ausencia de líneas anchas en el espectro de los AGN de tipo 2. Hasta los años 90 se pensaba que los AGN de tipo 2 no presentaban líneas anchas en los espectros simplemente porque carecían de BLR (Neugebauer et al. 1976; Osterbrock & Koski 1976; Ferland & Osterbrock 1985). No obstante, los siguientes hallazgos cambiaron de forma radical esta idea: 1) la existencia de una componente ancha en  $H\alpha$  altamente polarizada, con un ángulo de posición perpendicular al eje de radio en la galaxia 3C 324 (Antonucci 1984) ; y 2) la detección de líneas anchas de emisión en el espectro de polarización de la galaxia Sy2 NGC 1068 (Antonucci & Miller 1985) que eran iguales a aquellas que se observaban en los espectros ópticos de las Sy1. Ambos descubrimientos rápidamente se interpretaron como el resultado de dispersión de la luz debido al polvo presente a lo largo de nuestra línea de visión. El modelo unificado propone que el mecanismo central del AGN está rodeado por un toro de polvo ópticamente grueso que bloquea la emisión del núcleo. Esta estructura polvorienta se encuentra situada entre la BLR y la NLR, de modo que sólo permite que la radiación escape a lo largo del eje del toroide. El toro de polvo absorbe parte de la emisión óptica y UV producida por el mecanismo central y la reemite en el IR. Básicamente el concepto fundamental del modelo unificado es que todos los AGN son intrínsecamente el mismo objeto: SMBHs acretando material con una estructura toroidal de polvo que los rodea. La diversidad de tipos de AGN, por tanto, se debería sólo a diferencias aparentes debidas a la orientación del mecanismo central y del polvo respecto al observador (ver Fig. 1.3).

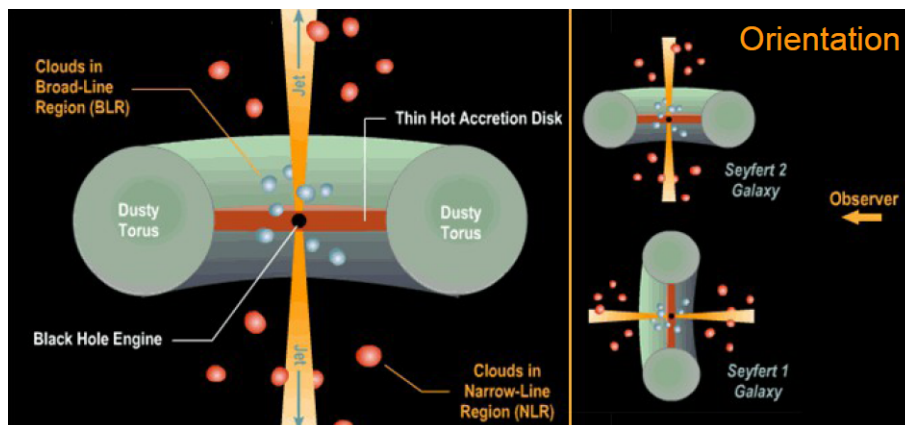


Figura 1.3: Esquema básico del modelo unificado de AGN. Créditos de la figura: Brooks/Cole Thomson Learning. Adaptación de la figura tomada de la página web: <http://astronomyonline.org/>.

## 1.6. Estructura Interna de los AGN

Aunque no se conozca con detalle el funcionamiento del mecanismo central de las galaxias activas, hay evidencias de que la acreción de material sobre un SMBH es la fuente principal de energía en los AGN. La energía potencial gravitatoria se transforma en radiación debido a la fricción viscosa

del gas en un disco de acreción que rodea al BH central. En el caso de una galaxia Seyfert, la masa del agujero negro se estima que es  $\sim 10^7 M_{\odot}$ . La gran cantidad de energía liberada en el proceso de acreción provoca que el disco se encuentre a temperaturas muy altas ( $\sim 10^5$  K). El disco de acreción, junto a una corona de electrones calientes que lo rodea (ver Sección 1.10 para más detalles acerca de la corona de electrones), da lugar a una intensa emisión del continuo que va desde el óptico/UV a los rayos-X y que es característica de los núcleos activos. Este disco de acreción se encuentra a una distancia muy pequeña ( $\lesssim$  día luz) del centro. Alrededor del mecanismo central del AGN (es decir, el conjunto formado por el agujero negro y el disco de acreción) se encuentran las nubes de gas de alta densidad que forman la BLR, donde se producen las líneas de la serie de Balmer y otras líneas permitidas. El hecho de que en esta región se originen componentes anchas en las líneas de emisión se debe a la gran velocidad que alcanzan las nubes de gas alrededor del mecanismo central por la cercanía de dicho gas al mismo (ver Sección 1.5). A distancias mayores del núcleo ( $r \sim 0.01$ -1 kpc en el caso de las galaxias Seyfert; ver Sección 1.5) encontramos las nubes que forman la NLR, que también están ionizadas por la fuente central. Las nubes que pertenecen a esta región se mueven a una velocidad menor debido a la mayor distancia del núcleo, por ello originan líneas estrechas de emisión. Los AGN muestran una simetría axial en lugar de esférica, y es por esto que el modelo unificado propone que el mecanismo central del AGN esté rodeado por un toro ópticamente grueso. Este toro de polvo estaría situado entre la BLR y la NLR, permitiendo que la radiación sólo escape a lo largo del eje del mismo, que está definido por los conos de ionización. En la figura 1.4 se muestra un esquema de la estructura de los AGN.

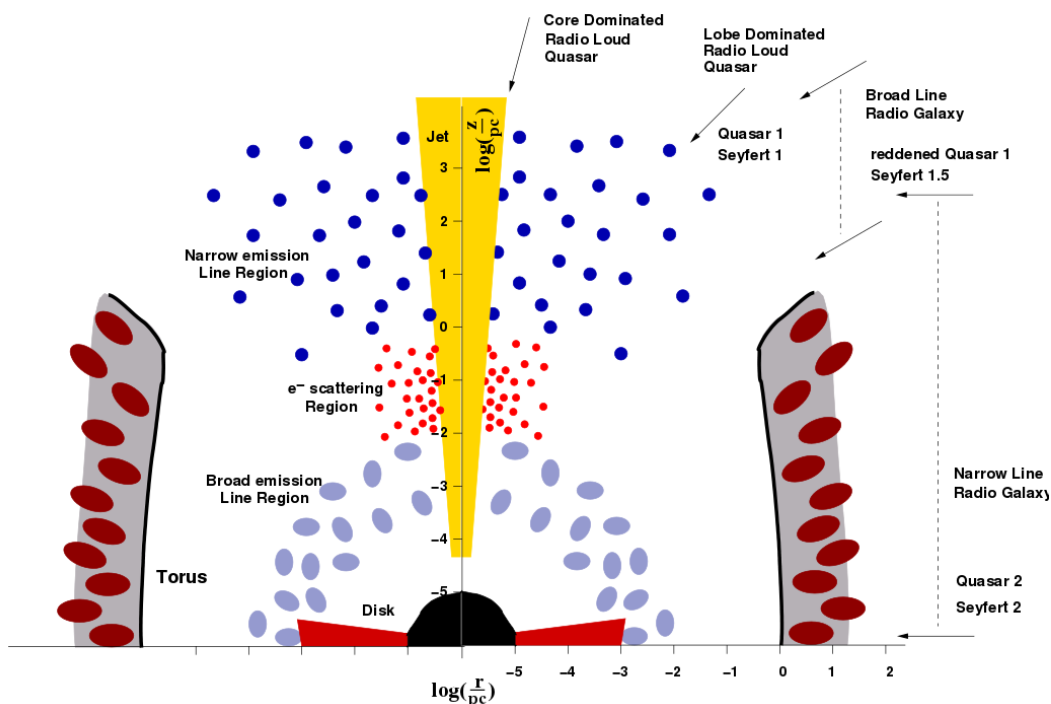


Figura 1.4: Esquema de la estructura básica de los AGN. Figura tomada de Zier & Biermann (2002)

Si siguiendo el esquema anteriormente descrito (ver Fig. 1.3 y 1.4), los AGN clasificados como tipo 2 tendrían una orientación tal que el toro impediría la visión del mecanismo central y la BLR. En este último caso sólo observaríamos emisión de la NLR y la procedente de este toro de polvo. Por el contrario, en el caso de los AGN de tipo 1 veríamos el conjunto formado por el BH, el disco de

acreción y la BLR, además del toro de polvo y la NLR.

### 1.6.1. Descubrimientos que Apoyan la Existencia de Oscurecimiento Nuclear

El primer indicio sobre la existencia de oscurecimiento nuclear fue el descubrimiento de líneas anchas en los espectros de luz polarizada en AGN de tipo 2, que dio pie al desarrollo del modelo unificado de AGN (ver Sección 1.5). Posteriormente se encontraron más casos en los que se observaba la existencia de la BLR en luz polarizada de galaxias Sy2 (Miller & Goodrich 1990; Tran, Miller, & Kay 1992; Inglis et al. 1993; Young et al. 1995, 1996; Heisler, Lumsden, & Bailey 1997; Barth, Filippenko, & Moran 1999; Barth et al. 1999; Alexander et al. 2000; Moran et al. 2000, 2001; Tran 2001, 2003; Lumsden et al. 2001; Lumsden, Alexander, & Hough 2004; Ramos Almeida et al. 2016). Aparte de las evidencias en las observaciones de luz polarizada, estas componentes anchas también se han observado en el rango infrarrojo cercano (NIR, del Inglés *Near-Infrared*) para galaxias Sy2 (p. ej., Blanco, Ward, & Wright 1990; Ruiz, Rieke, & Schmidt 1994; Goodrich, Veilleux, & Hill 1994; Veilleux, Goodrich, & Hill 1997; Lutz et al. 2002; Ramos Almeida, Pérez García, & Acosta-Pulido 2009a; Cai et al. 2010; Onori et al. 2017; Lamperti et al. 2017), donde la extinción es mucho menor que en el óptico.

Otra importante evidencia de la existencia de polvo en escalas nucleares fue observada en los rayos-X. Se encontró que generalmente la radiación nuclear de los AGN de tipo 2 está más absorbida debido a las mayores densidades de columna presentes en estos AGN respecto a los de tipo 1 (Awaki et al. 1991; Smith & Done 1996; Turner et al. 1997; Bassani et al. 1999; Cappi et al. 2006; Dadina 2008; Ricci et al. 2011; Singh, Shastri, & Risaliti 2011). Estos resultados están de acuerdo con la idea de una estructura polvorienta que bloquea la radiación que proviene del núcleo y produce el oscurecimiento. Sin embargo, también se han observado algunas excepciones (Cappi et al. 2006; de Rosa et al. 2007; Corral et al. 2011), las cuales se pueden esperar si la BLR y el toro de polvo muestran una distribución no homogénea (ver Sección 1.6.3 para mayor detalle sobre los modelos de toro grumoso).

También se han encontrado otros indicios de la existencia del toro, como por ejemplo que algunos de estos objetos presentan conos de ionización (Pogge 1988; Tadhunter & Tsvetanov 1989; Schmitt, Storchi-Bergmann, & Baldwin 1994; Wilson & Tsvetanov 1994; Capetti, Macchetto, & Lattanzi 1997; Falcke, Wilson, & Simpson 1998; Malkan, Gorjian, & Tam 1998; ver Fig. 1.5), los cuales tienen tamaños de unos pocos kiloparsecs. Dichas estructuras están presumiblemente colimadas por el toro como predice el modelo unificado. Los conos de ionización también han sido observados en el rango NIR, tanto en luz directa como polarizada (Packham et al. 1997; Ruiz et al. 2000; Maiolino et al. 2000). Incluso para el caso de AGN radio-fuertes se ha encontrado que la estructura en radio suele estar alineada con el supuesto eje del toro (Wilson & Tsvetanov 1994; Nagar & Wilson 1999; Barbosa et al. 2009).

### 1.6.2. La Importancia de los Modelos de Toro

El tamaño del toro de polvo ha sido restringido en los últimos años a radios muy pequeños, de  $\sim 0.1$ -10 pc en el caso de las galaxias Seyfert. Por ejemplo, usando imagen directa en el infrarrojo medio (MIR, del Inglés *Mid-Infrared*), Packham et al. (2005) y Radomski et al. (2008) encontraron para Circinus y Centaurus A que los tamaños de los toros eran menores de  $\sim 4$  pc. También usando interferometría IR se ha encontrado que el toro es relativamente compacto, con tamaños de sólo unos pocos parsecs (Jaffe et al. 2004; Tristram et al. 2007, 2009; Burtscher et al. 2009; Raban et al. 2009; Burtscher et al. 2013; López-Gonzaga et al. 2016). Más recientemente, Imanishi, Nakanishi, & Izumi (2016); García-Burillo et al. (2016) y Gallimore et al. (2016) usando datos submilimétricos de ALMA han resuelto espacialmente por primera vez la distribución de gas molecular y del continuo nuclear de NGC 1068, la cual se corresponde con un disco de diámetro 7-10 pc que sería la contrapartida submilimétrica del toro (ver Fig. 1.6). Por otro lado, el límite entre la BLR y el radio interno del toro

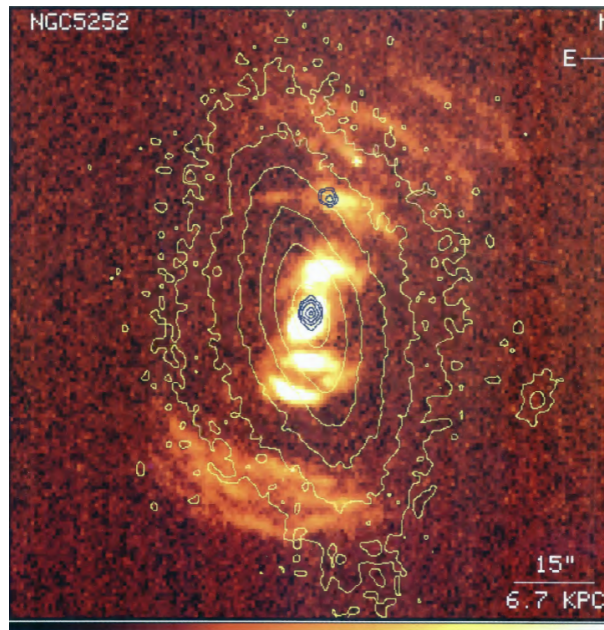


Figura 1.5: Imagen de [O III] de la galaxia Sy1.9 NGC 5252, donde se aprecian los conos de ionización, originalmente presentada en Tadhunter & Tsvetanov (1989). Los contornos amarillos representan la emisión a 5210 Å y los azules la emisión radio a 20 cm. Figura tomada de Wilson & Tsvetanov (1994).

viene dado por la temperatura de sublimación del polvo. Esta región de sublimación ha sido resuelta utilizando interferometría en el NIR (Kishimoto et al. 2009; Weigelt et al. 2012). A partir de estas observaciones se ha encontrado que el radio interno del toro es proporcional a la luminosidad del AGN ( $r \propto L^{1/2}$ ; Kishimoto et al. 2011), lo que ya fue inferido por observaciones de desfase temporal entre el óptico y el NIR (Suganuma et al. 2006) y previamente predicho teóricamente (Barvainis 1987).

Precisamente debido al pequeño tamaño del toro y, por tanto, a la dificultad que presenta poder resolverlo, se han desarrollado diferentes modelos con la intención de reproducir las distribuciones espectrales de energía (SEDs, del Inglés *Spectral Energy Distributions*) nucleares IR. De este modo, se pueden restringir de forma indirecta las principales propiedades de estos toroides de polvo. Los modelos de toro han sido desarrollados de dos formas diferentes, los modelos físicos y los modelos geométricos (*ad-hoc*). A pesar de que los modelos físicos son más realistas al tener en cuenta procesos como el *feedback* de las supernovas y de los AGN, estos modelos tienen grandes dificultades para ser comparados con las observaciones. Por el contrario, aunque los modelos geométricos suelen presentar grandes degeneraciones, estos sí que pueden compararse fácilmente con las observaciones, asumiendo ciertas composiciones y geometrías del polvo.

Los primeros modelos de toro geométricos desarrollados asumían una distribución uniforme de densidad del polvo por simplicidad. Sin embargo, desde antes del desarrollo de los primeros modelos de toro homogéneo, se conocía que una distribución uniforme no podría sobrevivir a los intensos campos de radiación existentes en la vecindad del AGN (Krolik & Begelman 1988). Los modelos pioneros fueron los modelos de toro homogéneo de Pier & Krolik (1992, 1993). Estos modelos consisten en un anillo grueso de polvo con una densidad uniforme que se encuentra iluminado por el mecanismo central.

Estos modelos tuvieron muchos problemas para reproducir las diferentes SEDs observadas (p.



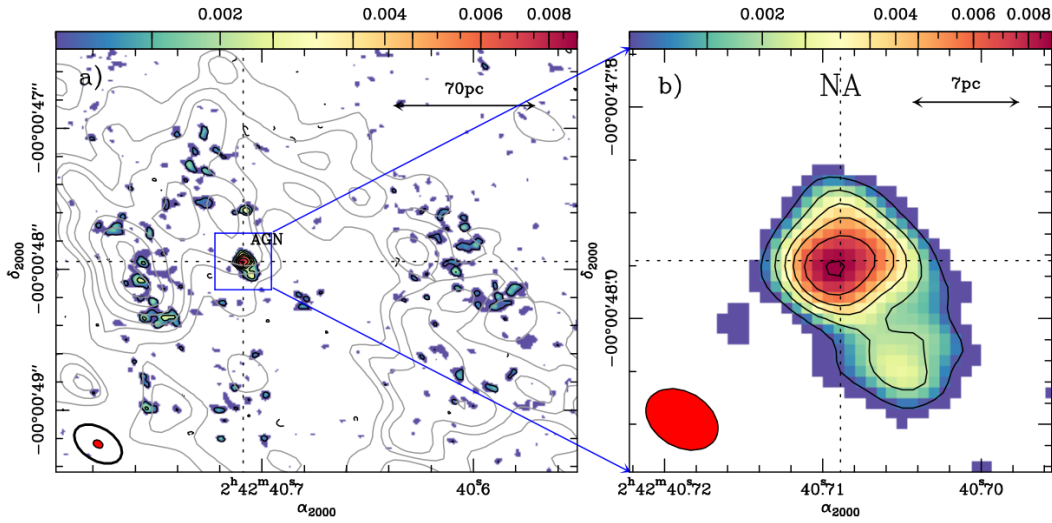


Figura 1.6: Izquierda: Mapa de la emisión del continuo del polvo a  $432 \mu\text{m}$  del núcleo de NGC 1068 observado con ALMA, mostrando el disco circumnuclear de  $\sim 300 \text{ pc}$ . Derecha: Aumento de la imagen de la izquierda en la zona central donde se ve el toro. Figura tomada de García-Burillo et al. (2016).

ej., Fadda et al. 1998; Kuraszkiwicz et al. 2003; Alonso-Herrero et al. 2003). Por ejemplo, la fuerza de los silicatos a  $10 \mu\text{m}$  era muy pronunciada tanto en las Sy1 como en las Sy2 (Roche et al. 1991; Granato, Danese, & Franceschini 1997; Mason et al. 2006) y las SEDs producidas por los modelos homogéneos no eran lo suficientemente amplias como para ajustar las SEDs IR observadas (p. ej., Pier & Krolik 1992; Efstathiou & Rowan-Robinson 1995; Granato & Danese 1994; van Bemmell & Dullemond 2003; Dullemond & van Bemmell 2005). Además, estos modelos predecían toroides de tamaños muy grandes ( $\sim 100 \text{ pc}$ ) lo que está en contradicción con las observaciones recientes que restringen el tamaño del toro a sólo unos pocos parsecs, como hemos comentado previamente. Por otra parte, en contra de los grandes toros difusos que predecían estos modelos, se encontraron grandes profundidades ópticas utilizando medidas de rayos-X (p. ej., Tozzi et al. 2006). Con la idea de solventar estos problemas, otros autores han utilizado distribuciones uniformes que mejoraban los modelos (p. ej., Granato & Danese 1994; Efstathiou & Rowan-Robinson 1995; Granato, Danese, & Franceschini 1997; Siebenmorgen, Krügel, & Spoon 2004), aunque han sido los modelos de toro grumoso los que han solucionado la mayoría de estos problemas. Dado que en este trabajo de tesis se han usado modelos de toro geométricos grumosos, en el siguiente apartado (1.6.3) los desarrollaremos con mayor profundidad.

### 1.6.3. Modelos de Toro Grumoso

Los problemas que presentaban los modelos de toro homogéneo y, principalmente, el hecho de que las observaciones revelaran tamaños pequeños para el toro (sólo unos pocos parsecs), propiciaron el desarrollo de los modelos de toro grumoso. Como se comentó previamente, Krolik & Begelman (1988) ya encontraron que para que los granos de polvo fuesen capaces de sobrevivir en la vecindad del AGN era necesaria una distribución grumosa. La solución era distribuir el polvo en nubes individuales, ya que estas nubes podían sobrevivir en la presencia de campos de radiación más intensos. Cada una de estas nubes tendría una cara iluminada (cara caliente) y otra cara oscura (cara fría), por lo que en una distribución de este tipo, la temperatura del polvo no solo sería una función del radio como

el caso de los modelos de distribución uniforme, sino que polvo a diferentes temperaturas coexistiría en un mismo medio. Esto permite que tamaños más pequeños del toro puedan reproducir la emisión observada en el infrarrojo lejano (FIR, del Inglés *Far-Infrared*; relacionada con el polvo más frío).

Los primeros cálculos de transporte radiativo para un medio grumoso fueron llevados a cabo por Nenkova, Ivezić, & Elitzur (2002), que posteriormente continuaron Nenkova et al. (2008a,b); Hönig et al. (2006); Schartmann et al. (2008); Hönig & Kishimoto (2010) y Heymann & Siebenmorgen (2012). Estos trabajos encontraron que una distribución no homogénea de las nubes podría explicar las bandas de absorción y emisión de los silicatos más suaves que muestran las observaciones.

Uno de los modelos de toro grumoso más utilizados son los propuestos por Nenkova et al. (2008a,b). Estos modelos describen un toro caracterizado por una extensión radial  $Y=R_o/R_d$ , donde  $R_o$  y  $R_d$  serían el radio externo y el interno, este último delimitado por la temperatura de sublimación del polvo ( $T_{sub} \sim 1500$  K). Según este modelo, se puede considerar que un medio es grumoso siempre que el camino libre medio de los fotones a través de las nubes sea mucho mayor que el tamaño de dichas nubes. Estos modelos de toro grumoso también utilizan la aproximación de que todas las nubes tienen la misma profundidad óptica y tamaño. El número medio de nubes a lo largo de una línea de visión (LOS, del Inglés *Line of Sight*) ecuatorial se define como  $N_0$ , el ángulo de inclinación del toro medido desde la dirección polar es  $i$ , y la anchura de la distribución de nubes se define como  $\sigma$  (ver Fig. 1.7). El perfil de densidad sigue una ley de potencias ( $\propto r^{-q}$ ), donde el índice  $q$  es otro de los parámetros del modelo. Utilizando estos parámetros se puede definir el número de nubes a lo largo de la línea de visión como  $N_{LOS}(i) = N_0 e^{-(i-90)^2/\sigma^2}$ .

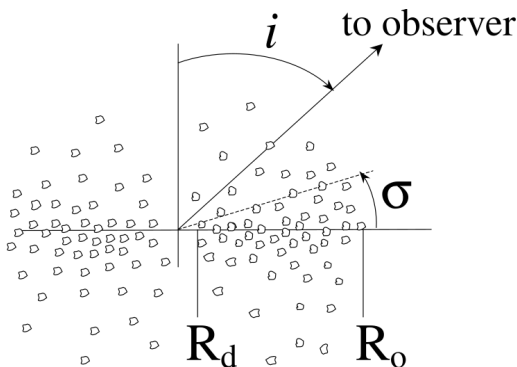


Figura 1.7: Esquema del modelo de toro grumoso de Nenkova et al. (2008a,b), donde el polvo se distribuye en nubes individuales de una profundidad óptica dada y situadas a diferentes distancias respecto al núcleo. Figura tomada de Nenkova et al. (2008b).

En este modelo, las ecuaciones de transporte radiativo se resuelven para cada nube haciendo uso del código 1D DUSTY (Ivezic, Nenkova, & Elitzur 1999). La solución determina tanto el campo de radiación como el perfil de temperaturas del polvo. Los granos de polvo son esféricos, con una distribución de tamaños tomada de Mathis, Rumpl, & Nordsieck (1977). La composición del polvo tiene una mezcla galáctica estándar de silicatos (53%) y grafitos (47%). Las constantes ópticas de los grafitos son de Draine (2003) y las de los silicatos (polvo más frío) de Ossenkopf, Henning, & Mathis (1992), el cual es capaz de reproducir mejor las características observadas a  $\sim 10$  y  $18 \mu\text{m}$ . La emisión total del toro se calcula integrando la emisión de todas las nubes convolucionada con la probabilidad de propagación de la radiación a lo largo del toro (Nenkova, Ivezić, & Elitzur 2002). En el caso de los AGN de tipo 1 es necesario incluir una componente extra que representa la emisión del mecanismo central. Para esta componente se utiliza una ley de potencias partida (ver Fig. 1.8).

Otros modelos de toro grumoso más complejos son los que utilizan simulaciones 3D de tipo Monte Carlo (p. ej., Schartmann et al. 2008; Hönig & Kishimoto 2010). En el modelo de Hönig

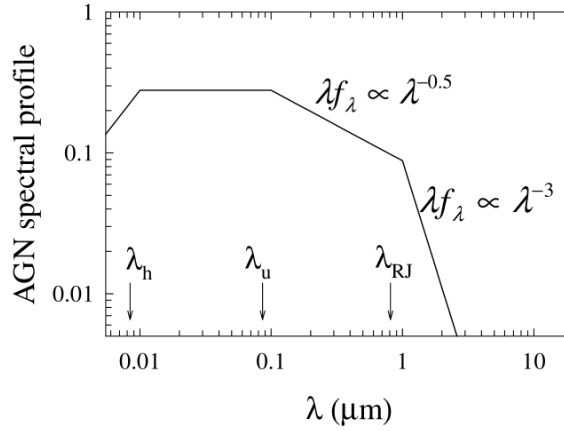


Figura 1.8: Forma espectral del continuo del AGN usado en los modelos de Nenkova et al. (2008a,b). Figura tomada de Nenkova et al. (2008a).

& Kishimoto (2010), conocido como CAT3D, a diferencia del de Nenkova et al. (2008a,b), no supone que todas las nubes tengan el mismo tamaño ni la misma profundidad óptica, sino que esto depende de la distancia al núcleo, siendo las nubes más lejanas mayores y menos densas. En el trabajo de Schartmann et al. (2008) se consideran nubes del mismo tamaño y profundidad óptica para cualquier distancia al núcleo, pero estas nubes serían mucho mayores y menos densas que las propuestas por el modelo anterior. Además, este modelo usa una mayor densidad de nubes en las zonas más internas, para permitir de este modo producir el efecto de mayor profundidad óptica en las regiones nucleares. Por supuesto, también hay muchas diferencias y diferentes suposiciones en las ecuaciones de transporte radiativo de cada modelo. En la figura 1.9 se muestra una comparación entre la profundidad óptica del toro o de las nubes de polvo y el factor de llenado del volumen para diferentes modelos de toro grumoso.

Los modelos con distribuciones grumosas invalidan la idea clásica de que la clasificación de cualquier AGN depende únicamente de su orientación (Antonucci 1993), puesto que la diferencia entre tipos estaría ahora también relacionada con la probabilidad de ver directamente el mecanismo central (p. ej., Nenkova et al. 2008a,b). De este modo, la radiación que observamos es el resultado de la probabilidad de que un fotón producido en el núcleo escape a través del toro de polvo a lo largo de nuestra línea de visión sin que sea absorbido cuando todas las nubes son ópticamente gruesas ( $\tau_\nu > 1$ ), es decir  $P_{esq} \approx e^{-N_{LOS}}$ . Como esta probabilidad es siempre finita, siempre es posible detectar las componentes anchas procedentes de la BLR, sea cual sea la orientación. Es precisamente aquí donde reside la importancia del factor de recubrimiento (en Inglés *covering factor*) del toro, ya que para mayores valores del *covering factor*, mayor será la probabilidad de que un AGN sea clasificado como de tipo 2 por cualquier observador.

A pesar del éxito de los modelos de toro grumoso, gran parte de estos modelos presentan dificultades a la hora de reproducir las SEDs nucleares de algunos AGN de tipo 1 que muestran un exceso en el NIR ( $\sim 1-5 \mu\text{m}$ ; ver apartado 1.9.1), el cual puede estar relacionado con polvo caliente que no tienen en cuenta estos modelos o con una contribución extra de la galaxia anfitriona (ver el apartado 1.9.1 para mayor detalle). Sin embargo, otros modelos de toro más sofisticados son capaces de reproducir este exceso en el NIR. Algunos de estos modelos son los de dos fases, los cuales utilizan una combinación de ambas distribuciones tanto uniforme como grumosa (Stalevski et al. 2012; Siebenmorgen, Heymann, & Efstathiou 2015). Por ejemplo, el modelo de Stalevski et al. (2012) utiliza simulaciones 3D de tipo Monte Carlo para modelar el toro de polvo como un medio de dos fases. Una fase de alta densidad de nubes de polvo (medio grumoso) y un medio homogéneo y

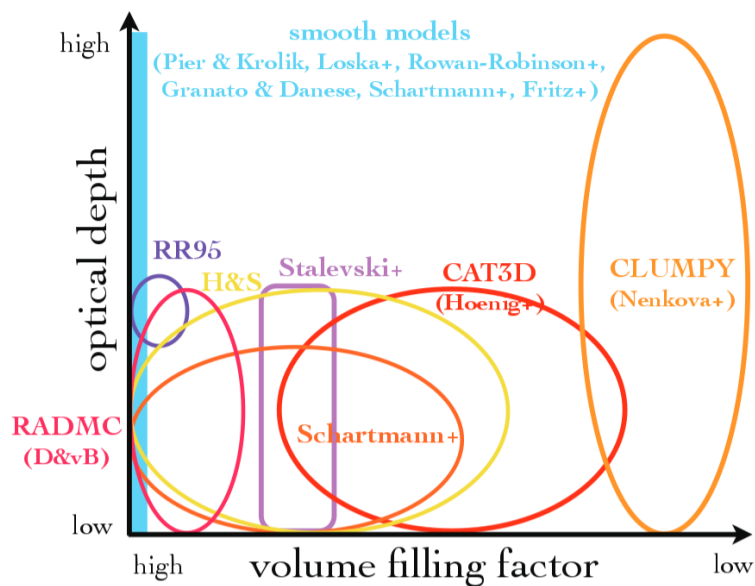


Figura 1.9: Comparación entre la profundidad óptica del toro o de las nubes de polvo y el factor de llenado del volumen para diferentes modelos de toro grueso (las referencias de estos modelos se muestra en el apartado 1.6.3). Además, se añaden los modelo de toro homogéneo (línea azul), que tienen factor de llenado del volumen igual a la unidad (ver referencias de modelos de toro homogéneo en el apartado 1.6.2).

polvoriento de baja densidad que rellena los espacios entre las nubes (un medio con forma de esponja). El polvo de baja densidad, distribuido de forma homogénea entre las nubes densas, contribuye de forma significativa a la emisión NIR de los AGN de tipo 1. Esta es la principal diferencia con los modelos clásicos de toro grueso. Por otro lado, Stalevski et al. (2012) también analizan el efecto de la emisión anisótropa del disco de acreción, encontrando que las características de las SED no se ven afectadas de forma significativa por esta anisotropía.

Recientemente, una nueva versión de los modelos de toro grueso CAT3D (Hönig & Kishimoto 2010), que incluyen una descripción más física de la sublimación del polvo, ha sido presentada en García-González et al. (2017). Los modelos clásicos utilizan sólo un radio de sublimación del polvo, el radio que corresponde a la sublimación de los silicatos. Sin embargo, la temperatura de sublimación de los granos de silicatos es inferior a la de los de grafito (p. ej., Phinney 1989), por lo que estos pueden alcanzar temperaturas más altas. Esta nueva versión de CAT3D suprime los silicatos de la composición del polvo cuando la temperatura es mayor de los  $\sim 1200$  K, dejando sólo a los grafitos que pueden alcanzar temperaturas más altas ( $T \sim 1900-2000$  K), de modo que las nubes situadas a las distancias que superan dichas temperatura no contienen silicatos. Esta nueva descripción produce radios de sublimación más pequeños y permite reproducir el exceso en el NIR. Estos autores encuentran que la emisión anisótropa del disco de acreción afecta al índice espectral en el MIR, de forma contraria de lo que encontraban Stalevski et al. (2012).

Sin embargo, recientes observaciones usando interferometría en el IR de algunas galaxias Seyfert han mostrado un posible nuevo escenario para explicar la emisión nuclear en el IR, más complejo que el planteado hasta ahora. En el trabajo de Hönig et al. (2013) se ha propuesto un escenario alternativo para explicar las SED nucleares en el IR de las galaxias Seyferts, basándose en datos de

interferometría en el IR de la galaxia Sy1 NGC 3783. Estos autores proponen que el exceso en el MIR ( $\sim 15\text{-}20 \mu\text{m}$ ) sería producido por polvo en la dirección polar, mientras que el exceso en el NIR ( $\sim 1\text{-}5 \mu\text{m}$ ) lo sería por una estructura compacta y grumosa en forma de disco (es decir, el toro de polvo). Sin embargo, esta emisión polar en el MIR sólo ha sido detectada en cinco galaxias Seyfert de las 23 que han sido observadas con interferometría en el MIR (López-Gonzaga et al. 2016).

La emisión polar en el MIR estaría en contradicción con los modelos clásicos de toro, ya que hasta ahora los modelos asumían que la emisión MIR viene de un toro de polvo localizado en el plano ecuatorial de los AGN. Más recientemente, se ha incluido esta emisión polar en el MIR en un nuevo modelo (Hönig & Kishimoto 2017b). Este modelo se conoce como el modelo de vientos polvorientos y disco grumoso (CAT3D-WIND; Hönig & Kishimoto 2017b), el cual es el mismo modelo que se exponía en Hönig & Kishimoto (2010) con la nueva descripción del polvo presentada en García-González et al. (2017), pero además incluyendo la componente polar. Este modelo supone que el viento es lanzado desde una región cercana a la zona de sublimación del polvo, por lo que la composición del polvo del viento debe ser muy parecida a la que tenemos cerca del radio de sublimación. Sin embargo, sus mecanismos físicos no están claros aún. Esta segunda componente se añade como un flujo de salida en la dirección polar con estructura de cono hueco que está caracterizada por tres parámetros: 1) la distribución radial de las nubes de polvo en el viento  $a_w$ ; 2) el ángulo de semiapertura del viento  $\theta_w$ ; y 3) la anchura angular  $\sigma_\theta$ .

A pesar de que esta emisión polar ha sido encontrada en sólo unas pocas galaxias Seyfert (López-Gonzaga et al. 2016), si se convierte en una característica común de los AGN habrá que considerar esta componente polar en los modelos. Por otro lado, la emisión polar ha sido propuesta como un escenario alternativo para explicar que los flujos nucleares en el MIR sean prácticamente isótropos (Hönig et al. 2011). Sin embargo, esto también lo explican los modelos de toro grumoso (Levenson et al. 2009).

## 1.7. La SED de las Galaxias Activas

Las galaxias activas emiten a lo largo de prácticamente todo el espectro electromagnético (ver Fig.1.10; p. ej. Koratkar & Blaes 1999). A continuación describimos la SED típica de los AGN con emisión radio débil, dado que las galaxias Seyfert, que son las principales fuentes que estudiamos en esta tesis, tienen emisión radio débil en general. Para los AGN con emisión radio débil existen tres componentes principales en su SED: 1) el gran exceso azul (en Inglés *Big Blue Bump*); 2) el exceso IR y la emisión de rayos-X.

El gran exceso azul es la componente del continuo de los AGN que se extiende desde  $\sim 1 \mu\text{m}$  hasta  $\sim 1000 \text{ \AA}$  (UV). En general, gran parte de la luminosidad bolométrica de un AGN no oscurecido es emitida dentro de este rango, estando dicha emisión producida por el mecanismo central del AGN (Koratkar & Blaes 1999). En concreto, este exceso es normalmente atribuido a la emisión del disco de acreción. Por otro lado se encuentra el exceso IR (ver Sección 1.9 para más detalles), el cual está producido por el reprocesado de la emisión óptica y UV por polvo a diferentes temperaturas (p. ej., Phinney 1989). Finalmente, los AGN también tienen una importante emisión de rayos-X que generalmente se relaciona con una corona de electrones que envuelve al disco de acreción (ver la Sección 1.10 para más información acerca de la emisión de rayos-X).

### 1.7.1. Identificación y Selección de las Galaxias Activas

El primer obstáculo para llevar a cabo el estudio de los diferentes tipos de AGN es su identificación y selección. La principal dificultad reside en diferenciar la emisión del núcleo activo de la producida por otros procesos, principalmente de los relacionados con la formación estelar. La alta luminosidad producida por los brotes de formación estelar obstaculiza en gran medida la identificación de los procesos relacionados con la actividad nuclear. Sin embargo, las características espectrales de las galaxias activas (ver Sección 1.4) permiten la identificación y clasificación de los AGN utilizando

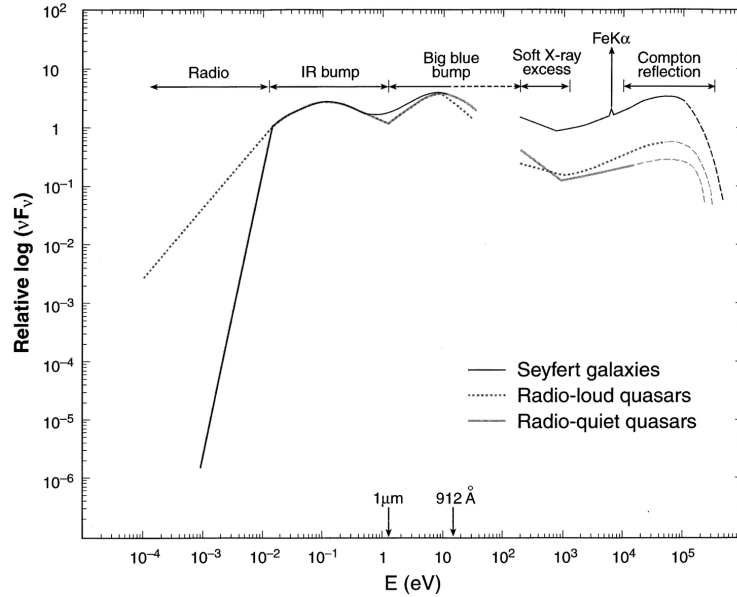


Figura 1.10: Comparación de SEDs multifrecuencia de diferentes tipos de AGN. La línea continua negra se corresponde con la de una galaxia Seyfert, la línea de puntos se refiere a la de un quásar radio-fuerte y la línea continua gris se corresponde con la de un quásar radio-débil. A partir de  $1 \mu\text{m}$  hacia longitudes de onda mayores aparece el exceso IR característico de los AGN. Figura tomada de Koratkar & Blaes (1999).

diferentes técnicas. Por ejemplo, teniendo en cuenta los colores más azules, el exceso UV e IR, la variabilidad del continuo y de las líneas de emisión, y la intensa emisión en rayos-X.

Pese a que la primera evidencia de actividad nuclear fue encontrada cuando Carl Seyfert (1943) observó fuertes líneas de emisión con alto IP en el núcleo de algunas galaxias, las cuales no se encontraban en galaxias normales, las observaciones en radio han sido el método habitual para encontrar AGN. Este rango espectral es muy útil ya que la mayoría de la radio-fuentes luminosas son AGN. No obstante, los *surveys* en radio están relativamente sesgados hacia fuentes con emisión radio fuerte, ya que a pesar de que la mayoría de los AGN radio débiles tienen emisión en radio, su intensidad relativa es muy baja, lo que hace que estos objetos sean muy difíciles de detectar (Mushotzky 2004). Además, menos del  $\sim 10\%$  de los AGN tienen emisión radio fuerte (Kellermann et al. 1989; Fabian 1999; White et al. 2000).

Otra técnica para identificar AGN de forma certera es mediante el uso de los rayos-X. Los rayos-X detectan la mayoría de AGN, con la excepción de los que tienen grandes densidades de columna de gas y polvo a lo largo de la línea de visión. En los estudios de rayos-X se considera que un AGN está oscurecido cuando la densidad de columna es alta ( $N_H \geq 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ). Es por esto que el uso de los rayos-X duros ( $E \gtrsim 10 \text{ keV}$ ) es uno de los métodos más fiables para identificar AGN, ya que la emisión en esta banda está menos afectada por el oscurecimiento del material que las bandas de menor energía (p. ej., Ricci et al. 2015). Aún así los rayos-X duros encuentran dificultades para detectar algunas fuentes muy oscurecidas, las llamadas “*Compton-thick*” ( $N_H \geq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ; p. ej., Ricci et al. 2015) que pueden representar entre el  $\sim 10$  y el  $\sim 40\%$  de los AGN (p. ej., Brightman & Ueda 2012).

Sin embargo, históricamente el método más utilizado ha sido la clasificación espectral en el óptico. Como se comentó brevemente en la Sección 1.4, se suelen utilizar diagramas de cocientes

de líneas de emisión para distinguir AGN de regiones de formación estelar. El funcionamiento de éstos se basa en la comparación de diferentes cocientes de líneas de emisión, lo que proporciona información acerca de las fuentes que las producen. El diagrama más conocido es el de Baldwin, Phillips y Terlevich (diagrama BPT; Baldwin, Phillips, & Terlevich 1981). En la Fig. 1.11 se muestra un ejemplo de este tipo de diagramas. Teniendo en cuenta la gran ventaja que introduce el rango IR debido a que sufre una menor extinción, se han incluido diagramas de este tipo en este rango. Por ejemplo, en trabajos utilizando el rango NIR (Alonso-Herrero et al. 1997; Ramos Almeida, Pérez García, & Acosta-Pulido 2009a; Riffel et al. 2013), el MIR (Genzel et al. 1998; Sturm et al. 2006; Dale et al. 2006; Rupke et al. 2007) y, más recientemente, el FIR (Fernández-Ontiveros et al. 2016).

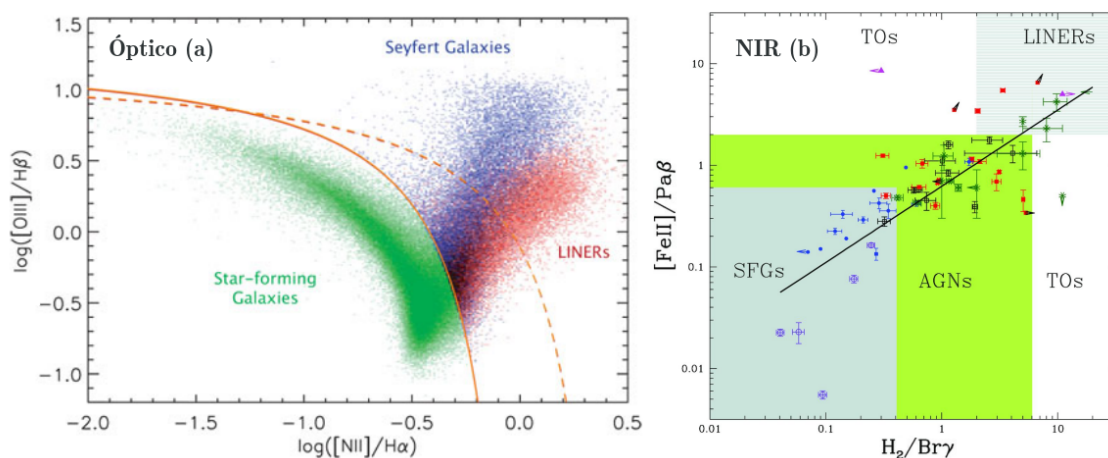


Figura 1.11: Izquierda: ejemplo de diagrama BPT para 55.757 galaxias con líneas de emisión del Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Este diagrama usa cuatro líneas de emisión fuertes,  $[\text{O III}]$  5007 Å,  $[\text{N II}]$  6583 Å,  $\text{H}\alpha$  6563 Å, y  $\text{H}\beta$  4861 Å, para distinguir galaxias que están dominadas por la ionización de estrellas jóvenes, es decir galaxias con formación estelar (en Inglés *Star-forming galaxies*), de aquellas que tienen actividad nuclear. Las curvas naranjas indican las líneas divisorias entre los AGN y las galaxias con formación estelar, tanto la empírica (línea sólida) como la teórica (línea discontinua; Kewley et al. 2001). Figura tomada de *ESO Messenger* (2007) y basada en los datos de Kauffmann et al. (2003). Derecha: diagrama BPT en el NIR. Las regiones de color gris, verde y de franjas grises representan las zonas que corresponden a galaxias con formación estelar, AGN y LINERs, respectivamente. Figura tomada de Riffel et al. (2013).

Además de los diagramas en el rango IR, se han utilizado otras técnicas involucrando las longitudes de onda IR para identificar AGN. Por ejemplo, las líneas de emisión con alto IP ( $\gtrsim 100$  eV) son buenos trazadores de la actividad nuclear ya que los procesos estelares no producen estas altas energías. El rango NIR presenta numerosas líneas con altos IP, como las del  $[\text{S VIII}]$ ,  $[\text{S IX}]$ ,  $[\text{Si X}]$ ,  $[\text{S XI}]$  y  $[\text{Si VI}]$  (Rodríguez-Ardila et al. 2011). Asimismo, en el MIR, las líneas de  $[\text{Ne V}]$  (IP  $\sim 97$  eV) y de  $[\text{O IV}]$  (IP  $\sim 55$  eV) han sido utilizadas para identificar AGN en galaxias locales (Satyapal et al. 2008; Goulding & Alexander 2009). A pesar de no tener un IP tan alto, la línea del  $[\text{O IV}]$  es un buen trazador de la actividad nuclear (Pereira-Santaella et al. 2010b). Por último, también se han usado para este fin los colores característicos de los AGN en el MIR (p. ej., Lacy et al. 2004; Stern et al. 2005; Donley et al. 2008; Ashby et al. 2009; Assef et al. 2010; Jarrett et al. 2011; Stern et al. 2012; Mateos et al. 2012; Hainline et al. 2014).

## 1.8. El Rango Infrarrojo

### 1.8.1. La Importancia del Rango Infrarrojo

Como hemos comentado previamente (ver Sección 1.6), el toro de polvo ópticamente grueso es el elemento clave del modelo unificado de los AGN. El polvo asociado a esta estructura reprocesa parte de la radiación intrínseca del mecanismo central y la reemite en el rango IR. Por lo tanto, este rango es especialmente interesante para estudiar las propiedades de esta estructura. Además, el IR representa una gran ventaja para estudiar los AGN ya que es mucho menos sensible a la extinción que las longitudes de onda del visible.

Sin embargo, la atmósfera terrestre no es completamente transparente a la radiación IR (ver Fig. 1.12). De hecho, a partir de las  $\sim 25 \mu\text{m}$  la atmósfera es prácticamente opaca hasta llegar a las longitudes de onda submilimétricas. Las principales bandas IR para observar desde tierra son J ( $\sim 1.2 \mu\text{m}$ ), H ( $\sim 1.6 \mu\text{m}$ ), K ( $\sim 2.2 \mu\text{m}$ ), L ( $\sim 3.5 \mu\text{m}$ ), M ( $\sim 5.0 \mu\text{m}$ ), N ( $\sim 8\text{-}13 \mu\text{m}$ ) y Q ( $\sim 17\text{-}25 \mu\text{m}$ ). El dióxido de carbono y el vapor de agua son los principales responsables de la absorción de gran parte de la emisión en el IR. Este último, además, puede provocar cambios en las condiciones de transmisión atmosférica rápidamente. Asimismo, la atmósfera terrestre no sólo produce absorción en este rango, sino que también tiene una importante componente de emisión, estando el máximo en el MIR. Debido a esto, separar el fondo del cielo de la emisión de la fuente es una de las grandes dificultades técnicas para observar en este rango (ver Apéndice A para más detalle acerca de la técnica de observación en el MIR desde tierra), por lo que es muy importante localizar observatorios a grandes altitudes.

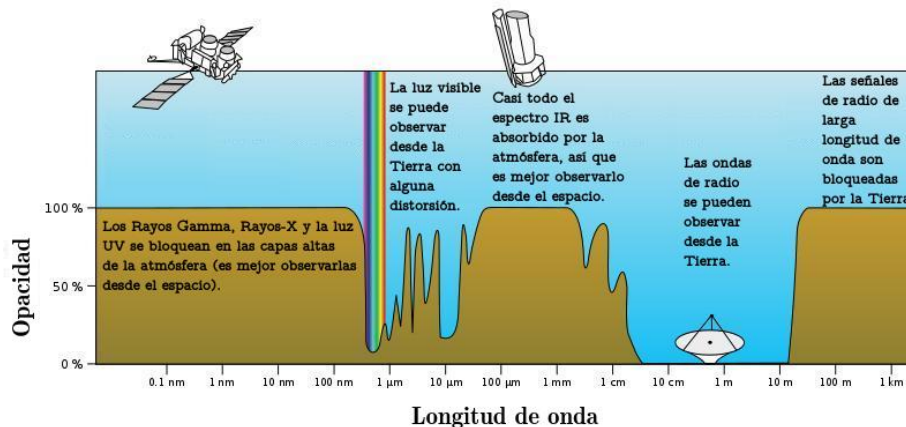


Figura 1.12: Opacidad de la ventana atmosférica terrestre en función de la longitud de onda. Adaptación de la figura tomada de la página web de la NASA.

### 1.8.2. Antecedentes Históricos

El desarrollo de las técnicas de observación en el IR se produjo después de que Sir William Herschel descubriera la emisión en este rango en el año 1800. A pesar de ello, el IR tuvo poco uso en la astronomía hasta prácticamente el siglo XX. Se puede decir que la astronomía IR moderna comienza entorno a los años cincuenta gracias al desarrollo de los detectores fríos, los cuales eran capaces de funcionar a bajas temperaturas ( $\sim 77 \text{ K}$ ) gracias al uso del nitrógeno líquido como refrigerante.

En los años sesenta, H. Johnson definió el sistema de magnitudes IR y fue cuando la astronomía en este rango comenzó a despegar. Se comenzaron a utilizar instrumentos situados a grandes altitudes, lo que permitía reducir los efectos atmosféricos en la emisión IR (ver apartado 1.8.1). Además



de llevar estas herramientas a grandes montañas, también se desarrollaron instrumentos para globos estratosféricos, aviones y, finalmente, satélites espaciales.

El siguiente gran paso fue el uso del helio líquido, que proporcionó un incremento notable de la sensibilidad de los instrumentos debido a que este refrigerante permite alcanzar temperaturas aún más bajas ( $\sim 4$  K). En el año 1967 se construyó el telescopio UKIRT (del Inglés *United Kingdom Infrared Telescope*) de 3.8 m de diámetro en el observatorio de Mauna Kea a 4200 metros sobre el nivel del mar, situado en la isla de Hawaii (Estados Unidos). Poco después, en 1974, comenzó a funcionar el observatorio aerotransportado Kuiper (KAO, del Inglés *Kuiper Airborne Observatory*) que consistía en un telescopio de 0.9 m de diámetro capacitado para llegar a los 41000 pies de altura. Durante la siguiente década se llevaron a cabo diferentes observaciones usando globos estratosféricos, lo cual permitió ver el cielo por primera vez entre las 40 y 100  $\mu\text{m}$ , demostrando las grandes ventajas de operar con un telescopio IR frío fuera de la atmósfera.

Sin lugar a dudas, el gran salto en la astronomía IR se dio gracias al satélite IRAS (del Inglés *Infrared Astronomical Satellite*) que fue lanzado en 1983 y que completó un survey de todo el cielo entre 10 y 100  $\mu\text{m}$ . La misión IRAS ha sido una de las misiones espaciales más exitosas y todavía hoy sigue siendo una importante fuente de información después de más de treinta años. A partir de este momento la astronomía espacial IR sigue una evolución constante, incrementándose la sensibilidad y la resolución angular de los instrumentos. Algunos de los ejemplos más destacados son los satélites ISO (del Inglés *Infrared Space Observatory*), Spitzer (conocido inicialmente como Instalación Espacial de Telescopio Infrarrojo, SIRTf por sus siglas en Inglés), AKARI (conocido inicialmente como Cartografiador de Imagen Infrarroja, IRIS por sus siglas en Inglés), Herschel y WISE (del Inglés *Wide-field Infrared Survey Explorer*).

Pese a que desde la Tierra no podemos llegar a la sensibilidad ofrecida por los satélites espaciales, la astronomía IR desde tierra también ha experimentado un gran avance, con incrementos de la resolución angular hasta valores sin precedentes. La resolución angular por debajo del segundo de arco conseguida con los telescopios de 8 y 10 metros de diámetro, algunos de los cuales utilizan óptica adaptativa, ha permitido estudiar las regiones nucleares de los AGN, las cuales eran inaccesibles hasta ese momento. Grandes telescopios que han hecho uso de instrumentación infrarroja son, por ejemplo, los telescopios Gemini (dos telescopios gemelos de 8.1 metros de diámetro situados en ambos hemisferios de la Tierra) ubicados en la isla de Hawaii y en Cerro Pachón (Chile), los cuatro telescopios de 8.2 metros de diámetro que forman el VLT (del Inglés *Very Large Telescope*) situados en el desierto de Atacama (Chile), los telescopios Keck (dos grandes telescopios de 10 metros de diámetro localizados la isla de Hawaii), el telescopio Subaru de 8.2 metros de diámetro también instalado en la isla de Hawaii y, el mayor de ellos, el Gran Telescopio CANARIAS (GTC) con un espejo de 10.4 metros que se encuentra en la isla de La Palma (España).

Sin embargo, la astronomía infrarroja está muy cerca de vivir otra nueva revolución, tanto desde tierra, con la futura construcción de los telescopios “gigantes” ( $\sim 30$ -40 metros de diámetro) como con los nuevos telescopios espaciales infrarrojos. En los rangos NIR y MIR, el telescopio espacial JWST (del Inglés *James Webb Space Telescope*), de 6.5 metros de diámetro, proporcionará una combinación de alta resolución angular y de sensibilidad sin precedentes. Se espera que sea lanzado en 2018. En un futuro próximo ( $\sim 2020$ -2025) se prevé el lanzamiento del telescopio espacial SPICA (del Inglés *Space Infrared Telescope for Cosmology and Astrophysics*) que será capaz de observar desde el rango MIR al FIR. Además, SPICA mejorará de forma significativa la sensibilidad de su predecesor en el FIR, el observatorio espacial Herschel. Durante este mismo periodo de tiempo también se espera que los telescopios “gigantes” vean su primera luz, como los ELT (del Inglés *Extremely Large Telescope*), TMT (del Inglés *Thirty Meter Telescope*) y GMT (del Inglés *Giant Magallean Telescope*) que supondrán un tremendo salto en resolución angular.

## 1.9. La Emisión Infrarroja de las Galaxias Seyfert

La SED IR de las galaxias Seyfert se debe principalmente a la reemisión térmica del polvo, que absorbe una fracción significativa de la emisión en el óptico y UV (Rieke & Lebofsky 1979). La emisión del polvo puede estar relacionada con diferentes procesos, como por ejemplo la actividad nuclear o la formación estelar. Ésta última puede llegar a ser una importante componente de la emisión IR en las galaxias Seyfert, ya que se ha encontrado que el polvo presente en el disco galáctico contribuye a los espectros IR de todas las galaxias espirales (Edelson, Malkan, & Rieke 1987). Esta es una de las causas por las que es de gran importancia observarlas con alta resolución angular (por debajo del segundo de arco), para poder aislar la emisión del AGN y minimizar la contribución de la galaxia anfitriona (ver Fig. 1.13).

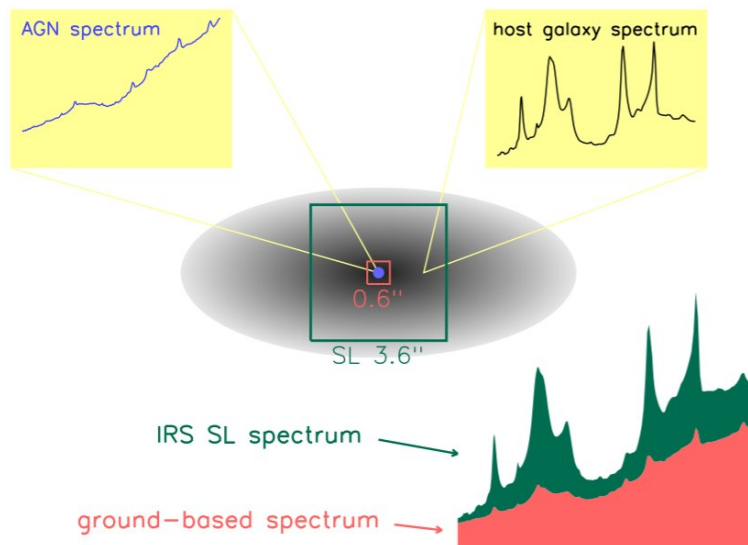


Figura 1.13: Ilustración que representa la influencia de la resolución espacial en el espectro de AGN locales. El cuadro rojo representa la apertura típica utilizada en las observaciones de alta resolución angular desde tierra, mientras que el cuadro verde corresponde al tamaño de la apertura utilizada por el telescopio espacial Spitzer. El espectro de Spitzer es la suma del espectro de alta resolución angular (área roja) y la contribución de la galaxia anfitriona (área verde). Figura tomada de Hernán-Caballero et al. (2015).

En el NIR y MIR, el polvo (más caliente) es principalmente calentado por los fotones producidos en el disco de acreción (p. ej., Sanders et al. 1989), mientras que para longitudes de onda mayores (FIR), la mayor parte de la emisión del polvo (más frío) está relacionada con la formación estelar (Rodríguez Espinosa, Rudy, & Jones 1987; Hatziminaoglou et al. 2010). A continuación se desarrollarán con detalle los tres rangos (NIR, MIR y FIR) en los que se divide el IR. No obstante, abordaremos en más profundidad el MIR debido a que es el rango principal de estudio en esta tesis.

### 1.9.1. Infrarrojo Cercano

La SED NIR de las galaxias Seyfert está principalmente relacionada con el disco de acreción, el polvo muy caliente (cercano a la temperatura de sublimación) y la contribución estelar. Aunque los QSOs suelen tener un mínimo en sus SEDs entorno a  $1 \mu\text{m}$ , en las galaxias Seyfert es más difícil detectarlo debido a la contribución de luz estelar de la galaxia anfitriona (Neugebauer et al. 1987;

Sanders et al. 1989). Este mínimo a  $1 \mu\text{m}$  representa la transición entre la emisión del disco de acreción y la del polvo muy caliente.

La contribución del disco de acreción en el NIR puede llegar a ser importante, pese a que la mayoría de su emisión se sitúa en el rango óptico y UV. El disco de acreción se describe por medio de una ley de potencias que representa el continuo ionizante del núcleo activo, y que decae rápidamente después de  $1 \mu\text{m}$  (p. ej., Hernán-Caballero et al. 2016 y las referencias citadas en este trabajo; ver Fig. 1.14).

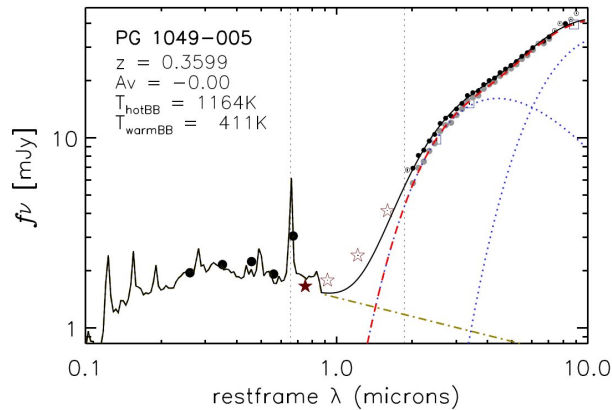


Figura 1.14: Ajuste de la SED del QSO de tipo 1 PG 1049-005 utilizando el disco de acreción y la emisión del polvo, representada por dos cuerpos negros. Figura tomada de Hernán-Caballero et al. (2016).

De este modo, como se comentaba en el apartado anterior (Sección 1.9), las galaxias Sy1 (de las que tenemos una visión más directa del mecanismo central) suelen presentar un espectro NIR más azul que las Sy2. Esta diferencia es debida a la mayor contribución del disco de acreción en las Sy1, el cual no contribuye prácticamente en las galaxias Sy2 (p. ej., Riffel, Rodríguez-Ardila, & Pastoriza 2006; Ramos Almeida, Pérez García, & Acosta-Pulido 2009a).

En los espectros NIR de las galaxias Seyfert la contribución de polvo muy caliente ( $T \sim 1000 \text{ K}$ ), a veces emerge en la banda K como una importante fuente del continuo (p. ej., Glikman, Helfand, & White 2006; Ramos Almeida, Pérez García, & Acosta-Pulido 2009a), mientras que en la banda H es donde tiene lugar el máximo de emisión de las estrellas frías (generalmente gigantes de tipos tardíos). En el trabajo de Boisson et al. (2002) estudiaron la emisión nuclear de una pequeña muestra de galaxias Seyfert en la banda H para medir la contribución estelar en estas galaxias, y comprobaron que dicha contribución era importante en las Sy2. Estos autores también concluyeron que en los espectros nucleares de las Sy1 había signos de dilución de las componentes estelares debido a la contribución del continuo del AGN o de polvo muy caliente procedente de las regiones más internas del toro.

Por otro lado, en las SEDs nucleares de algunos AGN de tipo 1 se ha observado un exceso en el NIR ( $\sim 1\text{-}5 \mu\text{m}$ ; Mor, Netzer, & Elitzur 2009; Alonso-Herrero et al. 2011; Mor & Netzer 2012; Hönig et al. 2013; Mateos et al. 2016; Hernán-Caballero et al. 2016). Para explicar la existencia de dicho exceso se han propuesto varias posibilidades: 1) una contribución extra de la galaxia anfitriona; 2) la emisión de un disco compacto de polvo caliente observado con datos de interferometría en el IR para algunas galaxias Seyferts (Hönig et al. 2013; Tristram et al. 2014); y 3) la emisión de una componente muy caliente de grafito (a temperaturas mayores a la temperatura de sublimación típica de los silicatos;  $>1500 \text{ K}$ ) localizada en las partes exteriores de la BLR (Mor, Netzer, & Elitzur 2009; Mor & Netzer 2012). En la figura 1.15 se muestra un ejemplo de una galaxia Sy1 que presenta este

exceso en el NIR y una Sy2 para comparar.

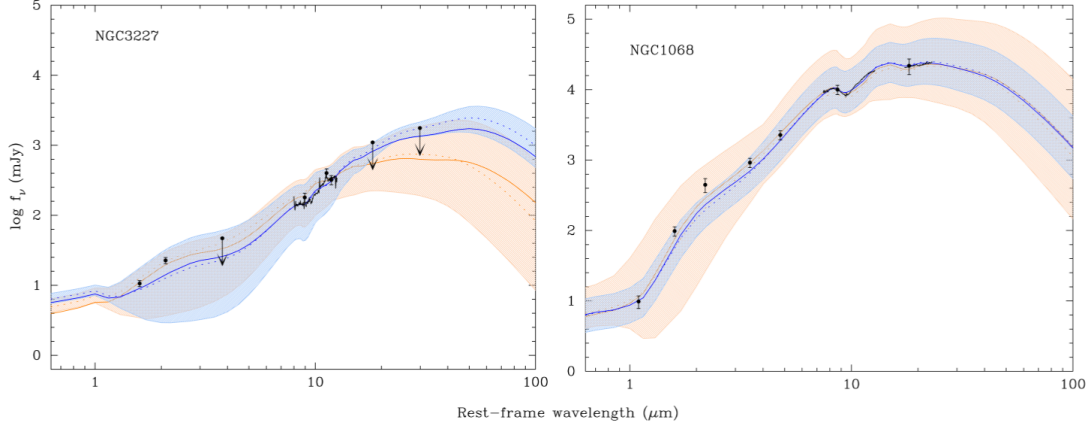


Figura 1.15: Ajustes de las SEDs nucleares IR de una Sy1 (panel de la izquierda) y una Sy2 (panel de la derecha) con modelos de toro grueso. Los ajuste usando sólo los puntos fotométricos se corresponden con las líneas naranjas, mientras que los que incluyen espectros nucleares se representan con líneas azules. La Sy1 muestra un ligero exceso de emisión en el NIR respecto al modelo de toro más realista (línea azul). Figura tomada de Alonso-Herrero et al. (2011).

En cuanto a la primera posibilidad, Kotilainen et al. (1992) encontraron que en general para AGN de tipo 1 la contribución no estelar se incrementaba para longitudes de onda más largas en el NIR. De hecho, observaron que la contribución estelar en los flujos medidos en las bandas J y H podría ser importante y prácticamente la misma en ambas bandas. Sin embargo, la componente estelar decrece de forma significativa en los flujos obtenidos en banda K, los cuales se encuentran dominados por el AGN. Esto descartaría una importante contribución de la galaxia anfitriona en esta banda en este tipo de AGN. Por otra parte, recientes observaciones usando interferometría en el IR de algunas galaxias Seyfert han mostrado la posibilidad de un nuevo escenario para la emisión nuclear en el IR (ver apartado 1.9). Hönig et al. (2013) proponen que el exceso en el MIR está relacionado con una emisión extendida en la dirección polar y el exceso en el NIR por un disco compacto de polvo. Los nuevos modelos de toro de Hönig & Kishimoto (2017b) que se basan en este escenario y que incluyen una descripción más física de la sublimación del polvo, son capaces de reproducir el exceso en el NIR (ver apartado 1.6.3). No obstante, como se ha comentado anteriormente, hasta ahora esta emisión polar en el MIR sólo ha sido detectada en cinco de las galaxias Seyfert que han sido observadas (López-Gonzaga et al. 2016). Finalmente, respecto a la última opción, Mor, Netzer, & Elitzur (2009) encontraron para una muestra de QSOs de tipo 1 que para ajustar las SED en el NIR necesitaban una componente de polvo caliente ( $T \sim 800\text{--}1800\text{ K}$ ) adicional, aparte de los modelos de toro grueso. Posteriormente, Mor & Netzer (2012) propusieron la emisión de nubes de grafito ( $T_{sub} \sim 1800\text{ K}$ ), localizadas en las partes exteriores de la BLR, para reproducir esta componente de polvo caliente.

### 1.9.2. Infrarrojo Medio

#### La emisión del continuo

En este apartado nos referiremos a las escalas nucleares ( $\sim 100\text{ pc}$ ) y circumnucleares en el MIR de las galaxias Seyfert (unos pocos kiloparsecs). En la región nuclear de las galaxias Seyfert, una

importante contribución en el rango MIR se asocia con la estructura de polvo que rodea el mecanismo central del AGN, contribuyendo de forma importante por encima de las  $\sim 2 \mu\text{m}$  (Kotilainen et al. 1992; Alonso-Herrero, Ward, & Kotilainen 1996). El máximo de emisión de dicho polvo se encuentra en el rango MIR, de acuerdo con los modelos de toro (ver Sección 1.6). No obstante, recientes observaciones usando interferometría IR han mostrado la posibilidad de un nuevo escenario para explicar la emisión nuclear en el MIR de los AGN, como hemos comentado anteriormente (ver apartado 1.6.3 para más detalles).

A la emisión extensa que va más allá de la región nuclear la llamamos emisión circumnuclear (desde unas decenas de parsecs a unos pocos kiloparsecs). Una contribución a la emisión circumnuclear en el MIR debe ser la NLR (p. ej., Rieke & Lebofsky 1981; Radomski et al. 2003). Del mismo modo que el mecanismo central ioniza el gas de la NLR, puede calentar el polvo presente en esta región. La reemisión de este polvo produciría una emisión extendida en el MIR, ya que el tamaño típico de la NLR en galaxias Seyfert es de 0.01-1 kpc (ver Sección 1.5). Incluso también podría contribuir una componente de mayor tamaño, la que se denomina NLR extendida (ENLR, del Inglés *Extended Narrow Line Region*) y que se atribuye a gas interestelar ionizado situado en la galaxia anfitriona a distancias de varios kiloparsecs del mecanismo central. De acuerdo con este escenario, se ha encontrado en observaciones en el MIR de algunas galaxias Seyfert que dicha emisión extensa sigue la misma distribución que la observada en [O III] (p. ej., Braatz et al. 1993; Cameron et al. 1993; Radomski et al. 2002, 2003; Packham et al. 2005; ver Fig. 1.16), el cual normalmente se utiliza como trazador de la NLR. Aunque parece que la contribución del polvo presente en la NLR es más importante para la luminosidad total del AGN en el FIR que en el rango MIR (p. ej., Groves, Dopita, & Sutherland 2006; Mor, Netzer, & Elitzur 2009), el estudio de esta componente es de gran interés para conocer el origen de esta emisión extensa en el MIR.

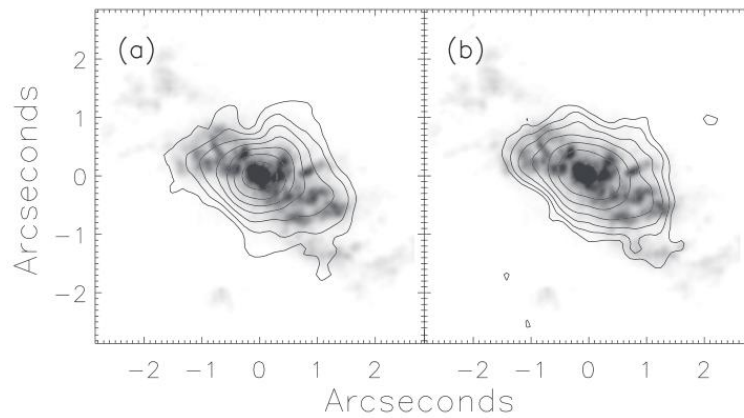


Figura 1.16: Imagen de [O III] tomada con el HST de la galaxia NGC 4151 presentada en Kaiser et al. (2000) (ambos paneles). Izquierda: Contornos de la banda N, derivados de los datos de alta resolución angular, superpuestos sobre la imagen de [O III]. Derecha: Igual que el panel de la izquierda pero utilizando los contornos de la banda Q. Figura tomada de Radomski et al. (2003).

Otra importante contribución a la emisión en el MIR puede ser el polvo calentado por la formación estelar. En las galaxias Seyfert, sobre todo en las de tipo 2, se han observado brotes de formación estelar a cientos de parsecs del núcleo usando datos UV (p. ej., Heckman et al. 1997; Colina et al. 1997; González Delgado et al. 1998; Muñoz Marín et al. 2007, 2009). Recientemente, simulaciones numéricas (p. ej., Hopkins & Quataert 2010) y trabajos observacionales (p. ej., Esquej et al. 2014) han mostrado una fuerte correlación entre la tasa de formación estelar circumnuclear y

la tasa de acreción del BH. Esto estaría de acuerdo con la existencia de una conexión entre el gas que forma estrellas y que también alimenta al BH, y en contra del truncamiento de la formación estelar debida a la presencia del AGN, al menos en los de luminosidad moderada o baja.

Pese a que la mayoría de la emisión IR producida por los brotes de formación estelar aparece en el rango FIR (ver Sección 1.9.3), la contribución estelar en el MIR se encuentra bastante lejos de ser insignificante (p. ej., Maiolino et al. 1995; Siebenmorgen et al. 2008; Horst et al. 2008). De hecho, el rango MIR es un excelente trazador de las regiones de formación estelar, incluso se suele utilizar la luminosidad a  $24 \mu\text{m}$  para medir la tasa de formación estelar en galaxias, debido a su buena correlación con la emisión  $\text{Pa}\alpha$  (p. ej., Alonso-Herrero et al. 2006; Rieke et al. 2009). Por lo tanto, las observaciones en el MIR de las regiones nucleares y circumnucleares en las galaxias Seyfert no sólo nos permiten estudiar la emisión del polvo calentado por el AGN sino también por la formación estelar cuando estas galaxias la presentan (p. ej., Radomski et al. 2003; Packham et al. 2005; Alonso-Herrero et al. 2014; Esquej et al. 2014; Ramos Almeida et al. 2014; Ruschel-Dutra et al. 2014).

A pesar de la importancia del estudio de la emisión MIR en escalas nucleares y circumnucleares, y de investigar la principal fuente de calentamiento del polvo en estas escalas, existen pocos estudios de este tipo. Esto se debe a la dificultad de observar en el MIR desde tierra y a las bajas resoluciones angulares alcanzadas por los telescopios espaciales actuales en este rango. Algunos estudios de AGN que hacen uso de observaciones en el MIR con alta resolución angular son, por ejemplo, Horst et al. (2008); Gandhi et al. (2009); Levenson et al. (2009); Mason et al. (2012); González-Martín et al. (2013). En los trabajos presentados por Gandhi et al. (2009) y González-Martín et al. (2013) se encontró, para dos muestras diferentes de galaxias Seyfert, que los parsecs centrales de estas galaxias ( $\sim 100$  pc) estaban dominados por el AGN, y que a distancias mayores de  $\sim 100$  pc la contribución de la formación estelar aumentaba. Sin embargo, Levenson et al. (2009) encontraron una contribución significativa de la formación estelar a escalas menores de  $\sim 100$  pc para una muestra de galaxias Seyfert. Estos últimos autores también hallaron que los flujos nucleares en el MIR son prácticamente isótropos, indicando que la emisión nuclear de las galaxias Seyfert en el MIR es prácticamente independiente del ángulo de visión, lo que estaría de acuerdo con los modelos de toro grumoso (ver Sección 1.6.3). Esto ha sido confirmado con la publicación de un atlas de AGN locales (Asmus et al. 2014), usando datos de alta resolución angular para una muestra mayor de galaxias. Estos autores usaron un total 253 AGN para su estudio, y encontraron además que un número importante de estas galaxias presentaban emisión circumnuclear.

## Características Espectrales

El rango MIR nos permite estudiar características espectrales muy importantes en las galaxias Seyfert, como las bandas de silicatos y de hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs, del Inglés *Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*), y varias líneas de emisión de distintos elementos con diferentes IPs.

Las bandas de silicatos son el resultado de la absorción o emisión debido a polvo frío o caliente, respectivamente. Hay dos principales bandas localizadas a  $\sim 10$  y  $18 \mu\text{m}$  que son producidas por el estiramiento de la molécula Si–O y a la flexión de la molécula O–Si–O, respectivamente (Knacke & Thomson 1973). Particularmente, el polvo que produce estas características espectrales está compuesto por granos de silicatos amorfos. La primera detección de absorción de silicatos fue observada a  $\sim 10 \mu\text{m}$  en la galaxia Sy2 NGC 1068 (Rieke & Low 1975), lo que indicaba la presencia de una gran columna de polvo de silicatos a lo largo de la línea de visión.

El modelo de toro clásico (modelo de toro homogéneo; ver Sección 1.6) predice fuertes bandas de emisión de silicatos en el caso de los AGN de tipo 1 y profundas bandas de absorción para los de tipo 2 (ver Fig. 1.17). La emisión de los silicatos en los AGN de tipo 1, según este modelo, se produciría en las paredes más internas del toro que alcanzan altas temperaturas al ser calentadas directamente por el mecanismo central. En principio, los resultados están de acuerdo con las predicciones, ya que,

en general, se observan en emisión en los AGN de tipo 1 y en absorción en los de tipo 2 (p. ej., Rieke & Low 1975; Clavel et al. 2000; Hao et al. 2005c; Siebenmorgen et al. 2005; Mason et al. 2006; Roche et al. 2007; Hernán-Caballero & Hatziminaoglou 2011). Sin embargo, para las galaxias Sy2 se han observado absorciones de los silicatos relativamente débiles comparadas con las que predecía el modelo clásico (p. ej., Shi et al. 2006; Hao et al. 2007) y lo mismo ocurre para la emisión en las Sy1, que es débil o prácticamente plana (Alonso-Herrero et al. 2016). Además, también se han observado silicatos en absorción en algunos AGN de tipo 1 (Roche et al. 1991; Weedman et al. 2005; Hao et al. 2007) y en emisión en tipo 2 (Mason et al. 2009; Sturm et al. 2005), lo cual pueden reproducir los modelos de toro grumosos (ver apartado 1.6.3).

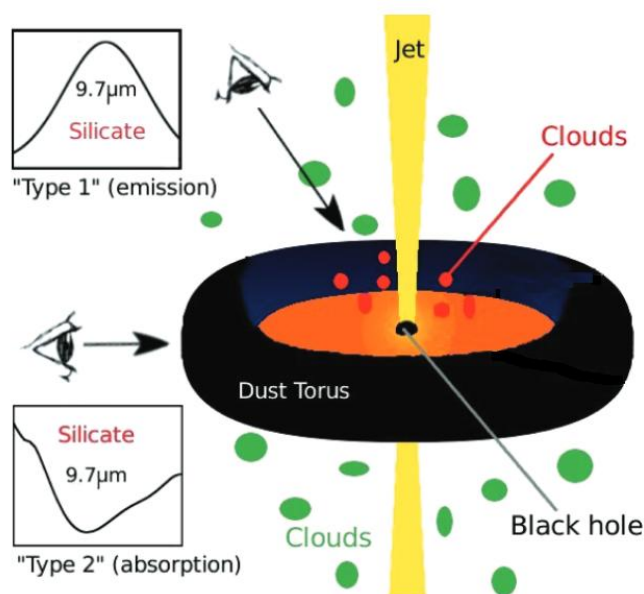


Figura 1.17: Esquema del polvo distribuido alrededor del AGN según el modelo clásico de toro (ver Sección 1.6). Este modelo predice fuertes bandas de emisión de los silicatos en los AGN de tipo 1 y profundas bandas de absorción en los de tipo 2. Figura tomada de Köhler & Li (2010).

Se han propuesto principalmente dos posibles escenarios para explicar estas observaciones. Por un lado, los trabajos de Sturm et al. (2005) y Schweitzer et al. (2008) proponen una importante contribución de los silicatos en la NLR (ver apartado 1.9.2), de modo que este polvo calentado por el mecanismo central podría explicar dichas observaciones con independencia de la emisión del toro. Por otra parte, Nikutta, Elitzur, & Lacy (2009) proponen que el modelo de toro grumoso (p. ej., Nenkova et al. 2008a,b) explica los casos con silicatos en emisión en los AGN de tipo 2 y en absorción en AGN de tipo 1. De hecho, Mason et al. (2009), usando datos de alta resolución angular de la región nuclear ( $\sim 30$  pc) de la galaxia Sy2 NGC 2110, encontraron que tanto la NLR, con una contribución significativa de silicatos, como un toro grumoso orientado de canto, son escenarios capaces de explicar la emisión de los silicatos para esta galaxia.

Las bandas de PAHs fueron originalmente denominadas bandas infrarrojas no identificadas (UIBs, del inglés *Unidentified IR Bands*) y fueron descubiertas en los espectros de las nebulosas planetarias por Gillett, Forrest, & Merrill (1973). Posteriormente, Leger & Puget (1984) propusieron que dichas bandas eran producidas por los PAHs. Estas moléculas están basadas en el carbono y son excitadas mayormente en regiones de formación estelar, siendo las bandas más prominentes las de 3.3, 6.2, 7.7, 8.7, 11.3 y 12.7  $\mu\text{m}$  (p. ej., Roche et al. 1991; Genzel et al. 1998; Weedman et al.

2005; ver Fig. 1.18). La emisión de estas bandas está asociadas a la vibración molecular (C-C y C-H) de grandes estructuras de PAHs, las cuales juegan un papel fundamental en la comprensión de los procesos energéticos y químicos del medio interestelar.

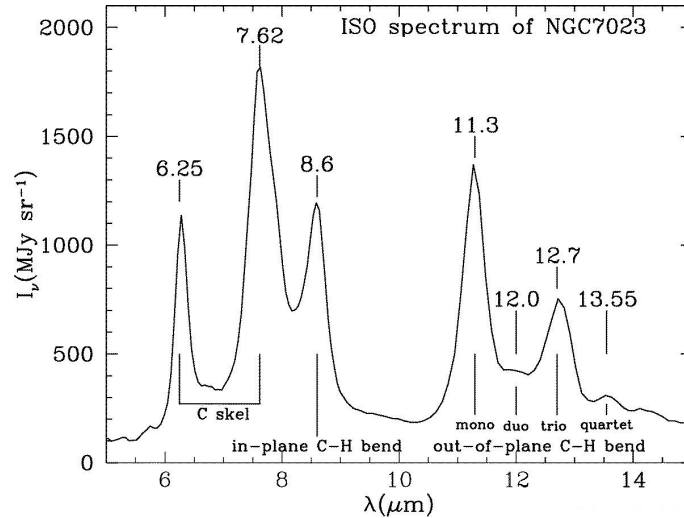


Figura 1.18: Bandas de PAHs presentes en el espectro MIR observado con el telescopio espacial ISO de la nebulosa NGC 7023, presentado en Cesarsky et al. (1996). Figura tomada de Draine (2003).

Los indicadores clásicos de la formación estelar, como por ejemplo  $H\alpha$ ,  $Pa\alpha$  o  $[Ne\ II]\lambda 12.81\ \mu\text{m}$ , son muy difíciles de medir en las regiones centrales de los AGN ya que pueden estar fácilmente contaminados por la actividad nuclear. En cambio, generalmente se asume que los PAHs son excitados por formación estelar en los AGN, siendo, por tanto, los mejores indicadores de la tasa de formación estelar en estos objetos. Sin embargo, en el trabajo de Peeters, Spoon, & Tielens (2004) se encontró que la emisión de los PAHs traza mejor las estrellas de tipo B que las de tipo O, lo que implica que los PAHs miden la formación estelar en escalas de unas pocas decenas de millones de años, en lugar de la formación estelar instantánea. En el caso de las estrellas de tipo O, se produce gran cantidad de fotones de alta energía que podrían incluso provocar la destrucción de las moléculas de PAHs. Sin embargo, las estrellas de tipo B son capaces de producir fotones UV que son absorbidos y reemitidos por las moléculas de PAHs principalmente en el MIR, por lo que frecuentemente se utiliza la luminosidad de los PAHs como estimador indirecto de la formación estelar (p. ej., Rigopoulou et al. 1999; Peeters, Spoon, & Tielens 2004; Brandl et al. 2006). Sin embargo, recientemente, Jensen et al. (2017) discuten la posibilidad de que las moléculas de PAHs puedan estar excitadas por el AGN en las regiones nucleares.

Aún no está claro si estas moléculas se destruyen cuando están expuestas a campos de radiación duros, como los presentes en la vecindad de los AGN (Siebenmorgen, Krügel, & Spoon 2004), o incluso en las cercanías de regiones de formación estelar muy joven (Madden et al. 2006). A pesar de las predicciones de destrucción de estas moléculas, la emisión de PAHs ha sido observada en las regiones nucleares o circumnucleares de los AGN (Roche et al. 1991; Clavel et al. 2000; Siebenmorgen, Krügel, & Spoon 2004; Deo et al. 2009; Wu et al. 2009; Diamond-Stanic & Rieke 2010, 2012; Díaz-Santos et al. 2010a; Hönig et al. 2010; Sales, Pastoriza, & Riffel 2010; Tommasin et al. 2010; González-Martín et al. 2013; Esquej et al. 2014; Alonso-Herrero et al. 2014, 2016; Ramos Almeida et al. 2014). En los AGN la emisión de los PAHs aparece con un contraste menor del que se puede observar en galaxias con brotes de formación estelar, lo que ha sido confirmado teóricamente (p. ej., Voit 1992; Siebenmorgen, Krügel, & Spoon 2004) y observacionalmente (p. ej., Wu et al.



2009; Sales, Pastoriza, & Riffel 2010). Normalmente, este efecto ha sido atribuido a la destrucción de los PAHs, debido a la dureza de los campos de radiación presentes en las regiones nucleares. Sin embargo, Diamond-Stanic & Rieke (2010) encontraron que para galaxias Seyfert locales la banda de PAH de  $11.3 \mu\text{m}$  no era suprimida respecto a los PAHs de  $6.2$ ,  $7.7$  y  $8.6 \mu\text{m}$  en escalas de unos pocos kiloparsecs. Asimismo, Esquej et al. (2014) y Alonso-Herrero et al. (2014) no encontraron evidencias de destrucción de la banda de PAH de  $11.3 \mu\text{m}$  en las regiones nucleares ( $\sim 50$  pc) de galaxias Seyfert. Además los últimos autores argumentan que esto posiblemente se debe a que dichas moléculas de PAHs están protegidas del campo de radiación del AGN por el material presente en el toro de polvo.

La anchura equivalente de las bandas de PAHs se puede utilizar para identificar la fuente que las produce en las galaxias Seyferts, ya sea la actividad nuclear o la formación estelar (p. ej., Imanishi & Dudley 2000; Genzel et al. 1998; Spoon et al. 2007; Hernán-Caballero & Hatziminaoglou 2011). En varios trabajos, usando espectros en el MIR, se ha encontrado una tendencia de decrecimiento de las anchuras equivalentes de los PAHs con el incremento de la dureza del campo de radiación del AGN, lo que normalmente ha sido interpretado como la destrucción de estas moléculas en las regiones nucleares (p. ej., Wu et al. 2009; Sales, Pastoriza, & Riffel 2010). No obstante, existen otras posibles interpretaciones, como por ejemplo que se encuentren diluidas por el fuerte continuo del AGN (p. ej., Lutz et al. 1998; Clavel et al. 2000; Alonso-Herrero et al. 2014; Ramos Almeida et al. 2014) o que exista una reducción de la formación estelar en las regiones más internas de los AGN (Hönig et al. 2010). Usando datos de alta resolución angular (por debajo del segundo de arco), en el trabajo de Alonso-Herrero et al. (2014) se observa que las anchuras equivalentes de la banda de PAH de  $11.3 \mu\text{m}$  siempre aumentan a distancias mayores del núcleo, aunque también encuentran que el flujo de esta banda tiene el máximo en las regiones centrales. Por lo tanto, el valor más bajo de la anchura equivalente observado en el núcleo es debido al incremento del continuo producido por el AGN, lo que provoca la dilución de los PAHs y no tanto a la destrucción de dichas moléculas.

Por otra parte, los espectros en el MIR de las galaxias Seyfert también muestran diferentes líneas de emisión, como las líneas del hidrógeno molecular y las líneas prohibidas. Las líneas del hidrógeno molecular pueden usarse como trazador del gas templado (Rigopoulou et al. 2002), aunque estas líneas suelen ser débiles en comparación con las líneas prohibidas (Treyer et al. 2010). Las líneas prohibidas pueden ser producidas por diferentes niveles metaestables de un mismo ión, con lo que el estudio de las poblaciones relativas permite extraer importantes magnitudes físicas del entorno, como la temperatura y densidad electrónica. A pesar de que estas líneas nos proporcionan información de la región en la que se originan, en el caso de las galaxias Seyfert no es fácil asignar la emisión de estas líneas a un proceso en particular. Esto dependerá de la densidad crítica y, principalmente, del IP (ver Fig. 1.19), lo que será especialmente complejo en el caso de líneas de IP intermedio ( $\sim 30$ - $40$  eV) que pueden estar relacionadas tanto con la formación estelar como con la actividad nuclear.

No obstante, las líneas de alto IP, como es caso de las líneas de  $[\text{Ne V}]\lambda\lambda 14.32, 24.32 \mu\text{m}$  ( $\sim 97$  eV) y de  $[\text{O IV}]\lambda 25.89 \mu\text{m}$  ( $\sim 55$  eV), son consideradas buenos trazadores de la actividad nuclear, debido a las altas energías involucradas. Por ejemplo, la emisión del  $[\text{Ne V}]$  ha sido utilizada para estimar el poder de acreción de los BHs en galaxias Seyfert locales (Tommasin et al. 2010). Asimismo, se ha comprobado que la emisión del  $[\text{O IV}]$  es un trazador certero del AGN (p. ej., Spinoglio & Malkan 1992; Weaver et al. 2010; Spinoglio et al. 2012), aunque también puede estar producida por la formación estelar (Pereira-Santaella et al. 2010b). Otro trazador del AGN comúnmente utilizado es la línea de  $[\text{S IV}]\lambda 10.51 \mu\text{m}$  ( $\sim 35$  eV), la cual puede originarse en la NLR (Dasyra et al. 2011), aunque también puede producirse en regiones de formación estelar (p. ej., Pereira-Santaella et al. 2010a). Debido a que la línea del  $[\text{Ne III}]\lambda 15.56 \mu\text{m}$  también tiene un IP intermedio ( $\sim 41$  eV), el comportamiento del  $[\text{Ne III}]$  es similar al caso del  $[\text{S IV}]$  (p. ej., Ho & Keto 2007; Gorjian et al. 2007; Meléndez et al. 2008b; Pereira-Santaella et al. 2010b).

Aparte de los anteriormente mencionados PAHs, otros trazadores de la formación estelar suelen ser las líneas de bajo IP ( $\sim 20$  eV) como el  $[\text{Ne II}]\lambda 12.81 \mu\text{m}$  y el  $[\text{S III}]\lambda 18.71 \mu\text{m}$  (Spinoglio & Malkan 1992; Ho & Keto 2007; Pereira-Santaella et al. 2010b; Spinoglio et al. 2012). Dudik et

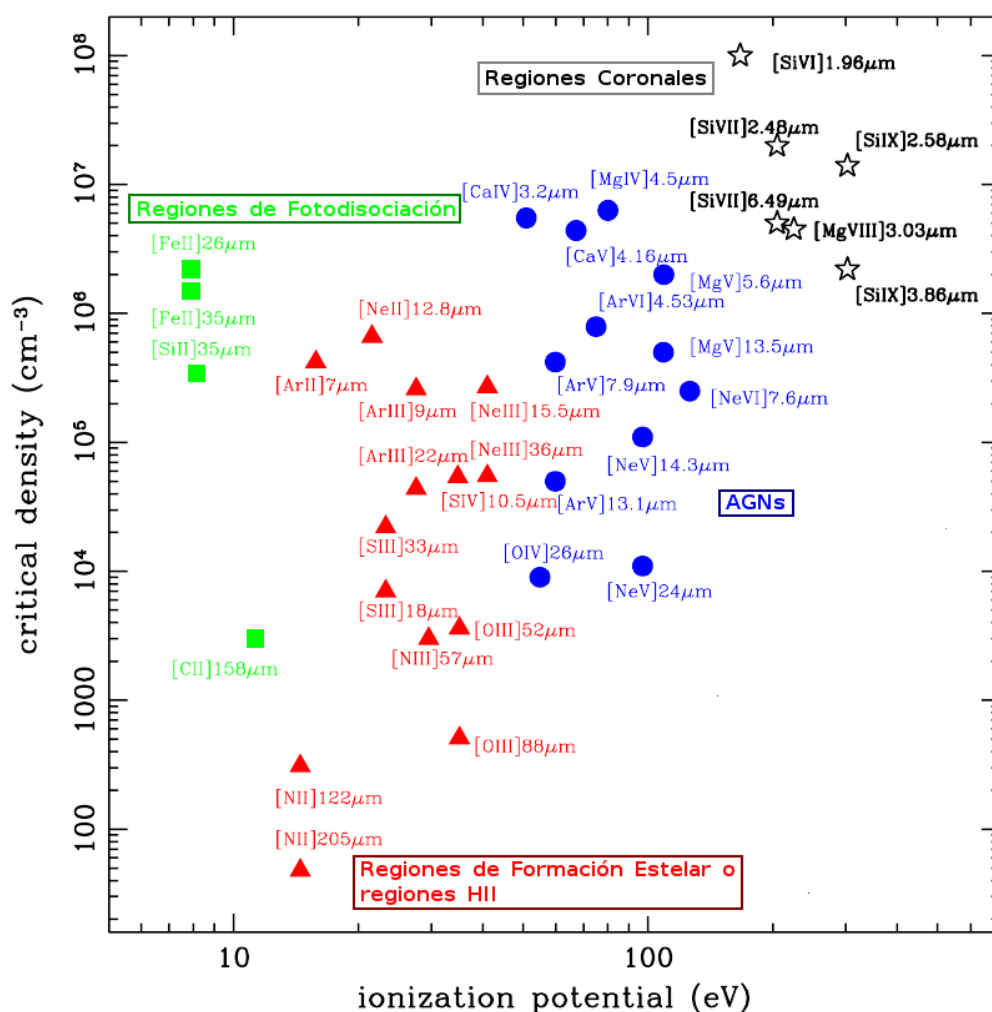


Figura 1.19: Gráfico de la densidad crítica para la desexcitación colisional frente al IP de las líneas prohibidas en el rango IR. Adaptación de la Fig. 4 presentada en Spinoglio et al. (2012).

al. (2007) encuentran que la mayor parte de la emisión del [S III] se origina en gas ionizado por estrellas jóvenes, mientras que el [Ne II] traza la formación estelar joven (<10 Myr) y se produce principalmente en las regiones H II (p. ej., Ho & Keto 2007; Díaz-Santos et al. 2010a). Sin embargo, según Meléndez et al. (2008b), la emisión del [Ne II] en las galaxias activas tiene tanto contribución del AGN como de la formación estelar, siendo esta última prácticamente insignificante en el caso de sistemas dominados por el AGN.

Por último, las líneas de muy bajo IP, como es el caso de la línea del [Si II]  $\lambda$  34.82  $\mu$ m ( $\sim$ 8 eV), pueden ser producidas en regiones de fotodisociación de nubes moleculares, que son iluminadas por fuertes campos de radiación UV (Tielens & Hollenbach 1985), como por ejemplo los producidos por los AGN, aunque la línea de [Si II] suele asociarse a regiones H II (Rubin 1985; Peeters et al. 2002).

### 1.9.3. Infrarrojo Lejano

La SED FIR de las galaxias Seyfert se debe principalmente a procesos relacionados con formación estelar. Rodríguez Espinosa, Rudy, & Jones (1987), usando datos del telescopio espacial IRAS, encontraron que la distribución de luminosidades integradas en el FIR así como los colores de 60–100  $\mu\text{m}$  de las galaxias Seyfert y de las galaxias con brotes de formación estelar eran indistinguibles. Posteriormente, usando imágenes del telescopio espacial ISO, se encontró que la emisión en el FIR de las galaxias Seyfert está dominada por la galaxia anfitriona y, por tanto, originada por formación estelar (Spinoglio, Andreani, & Malkan 2002).

Los datos del observatorio espacial Herschel presentados en Meléndez et al. (2014), también mostraron que las luminosidades integradas en el FIR de las Sy1 y las Sy2 son muy similares y que los cocientes de flujos 70/160  $\mu\text{m}$  son indistinguibles de los que tienen las galaxias normales. En Hatziminaoglou et al. (2010) se confirmó que la emisión en el FIR de las galaxias Sy1 y Sy2 es idéntica a la de las galaxias con formación estelar. Recientemente, García-González et al. (2016) encontraron que la emisión integrada en el FIR de las galaxias Seyfert esta dominada por la galaxia anfitriona, con propiedades del polvo similares al de las galaxias normales. Por lo general, el AGN contribuye muy poco al rango FIR y su contribución empieza a ser importante para longitudes de onda más cortas que  $\sim 60 \mu\text{m}$ , donde la emisión del toro de polvo comienza a ser significativa (Mullaney et al. 2011).

En las SEDs FIR de las galaxias Seyfert contribuyen tres componentes principales (Pérez García, Rodríguez Espinosa, & Santolaya Rey 1998): una templada, una fría y una muy fría. La componente templada está relacionada con polvo calentado por la formación estelar circumnuclear ( $T \sim 150 \text{ K}$ ), la componente fría procedería del polvo en el disco de la galaxia ( $T \sim 40\text{-}50 \text{ K}$ ) y la componente muy fría consistiría en polvo calentado por la radiación del medio interestelar ( $T \sim 10\text{-}20 \text{ K}$ ).

## 1.10. El Espectro de Rayos-X

Los AGN emiten a lo largo de prácticamente todo el espectro electromagnético, desde los rayos gamma hasta el radio. Además, se caracterizan por ser fuertes emisores de rayos-X, y las galaxias Seyfert no son una excepción. Hasta ahora en esta introducción nos hemos centrado en la estructura de los núcleos activos desde el punto de vista IR. Hemos descrito dicha estructura como el conjunto formado por el SMBH, el disco de acreción y la corona caliente de electrones que los rodea, la BLR, el toro de polvo y la NLR. Sin embargo, hasta el momento, no hemos hecho énfasis en la corona caliente de electrones, la cual es una componente fundamental desde el punto de vista de los rayos-X (ver Fig. 1.4) y que desarrollamos en esta Sección.

La emisión intrínseca de los AGN es producida por el disco de acreción, el cual emite principalmente en el óptico y UV. Gran parte de los fotones emitidos por el disco de acreción son reprocesados por el polvo localizado alrededor del mecanismo central, pero también por una corona caliente de electrones ( $T \sim 10^8 \text{ K}$ ) donde se encuentra inmerso el disco de acreción (algo más frío;  $T \sim 10^5 \text{ K}$ ). De hecho, la corona es la principal componente radiativa de los AGN en el rango de los rayos-X. En esta corona, ópticamente delgada, se genera la emisión de rayos-X debido a la dispersión Compton inversa (Haardt, Maraschi, & Ghisellini 1994), emisión que acaba iluminando el material que existe en su entorno. La iluminación del material circumnuclear debida a los rayos-X origina varias componentes de reflexión, dando lugar a la línea Fe  $K\alpha$  que se encuentra centrada en 6.4 keV y al exceso de emisión debido a la reflexión Compton (de ahora en adelante la llamaremos “*Compton hump*”, por su nombre en Inglés) que tiene su máximo a  $\sim 30 \text{ keV}$  (Matt, Perola, & Piro 1991). La línea de emisión de Fe  $K\alpha$  es una característica espectral presente en la mayoría de los espectros de rayos-X de los AGN (Nandra & Pounds 1994). El *Compton hump* también es una característica común en los espectros de rayos-X, la cual tiene una particularidad: sólo la produce el material “*Compton Thick*” ( $N_H \geq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ). Esto último nos indica que este tipo de material existe en mayor o menor medida en prácticamente todos los AGN. En general, estas componentes de reflexión se asocian a

la BLR o al toro, aunque el origen de dichas características espectrales no está claro aún debido a la falta de resolución espacial.

Los espectros de rayos-X entre 2-20 keV de las Sy1 suelen ser modelados por una ley de potencias y por la contribución del *Compton hump* (Nandra & Pounds 1994). Sin embargo, hay otra característica que suele aparecer a bajas energías ( $\lesssim 1$  keV), la componente denominada “exceso blando” (de ahora en adelante la llamaremos “*soft excess*”, por su nombre en Inglés), que está presente en el  $\sim 50\%$  de las galaxias Seyfert (Arnaud et al. 1985). Este exceso se debe principalmente a tres componentes que deben estar presentes en todas las galaxias Seyfert: la formación estelar, los “absorbentes templados” y la NLR. En la Fig. 1.20 se muestran las principales componentes de emisión del espectro de rayos-X de un AGN no oscurecido.

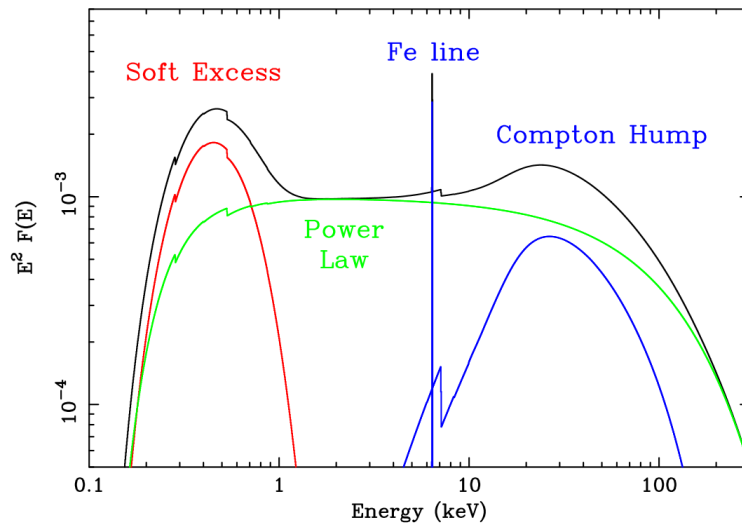


Figura 1.20: Principales componentes en un espectro de rayos-X para un AGN no oscurecido. La línea roja representa el *soft excess* debido al disco de acreción, la línea verde se corresponde con la ley de potencias relacionada con la corona caliente de electrones y las líneas azules representan las componentes de reflexión (el continuo *Compton hump* y la línea de emisión Fe  $K\alpha$ ). Figura tomada de Fabian (2006).

Además de las características de emisión, también hay importantes componentes de absorción en los rayos-X. El oscurecimiento en rayos-X parece deberse a varios absorbentes localizados en diferentes escalas espaciales. Mientras que el oscurecimiento en el rango IR estaba asociado al polvo, en el caso de los rayos-X se debe también a gas libre de polvo. El absorbente más común es el gas neutro, el cual está presente tanto en la galaxia que alberga el AGN como en nuestra propia galaxia. A estos absorbentes normalmente se les denomina “absorbentes fríos”. Además, otro tipo de absorción se debe a los llamados “absorbentes templados”, los cuales están compuestos por gas parcialmente ionizado. La localización de los absorbentes templados debe ser mucho más cercana al núcleo (p. ej., Nandra & Pounds 1994), probablemente la BLR (Netzer 1996).

El estudio de la emisión reprocesada y absorbida aporta información importante acerca de la estructura y las propiedades del material circunuclear de los AGN. Para energías menores que unos pocos keV, el oscurecimiento provoca una importante disminución del flujo debido al efecto fotoeléctrico, mientras que para las bandas duras de rayos-X ( $E \gtrsim 10$  keV) el efecto del oscurecimiento es mucho menor (p. ej., Ricci et al. 2015). Debido a esto, las misiones dedicadas a observar los rayos-X duros, como por ejemplo, NuSTAR (del Inglés *Nuclear Spectroscopic Telescope Array*) y Swift/BAT (del Inglés *Burst Alert Telescope*), permiten estudiar las regiones internas de los AGN

más oscurecidos.

### 1.10.1. La Relación entre los Rayos-X y el IR

Como hemos comentado a lo largo de esta introducción, las altas energías involucradas en el proceso de acreción hacen de los rayos-X unos excelentes trazadores de la actividad nuclear. Además, los granos de polvo presentes en la región nuclear de los AGN están principalmente calentados por el mecanismo central, aunque existen otras fuentes que pueden también calentarlos, como por ejemplo la formación estelar o los jets. Una parte significativa de estos fotones de alta energía son reprocesados por el polvo y después reemitidos en el rango IR, con un máximo en el MIR. Por ello, se espera una fuerte correlación entre la emisión nuclear en el MIR y las bandas duras de rayos-X (prácticamente no absorbidas). Con el estudio de estas correlaciones se puede obtener información muy valiosa, como por ejemplo, saber cuál es la principal fuente que calienta el polvo nuclear y circumnuclear, o comprobar las predicciones del modelo unificado. Es por esto que la correlación entre los rayos-X y el MIR ha sido ampliamente usada en la literatura con el objetivo de investigar el origen y las propiedades de la emisión en el MIR de diferentes tipos de AGN (Krabbe, Böker, & Maiolino 2001; Prieto, Pérez García, & Rodríguez Espinosa 2002; Lutz et al. 2004; Ramos Almeida et al. 2007; Horst et al. 2008; Fiore et al. 2009; Gandhi et al. 2009; Levenson et al. 2009; Mason et al. 2012; Sazonov et al. 2012; Matsuta et al. 2012; Ichikawa et al. 2012; Asmus et al. 2015; Mateos et al. 2015; Ichikawa et al. 2017; Chen et al. 2017). Además, observaciones de alta resolución angular han mostrado que la emisión MIR de las galaxias activas es prácticamente isótropa (p. ej., Levenson et al. 2009), por lo que además de la fuerte correlación entre los rayos-X y el MIR, ésta suele presentar una relación 1:1 tanto para AGN de tipo 1 como de tipo 2 (p. ej., Gandhi et al. 2009; Ichikawa et al. 2012; Asmus et al. 2015).

## 1.11. Objetivos de esta Tesis

En esta introducción se ha tratado de poner en contexto el trabajo de investigación realizado en esta tesis, que consiste en un estudio en el rango IR de la emisión nuclear y circumnuclear de las galaxias activas en el universo local, centrándose principalmente en el rango MIR y en las galaxias Seyfert. El estudio y caracterización del mecanismo responsable de la actividad nuclear en las galaxias activas constituye todo un reto para la instrumentación disponible actualmente, pero el hecho de que las galaxias Seyfert sean relativamente cercanas y tengan luminosidades intermedias las convierte en laboratorios perfectos para ello. Según el modelo unificado, este mecanismo nuclear lo constituye el conjunto formado por el SBMH, el disco de acreción y la corona caliente de electrones que la rodea, la BLR y el toro de polvo, encontrándose todo ello localizado en los  $\sim 10$  parsecs centrales de la galaxia anfitriona. Estas pequeñas estructuras son imposibles de resolver usando telescopios con un solo espejo principal (es decir, sin hacer uso de la interferometría). No obstante, los instrumentos en telescopios de 8 y 10 metros que operan en el MIR han proporcionado flujos nucleares dominados por la emisión del toro de polvo que rodea al motor central de las galaxias Seyfert, los cuales han servido para caracterizar dicha emisión (p. ej., Ramos Almeida et al. 2009b, 2011; Hönig & Kishimoto 2010; Alonso-Herrero et al. 2011).

El objetivo principal de este trabajo de tesis es estudiar, por primera vez, la emisión nuclear y circumnuclear de una muestra completa de galaxias Seyfert, utilizando datos de alta resolución angular (por debajo del segundo de arco) en el rango MIR. El uso de la alta resolución angular tiene la ventaja de permitir estudiar la relación entre el AGN y la formación estelar en las regiones nucleares y circumnucleares de las galaxias activas. El origen de la emisión circumnuclear MIR de las galaxias Seyfert sigue sin estar totalmente claro, ya que esta emisión puede ser debida al polvo presente en la NLR y calentado por el AGN, pero también a procesos relacionados con la formación estelar. Para llevar a cabo este estudio se han utilizado tanto trazadores de la actividad nuclear

como de la formación estelar, con lo que distinguimos la principal fuente que calienta el polvo a diferentes escalas.

La finalidad de este trabajo es ampliar nuestro conocimiento sobre el origen de la emisión en el MIR y la distribución del polvo en escalas nucleares ( $\sim 70$  pc) y circumnucleares ( $\lesssim 3$  kpc) para las galaxias Seyfert. En concreto, se pretende subsanar la escasez de estudios de la emisión circumnuclear debida principalmente a la dificultad de observar en este rango con telescopios situados en tierra y a las bajas resoluciones angulares alcanzadas por los telescopios espaciales que operan en el MIR actualmente. A continuación, se describe de forma más detallada cómo se abordan los principales objetivos de este trabajo de tesis.

En la primera parte de este trabajo (Capítulo 2), se realiza un estudio muy detallado sobre la emisión nuclear y extensa en el IR de la galaxia Seyfert NGC 2992 y el sistema en interacción al que pertenece (Arp 245). Seleccionamos esta galaxia como primer objeto de estudio de la tesis por presentar una clara emisión extensa en los datos de alta resolución en el MIR y por la amplia cobertura de datos multifrecuencia de archivo disponibles. Para este estudio, se utilizaron datos en el NIR (HST), en el MIR (Gemini, GTC y Spitzer) y en el FIR (Herschel). Utilizamos los datos de alta resolución angular para estudiar la emisión nuclear de la galaxia NGC 2992 y el origen de su emisión circumnuclear. Complementamos estos datos con otros de más baja resolución angular que utilizamos para analizar la contribución de la formación estelar en esta galaxia, y para estudiar las principales propiedades del polvo presente en las diferentes componentes de este sistema en interacción.

En el Capítulo 3 extendemos el estudio de la emisión nuclear y circumnuclear a una muestra completa de galaxias Seyfert. Para ello hemos hecho uso de datos de alta resolución angular obtenidos por nosotros mismos en el MIR con el instrumento CanariCam en el GTC, que además se complementaron con datos de archivo de la misma resolución angular, observados con los telescopios Gemini y VLT. Estos datos nos permitieron medir flujos nucleares y circumnucleares. Además se estudió en detalle la emisión extensa en el MIR a diferentes escalas, usando tanto los datos de alta resolución angular como los de más baja resolución pero de mayor sensibilidad del satélite Spitzer. Haciendo uso de espectros de archivo de Spitzer también se cuantificó el grado de formación estelar presente en estas galaxias. Finalmente, se estudió el posible origen de la emisión nuclear y circumnuclear de esta muestra de galaxias Seyfert empleando para ello trazadores de la formación estelar y de la actividad nuclear.

En el Capítulo 4 profundizamos en la relación entre la emisión en el IR y los rayos-X duros. Para este trabajo usamos nuevos datos de rayos-X obtenidos con el satélite NuSTAR, compilamos flujos en el NIR ya publicados y utilizamos espectros de archivo en el MIR del telescopio espacial Spitzer para una muestra de AGN de tipo 1 no oscurecidos en rayos-X. Para ello usamos una nueva técnica que consiste en la construcción del espectro de correlación (Jin, Ward, & Done 2012; ver Capítulo 4 para más detalles en esta técnica) entre los rayos-X y el rango que va desde el NIR al MIR. Este espectro de correlación nos permite localizar dónde se encuentra el máximo de la correlación e identificar las características íntimamente relacionadas con la actividad nuclear.

# 2

---

## Emisión Nuclear y Extensa en el Infrarrojo de la Galaxia Seyfert NGC 2992

En este capítulo realizamos un estudio muy detallado de la emisión nuclear y extendida en el MIR de la galaxia Seyfert NGC 2992 y del sistema en interacción al que pertenece (Arp 245). En este trabajo, utilizamos datos de grandes telescopios situados en tierra y espaciales a lo largo de todo el rango IR. Empleando los datos de alta resolución angular (por debajo del segundo de arco) estudiamos la emisión nuclear de la galaxia NGC 2992 y el origen de la emisión circumnuclear ( $\sim 3$  kpc) de dicha galaxia haciendo uso de espectroscopia con el instrumento CanariCam del telescopio GTC. Complementamos estos datos con otros de más baja resolución angular (por encima del segundo de arco) con los que tratamos de recuperar la información nuclear obtenida con los datos de mayor resolución angular. Además, se utilizan estos datos de más baja resolución angular para analizar tanto la contribución de la formación estelar como la del núcleo activo en esta galaxia, y para estudiar las principales propiedades del polvo presente en las diferentes componentes de este sistema en interacción.

NGC 2992 es una galaxia espiral inclinada que forma parte del sistema en interacción Arp 245. Además de esta galaxia, el sistema está constituido por NGC 2993, otra galaxia espiral con formación estelar importante (Usui, Saito, & Tomita 1998), la galaxia enana Arp 245 norte, la cual se encuentra deformada por los efectos de marea provocados por la interacción (Arp 245N; Duc et al. 2000) y dos colas de marea entre las tres galaxias. NGC 2992 está clasificada como Sy1.9 en el óptico, aunque variaciones en el continuo ionizante han provocado que el núcleo cambie su tipo entre Sy1.5 y Sy2 (Trippe et al. 2008). También ha mostrado importantes variaciones tanto en rayos-X (Gilli et al. 2000) como en el IR (Glass 1997). Esta galaxia presenta una importante banda de polvo con un ángulo de posición de  $\sim 25$ -30 grados (medidos de norte a este). Además de la presencia del AGN, en esta galaxia hay evidencias de formación estelar intensa en su región circumnuclear (Quillen et al. 1999). El núcleo del AGN se encuentra oculto y probablemente está localizado en el centro del bulbo galáctico, aunque no parece coincidir con el centro cinemático del disco (García-Lorenzo, Arribas, & Mediavilla 2001).

El objetivo de este trabajo fue el desarrollo de las herramientas necesarias para llevar a cabo un estudio piloto, estableciéndose así las bases del posterior análisis sobre una muestra completa de galaxias Seyfert (ver Capítulo 3). Seleccionamos esta galaxia como primer objeto de estudio por presentar una clara emisión extensa en los datos de alta resolución en el MIR, y por la amplia cobertura de datos multifrecuencia de archivo disponibles para ella y para el sistema al que pertenece. En el caso de NGC 2992 usamos datos de archivo de alta resolución angular en el MIR observados con el instrumento MICHELLE (imagen y espectroscopia) en el telescopio Gemini e imágenes del

HST en el NIR y en el óptico. Estos datos se complementan con otro espectro en el MIR observado por nosotros con el instrumento CanariCam (GTC). Por otra parte, usamos datos de más baja resolución angular pero mayor sensibilidad (Spitzer en el MIR y Herschel en el FIR) del sistema completo.

Las principales conclusiones de este trabajo son las siguientes:

- La imagen de alta resolución angular en banda N de NGC 2992, que tiene una resolución angular de 0.32 segundos de arco ( $\sim 50$  pc), muestra una emisión extensa débil a lo largo de un ángulo de posición de  $\sim 30$  grados y tiene una extensión de unos 3 kiloparsecs. La orientación de esta emisión extensa coincide con la del semieje mayor de la galaxia y con la banda de polvo observada en la imágenes ópticas del HST.
- Los espectros nucleares de NGC 2992 ( $\sim 50$  pc centrales) observados con los instrumentos CanariCam (GTC) y MICHELLE (Gemini) son idénticos, a pesar de la diferencia temporal entre ambas observaciones (2014 y 2007, respectivamente) y las diferentes orientaciones de las rendijas utilizadas. Los espectros nucleares muestran la línea de emisión del [SIV] $\lambda$  10.51  $\mu\text{m}$  y carecen de emisión de PAHs. Esta similitud entre ambos espectros sugiere que la variabilidad previamente observada para esta galaxia, tanto en rayos-X como en el IR puede haberse relajado después de 2007.
- El espectro de alta resolución de la emisión extensa ( $\sim 900$  pc) muestra claramente emisión de PAHs a 11.3  $\mu\text{m}$  y [SIV] $\lambda$  10.51  $\mu\text{m}$ , lo cual indica que está producida, al menos en parte, por polvo calentado por la formación estelar. Por otra parte, comparando los espectros de la emisión extensa y nuclear de la galaxia podemos concluir que las moléculas de PAHs han sido destruidas en los  $\sim 50$  pc más internos de NGC 2992, o bien que su emisión ha sido diluida por el fuerte continuo del AGN.
- Modelando la SED nuclear IR de NGC 2992 con modelos de toro grumoso, hemos derivado una luminosidad bolométrica y densidad de columna de hidrógeno consistentes con las estimadas a partir de datos de rayos-X, y obtenemos un radio del toro pequeño  $\sim 1.2$  pc.
- Utilizamos las imágenes en el MIR de Spitzer y en el FIR de Herschel para recuperar la información nuclear obtenida con los datos de alta resolución angular. Encontramos que sólo podemos recuperar los flujos nucleares obtenidos con los datos de alta resolución angular a 20-25  $\mu\text{m}$ , donde la emisión del toro domina.
- Realizamos la descomposición del espectro de Spitzer de NGC 2992 ( $\sim 5$ -35  $\mu\text{m}$ ) usando componentes de AGN y de formación estelar. Encontramos que la componente de formación estelar domina la emisión MIR a longitudes de ondas menores que 15  $\mu\text{m}$ , mientras que para longitudes de onda mayores domina la componente del AGN, llegando hasta el 90% a 20  $\mu\text{m}$ . La componente de AGN derivada de esta descomposición espectral está en buena concordancia con la forma y flujo del espectro nuclear.
- Las SEDs MIR-FIR de las galaxias en interacción NGC 2992/93 son prácticamente idénticas en forma y flujo. Esta similitud parece estar relacionada con la presencia de intensa formación estelar en ambas galaxias, la cual calienta el polvo a temperaturas similares.
- Reproducimos la emisión en el FIR de las componentes del sistema Arp 245 usando modelos del polvo, y encontramos prácticamente las mismas tasas de formación estelar, masas y temperaturas de polvo en la pareja de galaxias NGC 2992/93. Además, los valores obtenidos son muy parecidos a los que se miden en sistemas de galaxias normales (no activas) en las primeras etapas de la interacción.



---

El trabajo presentado en este capítulo fue publicado en la revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, en el volumen 449, de la página 1309 a la 1326, del año 2015 con el título **“The nuclear and extended infrared emission of the Seyfert galaxy NGC 2992 and the interacting system Arp 245”**. Este artículo se adjunta a continuación.



## The nuclear and extended infrared emission of the Seyfert galaxy NGC 2992 and the interacting system Arp 245

I. García-Bernete,<sup>1,2★</sup> C. Ramos Almeida,<sup>1,2†</sup> J. A. Acosta-Pulido,<sup>1,2</sup>  
A. Alonso-Herrero,<sup>3,4</sup> M. Sánchez-Portal,<sup>5</sup> M. Castillo,<sup>5</sup> M. Pereira-Santaella,<sup>6</sup>  
P. Esquej,<sup>7</sup> O. González-Martín,<sup>1,2,8</sup> T. Díaz-Santos,<sup>9,10</sup> P. Roche,<sup>11</sup> S. Fisher,<sup>12</sup>  
M. Pović,<sup>13</sup> A. M. Pérez García,<sup>1,2</sup> I. Valtchanov,<sup>5</sup> C. Packham<sup>4</sup> and N. A. Levenson<sup>14</sup>

<sup>1</sup>Instituto de Astrofísica de Canarias, Calle Vía Láctea, s/n, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain

<sup>2</sup>Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, E-38206 La Laguna, Tenerife, Spain

<sup>3</sup>Instituto de Física de Cantabria, CSIC-Universidad de Cantabria, E-39005 Santander, Spain

<sup>4</sup>Department of Physics and Astronomy, University of Texas at San Antonio, One UTSA Circle, San Antonio, TX 78249, USA

<sup>5</sup>Herschel Science Centre, ESAC, Villanueva de la Cañada, E-28691 Madrid, Spain

<sup>6</sup>Centro de Astrobiología, CSIC-INTA, Torrejón de Ardoz, E-28850 Madrid, Spain

<sup>7</sup>Departamento de Astrofísica, Facultad de CC. Físicas, Universidad Complutense de Madrid, E-28040 Madrid, Spain

<sup>8</sup>Centro de Radioastronomía y Astrofísica (CRA-UNAM), 3-72 (Xangari), 8701 Morelia, Mexico

<sup>9</sup>Spitzer Science Center, California Institute of Technology, MS 220-6, Pasadena, CA 91125, USA

<sup>10</sup>Núcleo de Astronomía de la Facultad de Ingeniería, Universidad Diego Portales, Av. Ejército Libertador 441, Santiago, Chile

<sup>11</sup>Department of Physics, University of Oxford, Oxford OX1 3RH, UK

<sup>12</sup>Department of Physics, University of Oregon, Eugene, OR 97401, USA

<sup>13</sup>Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC), E-18008 Granada, Spain

<sup>14</sup>Gemini Observatory, Casilla 603, La Serena, Chile

Accepted 2015 February 13. Received 2015 February 12; in original form 2014 November 14

### ABSTRACT

We present subarcsecond resolution infrared (IR) imaging and mid-IR (MIR) spectroscopic observations of the Seyfert 1.9 galaxy NGC 2992, obtained with the Gemini North Telescope and the Gran Telescopio CANARIAS (GTC). The *N*-band image reveals faint extended emission out to  $\sim 3$  kpc, and the polycyclic aromatic hydrocarbon features detected in the GTC/CanariCam 7.5–13  $\mu\text{m}$  spectrum indicate that the bulk of this extended emission is dust heated by star formation. We also report arcsecond resolution MIR and far-IR imaging of the interacting system Arp 245, taken with the *Spitzer Space Telescope* and the *Herschel Space Observatory*. Using these data, we obtain nuclear fluxes using different methods and find that we can only recover the nuclear fluxes obtained from the subarcsecond data at 20–25  $\mu\text{m}$ , where the active galactic nuclei (AGN) emission dominates. We fitted the nuclear IR spectral energy distribution of NGC 2992, including the GTC/CanariCam nuclear spectrum ( $\sim 50$  pc), with clumpy torus models. We then used the best-fitting torus model to decompose the *Spitzer*/IRS 5–30  $\mu\text{m}$  spectrum ( $\sim 630$  pc) in AGN and starburst components, using different starburst templates. We find that, whereas at shorter MIR wavelengths the starburst component dominates (64 per cent at 6  $\mu\text{m}$ ), the AGN component reaches 90 per cent at 20  $\mu\text{m}$ . We finally obtained dust masses, temperatures and star formation rates for the different components of the Arp 245 system and find similar values for NGC 2992 and NGC 2993. These measurements are within those reported for other interacting systems in the first stages of the interaction.

**Key words:** galaxies: active – galaxies: groups: individual: Arp 245 – galaxies: individual: NGC 2992 – galaxies: individual: NGC 2993 – galaxies: nuclei – infrared: galaxies.

### 1 INTRODUCTION

Active galactic nuclei (AGN) are powered by supermassive black holes, which release enormous quantities of energy in the form

\*E-mail: igarcia@iac.es

†Marie Curie Fellow.

of radiation or mechanical outflows to the host galaxy interstellar medium. This feedback is fundamental to the formation and evolution of the host galaxies (Hopkins & Quataert 2010). On the other hand, galaxy mergers and interactions or secular processes can generate gas inflows to the nuclear regions of galaxies, potentially triggering both AGN and central starbursts (SB; Hopkins et al. 2008). It has been proposed that the triggering mechanisms might depend on AGN luminosity (e.g. Ramos Almeida et al. 2012; Treister et al. 2012), with high-luminosity AGN (e.g. quasars and powerful radio galaxies) being more commonly triggered by galaxy interactions and low-to-intermediate luminosity AGN (e.g. Seyferts and low-ionization nuclear emission-line regions) by disc instabilities, galaxy bars, etc. However, this dependence is not univocal, and examples of both low-luminosity AGN in interacting systems and quasars in isolated and morphologically undisturbed galaxy hosts are also found in different galaxy samples (Lípari et al. 2004; Serra et al. 2006; Bessiere et al. 2012).

Seyfert galaxies are intermediate-luminosity AGN, characterized by a very bright unresolved nucleus generally hosted by a spiral galaxy (Adams 1977). They can be classified as type 1 or type 2 depending on orientation, according to the unified model (Antonucci 1993). This scheme proposes that there is dust surrounding the active nucleus distributed in a toroidal geometry, which obscures the central engines of type 2 Seyferts, and allows a direct view in the case of type 1. The dusty torus absorbs the intrinsic AGN radiation and, then, reprocesses it to emerge in the infrared (IR), peaking in the mid-IR (MIR;  $\sim 5\text{--}30\ \mu\text{m}$ ).

MIR observations of the nuclear regions of active galaxies allow us to study the emission of dust heated by the AGN, but also by star formation (SF) when present (e.g. Radomski et al. 2003; Packham et al. 2005; Alonso-Herrero et al. 2014; Esquej et al. 2014). Prominent features in the MIR spectrum of Seyfert galaxies are the  $9.7\ \mu\text{m}$  silicate band and the polycyclic aromatic hydrocarbon (PAH) emission bands, although the latter can be diluted by the bright AGN continuum, and therefore they have lower equivalent widths (EWs) than those of non-active star-forming galaxies (see e.g. Alonso-Herrero et al. 2014; Ramos Almeida et al. 2014). The high angular resolution is crucial to correctly separating the nuclear emission from the foreground galaxy emission, as the MIR-emitting torus is very small ( $r < 10\ \text{pc}$ ; see e.g. Tristram et al. 2009; Burtischer et al. 2013).

To contribute to the understanding of the relation between nuclear activity, SF, torus properties and circumnuclear emission, here we use IR and optical imaging and MIR spectroscopy of the Seyfert galaxy NGC 2992. This inclined spiral galaxy ( $b/a = 0.31$ ; de Vaucouleurs et al. 1991) is located at a luminosity distance of 36.6 Mpc and it is part of the interacting system Arp 245. This system is formed by NGC 2992, the spiral star-forming galaxy NGC 2993 (Usui, Saito & Tomita 1998) and the tidal dwarf galaxy Arp 245 North (hereafter Arp 245N; Duc et al. 2000). Two bright tidal features connect these three galaxies, suggesting that the system is in an early stage of the interaction (Duc et al. 2000). We selected the Arp 245 system for this IR study, and the galaxy NGC 2992 in particular, because of the plethora of multiwavelength data available in the literature, and because we have new far-IR (FIR) observations from the *Herschel Space Observatory* as well MIR data from CanariCam (CC) on the 10.4 m Gran Telescopio CANARIAS (GTC). NGC 2992 was observed with these telescopes because previous MIR imaging data revealed extended emission on nuclear scales, possibly related to the interaction with the other galaxies in the Arp 245 system. Our aim is to study the origin of this IR extended emission by combining the existing and the new IR obser-

vations. See Section 2 for a detailed description of the observations employed here.

NGC 2992 is classified as a Seyfert 1.9 in the optical, although it has changed its type between Seyfert 1.5 and 2 in the past (Trippe et al. 2008). It also exhibited huge variations in the X-rays (factor of  $\sim 20$ ; Gilli et al. 2000) and in the IR as well (Glass 1997). The IR variations were probably caused by a retriggered AGN and by different stages of the rebuilding of the accretion disc, with the disc rebuilding estimated to range between 1 and 5 years (Gilli et al. 2000). Besides, Glass (1997) found flux variability in the near-IR (NIR), and reported a fading of the source from 1978 to 1996, apart from a strong outburst in 1988. The galaxy shows a thick dust line at  $PA \sim 25\text{--}30^\circ$ , measured from north to east, which has been shown to be affecting the emission line profiles in the optical (Colina et al. 1987).

NGC 2992 also has evidence for intense SF (Quillen et al. 1999), with large-scale outflows observed in  $H\alpha$ ,  $[\text{O III}]\lambda 5007\ \text{\AA}$  and soft X-rays, driven either by jets or by an SB (Colina et al. 1987; Colbert et al. 1998). In fact, the molecular gas emission in NGC 2992 could be excited by processes associated with local SF (Quillen et al. 1999). The outflow component is distributed in two wide cones (Colina et al. 1987; Durret & Bergeron 1987; Colbert et al. 1996; Allen et al. 1999; Veilleux, Shopbell & Miller 2001), with the geometry of the biconical outflow being such that the southeastern cone is in front of the galaxy disc and the base of the northwestern outflow is behind it. Apart from the two main kinematic components of the ionized gas (rotation+outflow), an additional component is required to explain the departure of the ionized gas from the gravitational motion defined from the stars. This component would be related to the AGN, and not to the interaction (García-Lorenzo, Arribas & Mediavilla 2001). The hidden Seyfert nucleus is probably located at the apex outflow origin and at the centre of the bulge, but it does not seem to coincide with the kinematic centre of the disc (García-Lorenzo, Arribas & Mediavilla 2001).

Although NGC 2992 has been observed at several wavelengths, up to date there is not any detailed high-resolution IR analysis of this active galaxy or of the entire system. Here, we present a complete IR study of the interacting system Arp 245, focusing on NGC 2992. Section 2 describes the observations and data reduction. The main results, including a compilation of IR fluxes, are presented in Section 3. We explore different methods to recover the nuclear emission from low angular resolution data in Section 4. We derive relevant physical parameters of the dust emission in Section 5. Finally, in Section 6 we present the discussion and in Section 7 we summarize the main conclusions of this work.

Throughout this paper, we assumed a cosmology with  $H_0 = 73\ \text{km s}^{-1}\ \text{Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_m = 0.27$ , and  $\Omega_\Lambda = 0.73$  for the Arp 245 system. This cosmology provides a luminosity distance of 36.6 Mpc and a spatial scale of  $174\ \text{pc arcsec}^{-1}$  (from the NASA/IPAC Extragalactic Database; NED).

## 2 OBSERVATIONS

In this section, we describe all the observations analysed in this work, which we divide in subarcsecond and arcsecond resolution data. Subarcsecond data are from 8–10 m-class ground-based telescopes and from the *Hubble Space Telescope* (*HST*), which allow us to resolve the innermost regions of the galaxies. Arcsecond resolution data correspond to observations taken with the *Spitzer Space Telescope* and the *Herschel Space Observatory*, which have lower spatial resolution but higher sensitivity. Details of the observations are summarized in Table 1.

## The IR emission of NGC 2992 1311

**Table 1.** Summary of the imaging and spectroscopic observations. The  $\sigma$  corresponds to the standard deviation of the sky background in mJy pixel<sup>-1</sup> units. Note that the PACS observations were done using the normal/cross scan pattern, whereas the small map SPIRE observations were done using the nominal/cross scan pattern.

Wavelength $\lambda_c/\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	Imaging Filter/ Band	Telescope/Instrument Imaging	Spatial resolution (arcsec) (pc)	Pixel scale (arcsec pixel <sup>-1</sup> )	Standard deviation $\sigma$ (10 <sup>-2</sup> )	Date (yr)	
0.6/0.15	F606W	HST/WFPC2	0.095	17	0.046	1.3	1994 Oct 18
2.07/0.6	F205W	HST/NICMOS2	0.107	19	0.075	12.9	1998 Oct 15
3.6/0.75	Ch1	Spitzer/IRAC	1.85	322	0.6	0.01	2004 Dec 21
4.5/1.02	Ch2	Spitzer/IRAC	1.77	308	0.6	0.01	2004 Dec 21
5.8/1.43	Ch3	Spitzer/IRAC	2.15	374	0.6	0.08	2004 Dec 21
8/2.91	Ch4	Spitzer/IRAC	2.79	485	0.6	0.05	2004 Dec 21
11.2/2.4	N <sup>1</sup>	GEMINI/MICHELLE	0.32	56	0.1005	7.6	2006 May 12
18.1/1.9	Qa	GEMINI/MICHELLE	0.53	92	0.1005	68.4	2006 May 12
24/4.7	Ch1	Spitzer/MIPS	6.06	1054	1.225	0.2	2008 Jun 23
70/10.6	Blue	Herschel/PACS	5.25	914	1.4	8.9	2011 May 16
100/17	Green	Herschel/PACS	6.75	1175	1.7	12.3	2011 May 16
160/30.2	Red	Herschel/PACS	10.80	1879	2.85	13.1	2011 May 16
250/75.76	PSW	Herschel/SPIRE	17.63	3068	6	48.3	2010 Jun 21
350/102.94	PMW	Herschel/SPIRE	24.49	4261	10	94.3	2010 Jun 21
500/200	PLW	Herschel/SPIRE	34.66	6031	14	52.4	2010 Jun 21
Wavelength ( $\mu\text{m}$ )	Spectroscopy Slit width (arcsec)	Telescope/Instrument Spectroscopy	Spectral resolution $\lambda/\Delta\lambda$	Pixel scale (arcsec pixel <sup>-1</sup> )	Exposure time (s)	Date (yr)	
7.5–13	0.52	GTC/CANARICAM	~175	0.0798	943	2014 Feb 13	
8–13	0.4	GEMINI/MICHELLE	~200	0.183	1200	2007 Mar 25	
5.2–14.5	3.6–3.7	Spitzer/IRS SL	60–127	1.8	14	2005 Dec 10	
14–38	10.5–10.7	Spitzer/IRS LL	57–126	5.1	6	2005 Dec 10	

## 2.1 Subarcsecond resolution data

### 2.1.1 MIR Gemini/MICHELLE observations

Two images were taken in the  $N$  ( $\lambda_c = 11.2 \mu\text{m}$ ) and Qa ( $\lambda_c = 18.1 \mu\text{m}$ ) filters using the instrument MICHELLE (Glasse, Atad-Ettedgui & Harris 1997) on the 8.1 m Gemini-North Telescope. MICHELLE is an MIR (7–26  $\mu\text{m}$ ) imager and spectrograph, which uses a Si:As detector, covering a field of view (FOV) of 32 arcsec  $\times$  24 arcsec on the sky. Its pixel scale is 0.1005 arcsec. The standard MIR chopping–nodding technique was used to remove the time-variable sky background and the thermal emission from the telescope. The chopping and nodding throws were 15 arcsec, optimal for the galaxy size (minor axis  $\sim$  2 arcsec) and perpendicular to the semimajor axis of the galaxy.<sup>1</sup> The on-source integration times were 150 s for both galaxy images. Besides, images of a point spread function (PSF) standard star were obtained immediately after the science target in the  $N$  and Qa filters for accurately sampling the image quality, and to allow flux calibration. We measured angular resolutions of 0.32 arcsec and 0.53 arcsec from the full width at half-maximum (FWHM) of these PSF standard stars. The fully reduced images of NGC 2992, taken from Ramos Almeida et al. (2009), are presented in Fig. 1. The  $N$ -band image shows a morphology consisting of a dominant point source and faint extended emission along PA  $\sim$  30°, whereas the  $Q$ -band image shows unresolved emission only. See Section 3.2 for more details.

<sup>1</sup> The chopping throw was chosen according to the galaxy size in the Gemini/MICHELLE image. We note that both the resolution and sensitivity of the *Spitzer Space Telescope* and Gemini are completely different, and thus, the large-scale IR emission that we detect in the *Spitzer* images is completely absent in the ground-based image and it does not affect the latter.

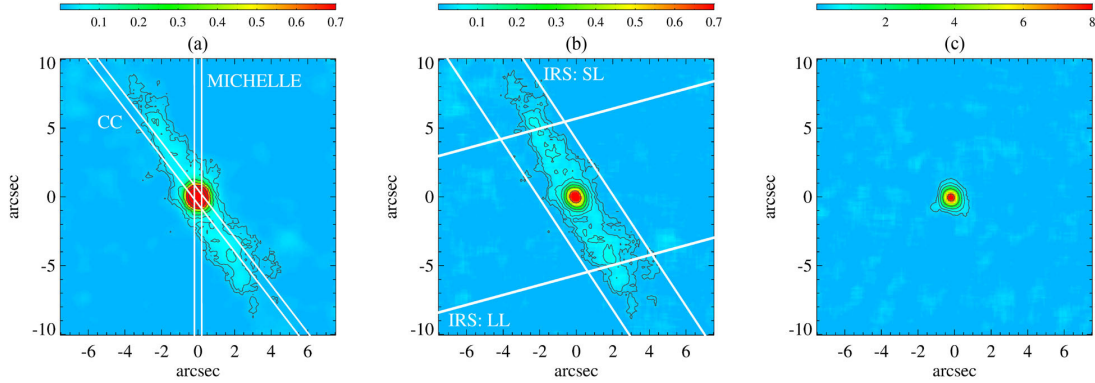
In addition, an MIR spectrum covering the spectral range 8–13  $\mu\text{m}$  was obtained with the low resolution ( $R = \lambda/\Delta\lambda \sim$  200) MICHELLE  $N$ -band grating. A slit of  $\sim$  0.4 arcsec width was used, oriented at PA = 0°, and the on-source integration time was 1200 s. We used the reduced and flux calibrated spectrum from Colling (2011), also presented in Esquej et al. (2014).

### 2.1.2 MIR Gran Telescopio CANARIAS/CanariCam observations

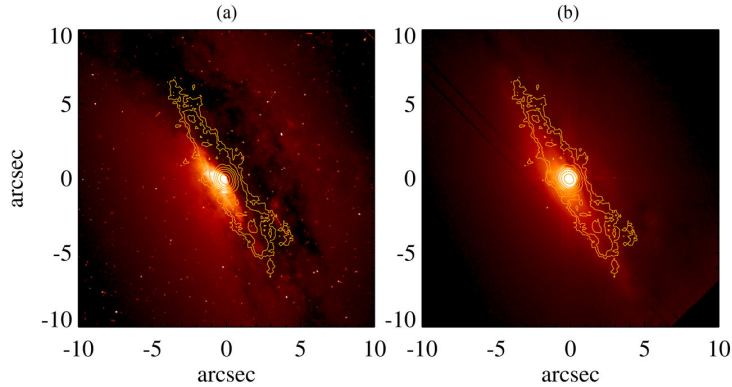
We obtained an  $N$ -band spectrum (7.5–13  $\mu\text{m}$ ) of NGC 2992, using the low spectral resolution ( $R \sim$  175) grating available in the instrument CC (Telesco et al. 2003), on the 10.4 m GTC. CC is an MIR (7.5–25  $\mu\text{m}$ ) imager with spectroscopic, coronagraphic and polarimetric capabilities and uses a Si:As detector, which covers an FOV of 26 arcsec  $\times$  19 arcsec on the sky and it has a pixel scale of 0.0798 arcsec (hereafter 0.08 arcsec). The slit, of width  $\sim$  0.52 arcsec, was oriented at PA = 30°, following the faint extended emission revealed by the Gemini/MICHELLE imaging data (see Fig. 1). The total on-source integration time was 943 s and the standard MIR chopping–nodding technique was used, with chop and nod throws of 15 arcsec.

The data were taken as part of an ESO/GTC large programme (182.B-2005; PI: Alonso-Herrero), aimed to conduct an MIR survey of nearby AGN by exploiting the unique capabilities of CC on the GTC (see Alonso-Herrero et al. 2013, 2014 for further details). The data reduction was carried out with the *RedCan* pipeline (González-Martín et al. 2013), which performs sky subtraction, stacking of individual observations, rejection of bad frames, wavelength calibration, trace determination and spectral extraction. We extracted a nuclear spectrum as a point source, and another spectrum as an extended source in an aperture radius of 5.2 arcsec ( $\sim$  905 pc), which we then use to characterize the extended emission (see

1312 *I. García-Berete et al.*



**Figure 1.** Gemini/MICHELLE images of NGC 2992. (a) MICHELLE 11.2  $\mu\text{m}$  image with the CC and MICHELLE slits overlaid. (b) PSF-subtracted MICHELLE 11.2  $\mu\text{m}$  image with the *Spitzer*/IRS slits overlaid (see Section 2.2.1). (c) MICHELLE 18.1  $\mu\text{m}$  image. All images are smoothed (box of 6 pixels) and have their own contours overlaid (in black). Colour bars correspond to fluxes in mJy units. North is up, and east to the left.



**Figure 2.** *HST*/WFPC2 optical image of NGC 2992 in the *F606W* filter (left-hand panel), and *HST*/NICMOS NIR image in the *F205W* filter (right-hand panel). Orange contours correspond to the PSF-subtracted Gemini/MICHELLE 11.2  $\mu\text{m}$  image (panel b in Fig. 1). North is up, and east to the left.

Section 3.1.2). Note that in the case of point source extraction, *RedCan* uses an aperture that increases with wavelength to take into account the decreasing angular resolution, and it also performs a correction to account for slit losses. For the extended source extraction, a fixed 5.2 arcsec aperture and no slit-loss corrections were applied (see González-Martín et al. 2013 for further details on CC data reduction).

### 2.1.3 Optical and NIR *HST* observations

We downloaded the fully reduced optical and NIR imaging data of NGC 2992 from the ESA Hubble Legacy Archive.<sup>2</sup> The optical image, shown in the left-hand panel of Fig. 2, was observed with the *F606W* filter ( $\lambda_c = 5975 \text{ \AA}$ ) using the Wide Field Planetary Camera 2 (WFPC2), which has an FOV of 2.7 arcmin  $\times$  2.7 arcmin on the sky and a pixel scale of 0.046 arcmin. The NIR image (see right-hand panel of Fig. 2) was observed with the *F205W* filter ( $\lambda_c = 2.07 \mu\text{m}$ ) using the Near-Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer (NICMOS), which has an FOV of 19.2 arcmin  $\times$  19.2 arcmin on the sky and a pixel scale of 0.075 arcmin (NIC2 camera). The

downloaded NICMOS and WFPC2 images were reduced using the *NICRED* package (McLeod 1997) and the Space Telescope Science Analysis System (*STSDAS*) within *IRAF*.<sup>3</sup>

The optical and NIR data were taken as part of the Hubble programmes P5479 (cycle:4, PI: M. Malkan) and P7869 (cycle:7, PI: A. Quillen), respectively. We refer the reader to Malkan, Gorjian & Tam (1998) and Quillen et al. (1999) for further details on these *HST* observations.

## 2.2 Arcsecond resolution data

### 2.2.1 *MIR Spitzer Space Telescope observations*

We downloaded imaging data of the Arp 245 system from the *Spitzer* Heritage Archive, taken with the instruments Infrared Array Camera (IRAC; Fazio et al. 2004) and Multiband Imaging Photometer for *Spitzer* (MIPS; Rieke et al. 2004). The IRAC FOV is 5.2 arcmin  $\times$  5.2 arcmin on the sky and its pixel scale is 1.2 arcsec,

<sup>3</sup> *IRAF* is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.

<sup>2</sup> <http://archives.esac.esa.int/hst/>

whereas the MIPS FOV is  $5.4 \text{ arcmin} \times 5.4 \text{ arcmin}$  on the sky and its pixel scale is  $2.45 \text{ arcsec}$ .

In addition, a low-resolution MIR spectrum of NGC 2992 was retrieved from the Cornell Atlas of *Spitzer*/IRS Source (CASSIS v4; Lebouteiller et al. 2011). The spectrum was obtained using the InfraRed Spectrograph (IRS; Houck et al. 2004). The observation was made in staring mode using the two low-resolution ( $R \sim 60$ – $120$ ) IRS modules: the short-low (SL;  $5.2$ – $14.5 \mu\text{m}$ ) and the long-low (LL;  $14$ – $38 \mu\text{m}$ ). The slits were oriented as shown in Fig. 1 and their widths are  $3.6 \text{ arcsec}$  and  $10.5 \text{ arcsec}$  for the SL and LL modules, respectively.

The IRAC imaging data ( $3.6$ ,  $4.5$ ,  $5.8$  and  $8.0 \mu\text{m}$ ) and the IRS spectrum were taken as part of the *Spitzer* programme P96 (PI: J. R. Houck), and the MIPS imaging data ( $24 \mu\text{m}$ ) under program P40936 (PI: G. Rieke). In the case of the IRAC images, we just downloaded the mosaicked data from the *Spitzer* archive, which have a pixel scale of  $0.6 \text{ arcsec}$ . On the other hand, the MIPS image was reprocessed using the MOsaicking and Point source EXtraction (MOPEX) software. Background gradients were removed by self-calibrating the data (see section 8.1 of the MIPS Instrument Handbook 2011 for details) and the resulting mosaics were resampled to a pixel size of  $1.225 \text{ arcsec}$ .

We downloaded the IRS spectrum from the CASSIS data base. The spectrum was reduced with the CASSIS software, using the optimal extraction to get the best signal-to-noise (S/N) ratio. We only needed to apply a small offset to stitch together the different modules, taking the shorter wavelength module (SL2;  $5.2$ – $7.6 \mu\text{m}$ ) as the basis, which has associated a slit width of  $3.6 \text{ arcsec}$  ( $\sim 630 \text{ pc}$ ). The IRS spectrum is shown in left-hand panel of Fig. 3 (black dashed line) and it was also presented in Esquej et al. (2014).

### 2.2.2 FIR Herschel Space Observatory observations

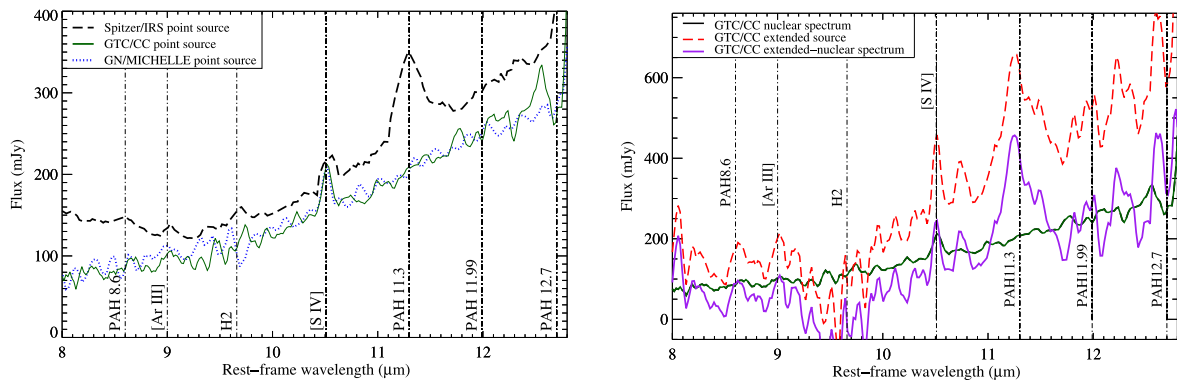
FIR imaging data of the Arp 245 system were obtained with the Photodetector Array Camera and Spectrometer (PACS; Poglitsch et al. 2010) and the Spectral and Photometric Imaging REceiver (SPIRE; Griffin et al. 2010) on-board of the *Herschel Space Observatory* (Pilbratt et al. 2010). The data are part of the guaranteed time proposal ‘Herschel imaging photometry of nearby Seyferts galax-

ies: testing the coexistence of AGN and SB activity and the nature of the dusty torus’ (PI: M. Sánchez-Portal).

The PACS instrument has an FOV of  $1.75 \text{ arcmin} \times 3.5 \text{ arcmin}$  on the sky and three different bands ( $70$ ,  $100$  and  $160 \mu\text{m}$ ), with beam sizes of  $5.6$ ,  $6.8$  and  $11.3 \text{ arcsec}$  FWHM, respectively. The PACS observations were carried out using the mini-map mode, consisting of two concatenated  $3 \text{ arcmin}$  scan line maps, at  $70^\circ$  and  $110^\circ$  (in array coordinates). This results in a map with a highly homogeneous exposure within the central  $1 \text{ arcmin}$  area. The SPIRE instrument has an FOV of  $4 \text{ arcmin} \times 8 \text{ arcmin}$  on the sky and three different bands ( $250$ ,  $350$  and  $500 \mu\text{m}$ ), whose beam sizes are  $18.1$ ,  $25.2$  and  $36.9 \text{ arcsec}$  FWHM, respectively. These three available bands were observed simultaneously using the small map mode, whose area for scientific use is around  $5 \text{ arcmin} \times 5 \text{ arcmin}$ .

The PACS data processing was carried out by means of two tools: the Herschel Interactive Processing Environment (HIPE; Ott 2010) and SCANAMORPHOS (Roussel 2012). In order to build the Level 1 products, we used HIPE v8.0.1 with the PACS calibration data base V32. This Level 1 processing included detecting and flagging bad pixels, converting the analogue to digital units readings to flux units ( $\text{Jy pixel}^{-1}$ ) and adding the pointing information. We did not attempt to perform deglitching at this stage to prevent the bright AGN nucleus to be affected by the multiresolution median transform deglitching process. The final maps were built from the Level 1 products using SCANAMORPHOS v1.5, which performs a baseline subtraction, correction of the striping effect due to the scan process, removal of global and individual pixel drifts, and finally the map assembly using all the nominal and cross-direction scans.

For the SPIRE data processing, we built the Level 1 products with HIPE v8.0.1 and the SPIRE calibration data base v8.1. The Level 1 processing included detection of thermistor jumps in the time line, frame deglitching, low-pass filter correction, conversion of readings to flux units ( $\text{Jy beam}^{-1}$ ), temperature drift and bolometric time response corrections, and addition of pointing information. The final maps were built from the Level 1 using the Naïve Mapper functionality integrated in HIPE v8.0.1. This mapping strategy simply projects the integrated power seen by each bolometer on to the nearest sky map pixel. Once all the detector signals have been mapped, the flux density map and the standard deviations are calculated.



**Figure 3.** Left-hand panel: *Spitzer*/IRS rest-frame spectrum ( $\sim 630 \text{ pc}$ ) of NGC 2992 (dashed black line) and GTC/CC and Gemini/MICHELLE rest-frame nuclear spectra ( $\sim 47$  and  $\sim 66 \text{ pc}$ ) of NGC 2992 (solid green and dotted blue lines, respectively), extracted as a point source. Right-hand panel: GTC/CC spectrum of NGC 2992 extracted as an extended source in an aperture radius of  $5.2 \text{ arcsec}$   $\sim 905 \text{ pc}$  (dashed red line), GTC/CC nuclear spectrum (as in left-hand panel; solid green line) and spectrum of the extended emission (solid purple line), obtained by subtracting the nuclear spectrum from the one extracted in the  $5.2 \text{ arcsec}$  aperture radius. In both panels, the vertical dotted lines indicate the position of typical star-forming regions/AGN emission lines/bands. All spectra have been smoothed (2 pixel box).

### 3 IR EMISSION OF THE SYSTEM

#### 3.1 Nuclear region of NGC 2992

In this section, we study in detail the properties of the inner 100 pc of the galaxy NGC 2992 as well as the surrounding faint extended emission.

##### 3.1.1 Imaging

In Fig. 1, we show the high angular resolution MIR Gemini/MICHELLE images of NGC 2992. The 11.2  $\mu\text{m}$  image reveals faint emission along PA  $\sim 30^\circ$  and extending out to  $\sim 3$  kpc (see more details in Section 3.2.1). This emission is coincident with the extended emission shown in the NIR *HST* image (right-hand panel of Fig. 2). On the other hand, the optical *HST* image shows a thick dust lane that partly obscures the nucleus and whose orientation coincides with that of the extended emission ( $30^\circ$ ; left-hand panel of Fig. 2). For the image registration, we first used the galaxy nucleus in the MICHELLE and NICMOS images, and then we used different stars in the FOV that the NICMOS and WFPC2 images have in common for centring the optical image. We note that the galaxy nucleus in the *HST*/NICMOS image is saturated. Finally, we measured a surface brightness of  $4.84 \pm 0.07$  mJy arcsec $^{-2}$  for the extended emission in the 11.2  $\mu\text{m}$  image with the *PHOT* task of IRAF. We used an aperture of 1 arcsec diameter in two different positions at both sides of the nucleus and we averaged the two measurements.

In addition to the extended emission seen in the 11.2  $\mu\text{m}$  image there is an unresolved nuclear component, which is also present in the *Q*-band image. Ramos Almeida et al. (2009) estimated MIR nuclear fluxes of 175 and 521 mJy in the *N* and *Q* bands, respectively, by subtracting the PSF standard stars, observed in each filter before or after the science observations, from the galaxy profiles. In the central panel of Fig. 1, we show the PSF-subtracted *N*-band image of the galaxy, with the PSF scaled at 90 per cent.

##### 3.1.2 Spectroscopy

In the left-hand panel of Fig. 3, we show the GTC/CC and Gemini/MICHELLE 8–13  $\mu\text{m}$  nuclear spectra of NGC 2992, both extracted as a point source. The GTC/CC spectrum has a spatial resolution of 0.27 arcsec and the Gemini/MICHELLE spectrum of 0.38 arcsec, which correspond to physical scales of  $\sim 47$  pc and  $\sim 66$  pc, respectively. Both angular resolutions were determined from the FWHM of the PSF star acquisition images.

Despite the different slit orientations (see Fig. 1) and the time difference between the observations ( $\sim 7$  yr), both spectra are practically identical. In spite of the IR variability reported by Glass (1997), we do not see any difference either in flux or shape. These spectra do not show PAH features and they exhibit [S IV] $\lambda$ 10.5  $\mu\text{m}$  emission, which can originate in the narrow-line region (NLR) and it is usually considered an AGN tracer (Dasyra et al. 2011). However, this emission line can also be produced in star-forming regions, as shown by Pereira-Santaella et al. (2010), due to its relatively low ionization potential (35 eV). For comparison, in the left-hand panel of Fig. 3 we show the *Spitzer*/IRS spectrum in the same spectral range as the GTC/CC and Gemini/MICHELLE spectra, which has a spatial resolution of 3.6 arcsec, that corresponds to a physical scale of  $\sim 630$  pc. Unlike the nuclear spectra, the IRS spectrum shows 8.6 and 11.3  $\mu\text{m}$  PAH bands, indicative of the presence of SF on the scales probed by *Spitzer*.

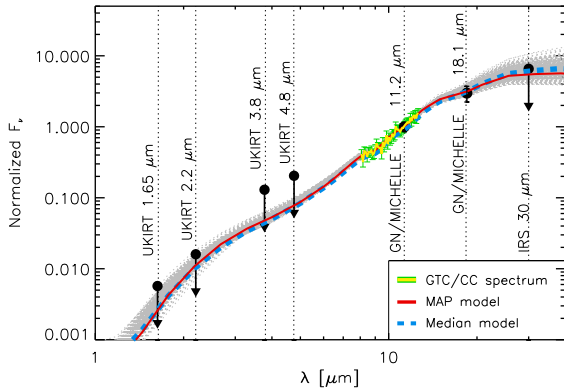
In the right-hand panel of Fig. 3, we show the nuclear GTC/CC spectrum, extracted as an extended source in an aperture radius of 5.2 arcsec ( $\sim 905$  pc), the GTC/CC nuclear spectrum extracted as point source and the spectrum of the extended emission. The latter was obtained by subtracting the nuclear spectrum from the one extracted in the large aperture, in order to get rid of the AGN contribution. We chose this large aperture to increase the *S/N* of the extended emission spectrum. The spectra of the extended emission, before and after subtracting the AGN contribution, clearly show 11.3  $\mu\text{m}$  PAH feature and the [S IV] $\lambda$ 10.5  $\mu\text{m}$  emission line, exactly as the *Spitzer*/IRS spectrum on scales of  $\sim 630$  pc. Thus, the faint extended emission that we detect in the Gemini/MICHELLE *N*-band image of the galaxy is, at least in part, due to SF. On the other hand, if we compare these spectra with the GTC/CC and Gemini/MICHELLE nuclear spectra shown in the left-hand panel of Fig. 3, we can conclude that either the PAH features have been destroyed in the inner  $\sim 50$  pc of NGC 2992, or are diluted by the strong AGN continuum (see Alonso-Herrero et al. 2014 and Ramos Almeida et al. 2014).

##### 3.1.3 Nuclear SED modelling with clumpy torus models

Recent studies assumed a clumpy distribution of dust surrounding AGN to explain the properties of the nuclear IR spectral energy distribution (SED) of Seyfert galaxies (Mason et al. 2006, 2009; Nikutta, Elitzur & Lacy 2009; Ramos Almeida et al. 2009, 2011a,c, 2014; Hönig & Kishimoto 2010; Alonso-Herrero et al. 2011, 2012a, 2013; Lira et al. 2013). Here, we used the Nenkova et al. (2008a,b) clumpy torus models, commonly known as CLUMPY, and the Bayesian tool *BayesClumpy* (Asensio Ramos & Ramos Almeida 2009, 2013) to fit the nuclear IR emission of NCG 2992. The CLUMPY models are defined by six parameters (see Table 2), in addition to the foreground extinction and the vertical shift required to match the model to the observed SED. A detailed description of the Bayesian inference applied to the CLUMPY models can be found in Asensio Ramos & Ramos Almeida (2009).

**Table 2.** Clumpy model parameters, intervals considered as uniform priors, median and MAP values of the posteriors resulting from the fit of NGC 2992 nuclear SED. ( $\sigma$ : width of clouds angular distribution;  $Y$ : radial extent of the torus;  $N_0$ : clouds along equatorial ray;  $q$ : index of the radial density profile;  $i$ : inclination angle of the torus (Note:  $i = 0^\circ$  is face-on and  $i = 90^\circ$  is edge-on);  $\tau_V$ : optical depth per single cloud;  $A_V^{(\text{for})}$ : foreground extinction). The last four rows correspond to the torus outer radius, the AGN bolometric luminosity, the torus gas mass and the hydrogen column density derived from the fit.

Parameter	Prior	Median	MAP
$\sigma$	[15°, 35°]	$34^\circ \pm 1^\circ$	35°
$Y$	[5, 100]	$16 \pm 3$	12
$N_0$	[1, 15]	$14 \pm 1$	15
$q$	[0, 3]	$0.6 \pm 0.3$	0.5
$i$	[45°, 65°]	$64^\circ \pm 1^\circ$	65°
$\tau_V$	[5, 150]	$105 \pm 12$	109
$A_V^{(\text{for})}$	[2, 5] mag	$4.1 \pm 0.5$ mag	5.0 mag
$R_o$	–	$1.4 \pm 0.5$ pc	1.2 pc
$L_{\text{bol}}^{\text{AGN}} / 10^{43}$	–	$5.9 \pm 0.9$ erg s $^{-1}$	5.8 erg s $^{-1}$
$M_{\text{torus}} / 10^5$	–	$1.3 \pm 0.3$ $M_\odot$	0.9 $M_\odot$
$N_{\text{H}} / 10^{24}$	–	$1.7 \pm 0.2$ cm $^{-2}$	3.4 cm $^{-2}$



**Figure 4.** Nuclear IR SED of NGC 2992 normalized at 11.2  $\mu\text{m}$  (thick yellow line: GTC/CC nuclear spectrum; black dots: UKIRT NIR fluxes from Alonso-Herrero et al. (2001) and Gemini/MICHELLE 11.2, 18.1  $\mu\text{m}$  fluxes from Ramos Almeida et al. (2009) and 30  $\mu\text{m}$  flux from the *Spitzer*/IRS spectrum). Solid red and dashed blue lines correspond to the MAP and median models, respectively. Grey curves are the clumpy models sampled from the posterior and compatible with the data at  $1\sigma$  level.

We constructed the nuclear IR SED of NGC 2992 using the GTC/CC spectrum, which is more recent and has better angular resolution than the Gemini/MICHELLE one, extracted as a point source and resampled to 50 points; the UKIRT NIR nuclear fluxes from Alonso-Herrero et al. (2001); the MICHELLE MIR fluxes from Ramos Almeida et al. (2009); and the 30  $\mu\text{m}$  flux from the *Spitzer*/IRS spectrum (see Fig. 4). There is good agreement between the flux calibration of the nuclear spectrum and the nuclear 11.2  $\mu\text{m}$  flux, as we only measured a 10 per cent mismatch between them. For consistency, we scaled the spectrum to the nuclear 11.2  $\mu\text{m}$  flux and we estimated a 15 per cent total uncertainty for the GTC/CC spectrum by quadratically adding the errors in the flux calibration and point source extraction. We used the NIR nuclear photometry as upper limits because of the lower angular resolution of the UKIRT data. We did not use the *HST*/NICMOS image available in the archive for obtaining an NIR nuclear flux because the galaxy nucleus is saturated. We finally considered the IRS 30  $\mu\text{m}$  flux as an upper limit, due to the low angular resolution of *Spitzer*.

We fitted the SED of NGC 2992 considering reprocessed torus emission and foreground extinction, using the IR extinction curve of Chiar & Tielens (2006). We used the prior  $A_V^{\text{(for)}} = [2.5]$  mag in our fit, taking into account the extinction value of  $A_V \sim 4$  mag reported by Chapman et al. (2000) for the innermost region of the galaxy. The opening angle of the ionization cones is  $130^\circ$ , as measured from the [O III] image reported by García-Lorenzo, Arribas & Mediavilla (2001). This would correspond to a torus width of  $25^\circ$  and therefore we used the prior  $\sigma = [15^\circ, 35^\circ]$  in our fit. We also used the prior  $i = [45^\circ, 65^\circ]$  for the inclination angle of the torus, based on the values reported for the orientation of the accretion disc by Gilli et al. (2000) using X-ray data, and from modelling of the kinematics of the NLR presented in Müller-Sánchez et al. (2011). The result of the fitting process are the posterior distributions of the parameters, but we can also translate the results into a best-fitting model, described by the combination of parameters that maximizes the posterior (maximum-a-posteriori; MAP) and a median model, computed with the median value of each posterior (see Fig. 4). The MAP and median parameters of NGC 2992 are shown in Table 2.

### The IR emission of NGC 2992 1315

**Table 3.** NGC 2992 bolometric luminosities obtained from the 2–10 keV X-ray intrinsic luminosities (by multiplying by a factor 20 as in Elvis et al. 1994). For the non-intrinsic X-ray luminosity values, a factor of 70 has been used in addition to the bolometric correction factor, as in Marinucci et al. (2012).

$L_{\text{bol}}^{\text{X-ray}}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	Date	Telescope	Reference
$2.3 \times 10^{44}$	1978	<i>HEAO 1</i>	Mushotzky (1982)
$8.9 \times 10^{43}$	1979	<i>Einstein</i>	Turner et al. (1991)
$2.5 \times 10^{43}$	1990	<i>Ginga</i>	Nandra & Pounds (1994)
$1.4 \times 10^{43}$	1994	<i>ASCA</i>	Weaver et al. (1996)
$1.2 \times 10^{43}$	1997	<i>BeppoSAX 1</i>	Gilli et al. (2000)
$1.4 \times 10^{44}$	1998	<i>BeppoSAX 2</i>	Gilli et al. (2000)
$2.6 \times 10^{44}$	2003	<i>XMM-Newton</i>	Shu et al. (2010)
$2.5 \times 10^{44}$	2003	<i>XMM-Newton</i>	Brightman & Nandra (2011)
$3.2 \times 10^{43}$	2005	<i>Suzaku</i>	Yaqoob et al. (2007)

From the fit presented in Fig. 4 we find that we require a foreground extinction, unrelated to the torus, of  $A_V^{\text{(for)}} \sim 5$  mag in the case of the MAP model. This is in good agreement with the value derived from the fit of the silicate feature reported by Colling (2011) using the Gemini/MICHELLE nuclear spectrum of NGC 2992 ( $\tau_{9.7 \mu\text{m}} \sim 0.3$ ).

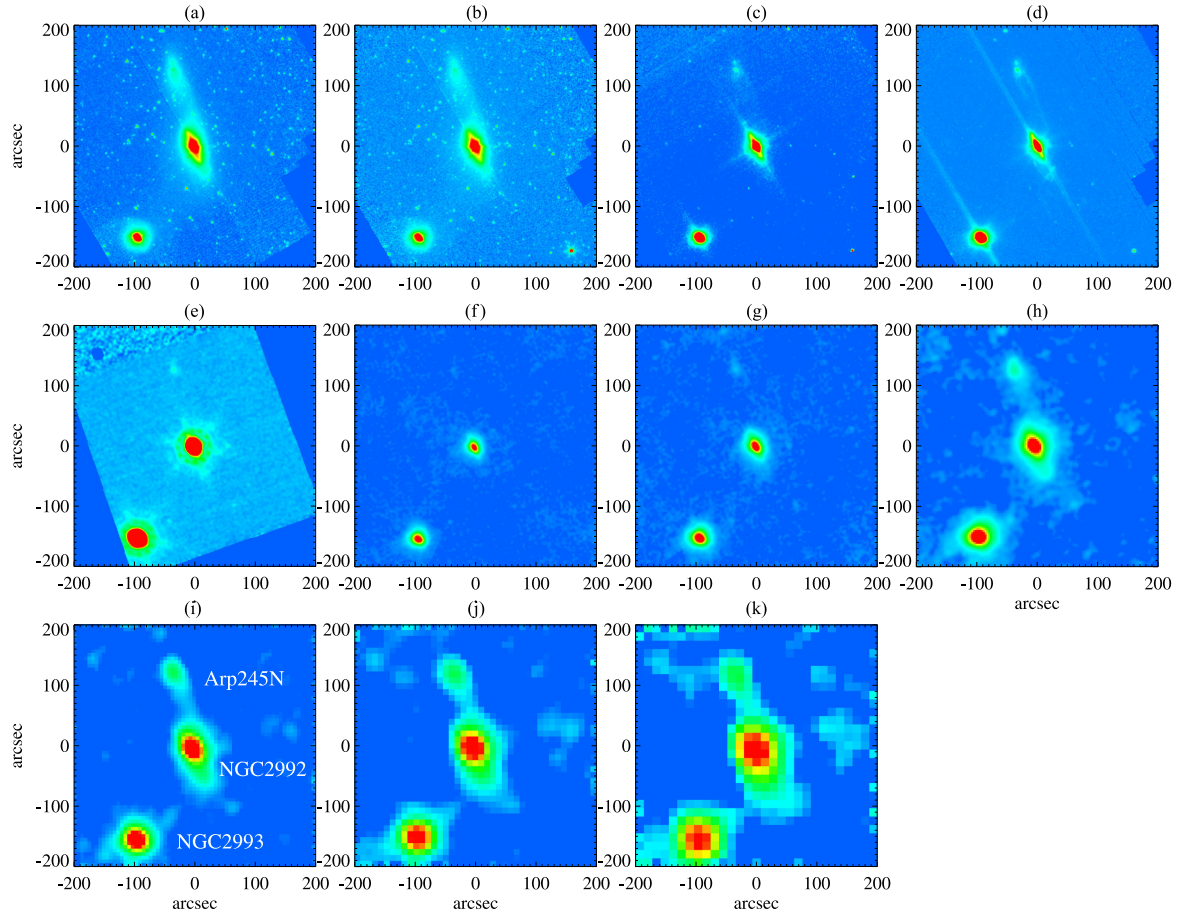
We derived a small torus radius from the MAP torus model, of 1.2 pc, in agreement with the results from interferometry of nearby Seyfert galaxies (see Bartscher et al. 2013 and references therein). The torus covering factor is  $\sim 0.5$ , which is more similar to the values reported by Ramos Almeida et al. (2011c) for Seyfert 1 galaxies, and which could explain the variations in Seyfert type of NGC 2992 (see Section 6.1 for a discussion). We derived the AGN bolometric luminosity from the vertical shift applied to the MAP model to fit the data (see Ramos Almeida et al. 2011c and Alonso-Herrero et al. 2011 for further details), and we obtained  $L_{\text{bol}}^{\text{AGN}} = 5.8 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ . This is consistent with the most recent X-ray observations available in the literature ( $L_{\text{bol}}^{\text{X-ray}} = 3.2 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ ; see Table 3), taken in 2005. Using the MAP value of the total optical extinction produced by the torus ( $A_V^{\text{torus}} = 1776$  mag), we can derive the column density using the dust-to-gas ratio  $N_{\text{H}}^{\text{LOS}} = 1.9 \times 10^{21} \times A_V^{\text{torus}}$  (Bohlin, Savage & Drake 1978). This gives  $N_{\text{H}} = 3.4 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ , which is within the range reported by Weaver et al. (1996) for the cold dense gas detected in the inner  $\sim 3$  pc of the galaxy in the X-rays ( $\sim 10^{23}$ – $10^{25} \text{ cm}^{-2}$ ). We also estimated the torus gas mass using equation 4 in Nenkova et al. (2008b), which is a function of the parameters  $\sigma$ ,  $N_0$ ,  $\tau_V$ ,  $Y$  and the sublimation radius of the torus. We obtain a torus gas mass of  $M_{\text{torus}} = 9 \times 10^4 M_{\odot}$ , which is of the same order as that measured by García-Burillo et al. (2014) for the central 20 pc of the Seyfert 2 NGC 1068 using cycle 0 data from the Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA;  $M_{\text{gas}} = 1.2 \times 10^5 M_{\odot}$ ). The good agreement between  $L_{\text{bol}}^{\text{X-ray}}$  and  $L_{\text{bol}}^{\text{AGN}}$ , in addition to the good match between the models and the IR observations, confirm that the clumpy torus fitted here provides a realistic scenario for the inner parsecs of NGC 2992.

### 3.2 Large-scale emission

In this section, we study the large-scale IR morphology of the interacting system Arp 245 (see Fig. 5), which consists of three galaxies undergoing strong tidal interaction: the spirals NGC 2992 and NGC 2993 and the tidal dwarf galaxy Arp 245N. There is a fourth galaxy that is also part of the system: FGC 0938, but it lies outside the *Spitzer* and *Herschel* FOVs.



1316 *I. García-Berete et al.*



**Figure 5.** *Spitzer* and *Herschel* images of the Arp 245 system. NGC 2992 is the central galaxy, NGC 2993 is at the bottom-left corner of the images, and Arp 245N is at the top. The four IRAC channels (3.6, 4.5, 5.8 and 8  $\mu\text{m}$ ) are shown in panels (a)–(d), the MIPS channel 1 image (24  $\mu\text{m}$ ) in panel (e), the PACS 70, 100 and 160  $\mu\text{m}$  images in panels (f)–(h), and the SPIRE 250, 350 and 500  $\mu\text{m}$  images in panels (i)–(k). All images have been smoothed (3 pixels box). North is up, and east to left.

### 3.2.1 NGC 2992

In Fig. 6, we show *Spitzer*/IRAC and MIPS, and *Herschel*/PACS and SPIRE images of NGC 2992 in a 120 arcsec  $\times$  120 arcsec FOV. The extended emission in the IRAC images is elongated in the same direction as the faint extended emission detected in the Gemini/MICHELLE *N* band and *HST*/NICMOS images (see Fig. 2), and it also coincides with the orientation of the galaxy major axis. Considering that the spectrum of the extended emission shows a strong 11.3  $\mu\text{m}$  PAH feature (see Section 3.1.2), the bulk of this faint emission is likely produced by dust heated by SF. In the case of the IRAC images the source of the IR emission depends on the band we look at, with the 3.6 and 4.5  $\mu\text{m}$  emission likely dominated by starlight and the 5.8 and 8  $\mu\text{m}$  emission by dust heated by SF and the AGN (e.g. Draine et al. 2007).

The MIPS 24  $\mu\text{m}$  image, on the other hand, is rather point-like, as the Gemini/MICHELLE *Q*-band emission seen in the right-hand panel of Fig. 1. The 70 and 100  $\mu\text{m}$  emission seen in the *Herschel*/PACS images (panels f and g in Fig. 6) is barely resolved and slightly elongated in the same direction as the *Spitzer*/IRAC images. From 160 to 500  $\mu\text{m}$ , the intensity of the extended emission

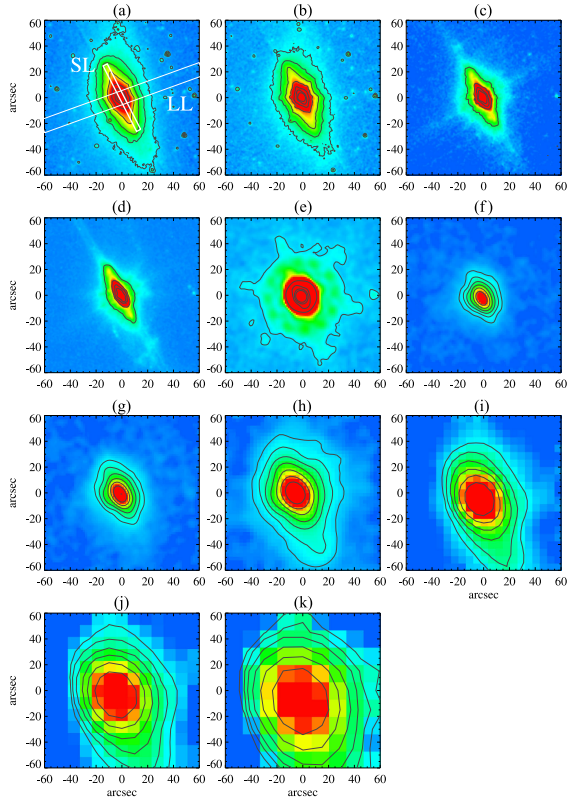
increases significantly, produced by cooler dust in the galaxy (panels h–k in Fig. 6).

### 3.2.2 Arp 245 system

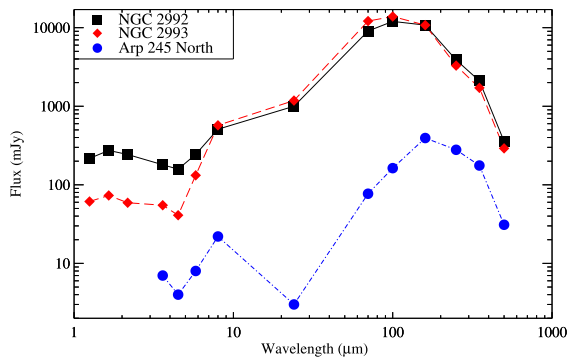
In Fig. 5, we show *Spitzer*/IRAC and MIPS, and *Herschel*/PACS and SPIRE images of the interacting system Arp 245. NGC 2992 and Arp 245N show clearly distorted morphologies, and they are linked by a tidal tail which appears very bright in the *Spitzer*/IRAC images. The bridge (Arp 245 Bridge) between NGC 2992 and NGC 2993 is more conspicuous in the *Herschel*/SPIRE maps, indicating the presence of cooler dust.

We measured total galaxy fluxes for the three galaxies to construct their IR SEDs, which are shown in Fig. 7 and Table 4. We used a large aperture (60 arcsec radius for NGC 2992/93 and 25 arcsec radius for Arp 245N) to collect all the galaxy flux,<sup>4</sup> and subtracted

<sup>4</sup>In the case of the MIPS 24  $\mu\text{m}$  image, we used an aperture radius of 25 arcsec to calculate the total flux of NGC 2993, which is too close to the image edge.



**Figure 6.** Same as in Fig. 5, but for NGC 2992. Panel (a) shows the orientation of the *Spitzer*/IRS slits. All images have been smoothed (3 pixels box) and have their own contours overlaid (in black).



**Figure 7.** NGC 2992, NGC 2993 and Arp 245N total IR SEDs (black solid, red dashed and blue dot-dashed lines, respectively).

**Table 4.** Total fluxes measured for NGC 2992, NGC 2993 and Arp 245N in mJy. The flux errors are the result of adding quadratically the calibration uncertainties [3 per cent for IRAC (IRAC Instrument Handbook 2013), 4 per cent for MIPS at 24  $\mu\text{m}$  (MIPS Instrument Handbook 2011), 5 per cent for PACS (PACS Observer’s Manual 2013) and 5.5 per cent for SPIRE (SPIRE Handbook 2014)] and the estimated uncertainty for aperture photometry ( $\sim 10$  per cent). Note that in the case of SPIRE, extended sources have an additional 4 per cent error due to uncertainty in the measurement of the beam area.

	3.6 $\mu\text{m}$	4.5 $\mu\text{m}$	5.8 $\mu\text{m}$	8 $\mu\text{m}$	24 $\mu\text{m}$	70 $\mu\text{m}$	100 $\mu\text{m}$	160 $\mu\text{m}$	250 $\mu\text{m}$	350 $\mu\text{m}$	500 $\mu\text{m}$
NGC 2992	180 $\pm$ 19	158 $\pm$ 19	244 $\pm$ 25	510 $\pm$ 53	1000 $\pm$ 108	9070 $\pm$ 1014	12 018 $\pm$ 1344	10 794 $\pm$ 1207	3882 $\pm$ 443	2104 $\pm$ 240	357 $\pm$ 41
NGC 2993	55 $\pm$ 6	41 $\pm$ 4	132 $\pm$ 14	527 $\pm$ 60	1182 $\pm$ 127	12 138 $\pm$ 1357	13 880 $\pm$ 1552	10 776 $\pm$ 1205	3291 $\pm$ 376	1714 $\pm$ 196	291 $\pm$ 33
Arp 245N	7 $\pm$ 1	4 $\pm$ 1	8 $\pm$ 1	22 $\pm$ 2	3 $\pm$ 1	77 $\pm$ 9	163 $\pm$ 18	394 $\pm$ 44	279 $\pm$ 32	176 $\pm$ 20	31 $\pm$ 4

the sky background. The IR SEDs of NGC 2992/93 shown in Fig. 7 also include NIR total fluxes from 2MASS, reported by Jarrett et al. (2003).

As can be seen from Fig. 7, the total SEDs of NGC 2992 and NGC 2993 are very similar at wavelengths longer than 8  $\mu\text{m}$ . This similarity is likely related to the presence of intense SF in both galaxies, which heats the dust at similar temperatures. This is corroborated by the SED fitting presented in Section 5. On the other hand, the total SEDs are different in flux level at shorter wavelengths ( $\lambda < 8 \mu\text{m}$ ), with NGC 2992 being brighter. Considering that the 3.6 and 4.5  $\mu\text{m}$  emission is dominated by the Rayleigh-Jeans tail of stellar photospheric emission (Howell et al. 2007), the brighter NIR SED of NGC 2992 is likely due to its larger stellar mass, as compared to that of NGC 2993 (Duc et al. 2000), and, to a lesser extent, to the extra-contribution from dust heated by the AGN. Nevertheless, we note that the SED shapes at these shorter wavelengths are very similar, and characteristic of old stellar populations.

The fainter SED of Arp 245N has a similar shape to those of NGC 2992 and NGC 2993 SEDs, except in the  $\sim 24\text{--}100 \mu\text{m}$  range, where the fluxes are lower compared to other wavelengths. This can be indicative of a relatively weak illuminating radiation field that may possibly be consistent with weak SF activity (see Section 5). We refer the reader to Draine & Li (2007) and Dale et al. (2014) for further discussion.

#### 4 RECOVERING NUCLEAR INFORMATION FROM ARCSECOND RESOLUTION DATA

In this section, we used different methods to try to recover the nuclear emission of NGC 2992 from the lower angular resolution data of *Spitzer* and *Herschel*. This kind of analysis is important due to the paucity of ground-based MIR instruments and to the difficulty of observing in the MIR range from ground. In this case, we have the opportunity to compare with the nuclear fluxes obtained from the high angular resolution data presented here, obtained using GTC/CC and Gemini/MICHELLE.

##### 4.1 Recovering the nuclear IR SED

In order to try to recover the nuclear IR SED of NGC 2992 from low angular resolution data, we used two different methods, which are described below.

###### 4.1.1 Aperture photometry

We used aperture photometry of the galaxy nucleus in the *Spitzer* and *Herschel* images. The photometry was carried out with the DIGIPHOT package of IRAF. We used different apertures (multiples of the FWHM in each band, see Table 5) and the sky subtraction was carried out using a concentric ring large enough to exclude the

**Table 5.** NGC 2992 nuclear fluxes calculated using aperture photometry and PSF subtraction (all fluxes in mJy units). Columns 1 and 2 list the instrument/band and its central wavelength ( $\mu\text{m}$ ). Columns 3 and 4 correspond to each band resolution in arcsec and parsecs. Columns 5 and 6 list the aperture photometry fluxes and corresponding errors, with the aperture photometry carried out in an aperture equals to two FWHM (See Section 4.1.1). Column 7 corresponds to the fluxes obtained from 100 per cent PSF subtraction, and columns 8, 9 and 10 list the best percentage of PSF subtraction used in each band, corresponding fluxes and errors. The flux errors are the result of adding quadratically the flux calibration uncertainties (see Table 4) and the errors associated with either aperture photometry ( $\sim 10$  per cent) or PSF subtraction ( $\sim 15$  per cent).

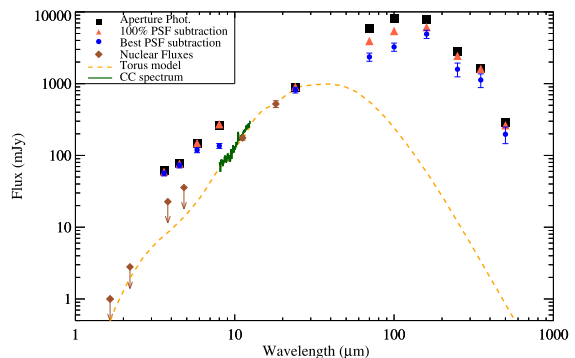
Instrument/ Band	Wavelength $\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	FWHM (arcsec)	FWHM (pc)	Aperture photometry flux	Flux uncertainty (per cent)	100 per cent PSF subtraction flux	Best PSF subtraction (per cent)	Best PSF subtraction flux	Flux uncertainty (per cent)
IRAC/Ch1	3.6	1.85	322	61	10	59	95	56	15
IRAC/Ch2	4.5	1.77	308	78	10	76	95	73	15
IRAC/Ch3	5.8	2.15	374	148	10	148	80	119	15
IRAC/Ch4	8.0	2.79	485	261	10	272	50	136	15
MIPS/Ch1	24	6.13	1067	874	11	905	90	815	16
PACS/Blue	70	5.25	914	5852	11	3929	60	2357	16
PACS/Green	100	6.75	1175	8080	11	5417	60	3250	16
PACS/Red	160	10.80	1879	7910	11	6135	80	4908	16
SPIRE/PSW	250	17.63	3068	2805	11	2446	65	1590	16
SPIRE/PMW	350	24.49	4261	1608	11	1607	70	1125	16
SPIRE/PLW	500	34.66	6031	287	11	263	75	197	16

galaxy emission. We finally applied corresponding aperture corrections in order to recover the unresolved galaxy flux. These correction factors were computed from the extended Point Response Functions (PRFs) for IRAC,<sup>5</sup> the core PRF for MIPS (see footnote 5) and synthetic PSFs for *Herschel* PACS<sup>6</sup> and SPIRE.<sup>7</sup> We performed aperture photometry on the PRFs and PSFs stars, using the same apertures as for the galaxy in each band, and calculated the different correction factors by comparing each individual value with the total flux, measured in an aperture large enough to contain all the star flux. Note that the synthetic PSFs have different pixel scales than the science data and we used the MAGNIFY task of IRAF to resample the PSF images.

We took multiples of the FWHM and then we applied aperture corrections for each one. We find that the aperture corrections converged around 2 FWHM, and then chose this aperture to estimate the nuclear fluxes. In Table 5 and Fig. 8, we show the nuclear galaxy fluxes calculated using this method and including aperture corrections.

#### 4.1.2 Subtraction of scaled PSFs

As the aperture photometry might include contamination from the foreground galaxy, here we use the PRF and PSF stars to obtain more realistic nuclear fluxes. First, we scaled the PSF stars to the peak of the galaxy emission in each band, which represents the maximum contribution of the unresolved source, and we integrated the flux in an aperture large enough to contain all the star flux. Then, the host galaxy contribution corresponds to the total galaxy emission minus the scaled PSF (i.e. the residual of the subtraction). We require a relatively flat profile in the residual for a realistic galaxy profile and therefore reduce the scale of the PSF from matching the peak of the galaxy emission to obtain the unresolved fluxes, as in Radomski et al. (2002) and Ramos Almeida et al. (2009). Fig. 9 shows an example of PSF subtraction at various levels (in  $3\sigma$  contours) for the 160  $\mu\text{m}$  *Herschel*/PACS image. In this case



**Figure 8.** Nuclear fluxes of NGC 2992 from low angular resolution data calculated using aperture photometry (squares) and PSF subtraction at various levels (triangles and circles). The nuclear IR SED (diamonds), including the GTC/CC spectrum and the torus model fitted in Section 3.1.3, are shown for comparison.

80 per cent PSF subtraction produces a flatter profile than 90 and 100 per cent, which are clearly oversubtracted.

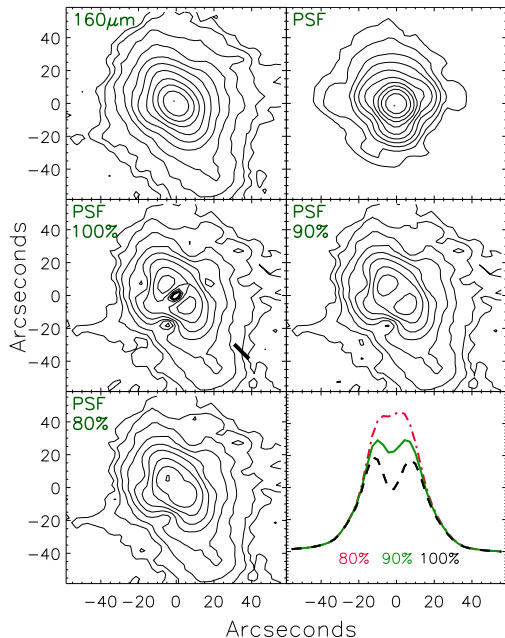
The nuclear fluxes calculated using this method are shown in Table 5 and Fig. 8. We also included the results from 100 per cent PSF subtraction, which are more similar to the aperture photometry fluxes, calculated in Section 4.1.1. We note that the relatively flat profile required to determine the best PSF subtraction level might not be completely flat due to possible diffuse or irregular dust structures (Muñoz-Mateos et al. 2009). This potential issue could be affecting the fluxes calculated using this method.

In Fig. 8, we compare the high angular resolution SED and the MAP torus model (see Fig. 4) with those from aperture photometry and PSF subtraction. The latter includes 100 per cent and best PSF subtraction, where the percentage of the best PSF subtraction corresponds to the one that produces the flattest galaxy profile in each band. The best PSF subtraction fluxes are the smallest, but still significantly larger than the high angular resolution SED. Therefore, we find that we cannot recover the nuclear SED from the *Spitzer* and *Herschel* data, with the exception of the 24  $\mu\text{m}$  flux, which we

<sup>5</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/>

<sup>6</sup> <ftp://ftp.sciops.esa.int/pub/hsc-calibration/PACS/PSF/>

<sup>7</sup> <ftp://ftp.sciops.esa.int/pub/hsc-calibration/SPIRE/PHOT/>



**Figure 9.** 160  $\mu\text{m}$  Heschel/PACS contours of NGC 2992, the PSF star and the scaled PSF subtraction at the 80, 90 and 100 per cent levels (red dot-dashed, solid green and black dashed lines, respectively). The best subtraction is 80 per cent, according to the flat galaxy profile shown in the bottom-right panel. North is up, and east to left.

recover with both methods. This is expected, since at 20–25  $\mu\text{m}$  the torus emission is supposed to dominate (see Ramos Almeida et al. 2011c and references therein). At shorter and longer wavelengths the galaxy contribution increases and contaminates our aperture photometry and PSF subtracted fluxes.

#### 4.2 Spectral decomposition

Considering the spatial scales probed by the *Spitzer*/IRS spectrum of NGC 2992 ( $\sim 630$  pc) and the prominent 11.3  $\mu\text{m}$  PAH feature shown in Fig. 3, we expect contributions from the AGN and SF on these scales. To estimate the AGN contribution to the *Spitzer*/IRS spectrum, we take the simple approach of decomposing it in AGN and SB components. To do that, we used the average spectrum of local SB of Brandl et al. (2006) and the templates of purely star-forming LIRGs of Rieke et al. (2009), which cover the IR luminosity range  $10 \leq \log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) \leq 12$ . As AGN template, we used the MAP clumpy torus model (i.e. the best-fitting model) fitted in Section 3.1.3, and shown in Fig. 4. The fitting procedure is described in detail in Alonso-Herrero et al. (2012b).

The fit was carried out in the spectral range 6–30  $\mu\text{m}$  to avoid the slightly decreased S/N of the longest wavelengths. We tried different combinations of AGN+SB templates, allowing rescaling of the two components. We finally chose the fit that minimized the  $\chi^2$ , which in this case was the SB template of IR luminosity  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 10$  of Rieke et al. (2009), in combination with the AGN. This IR luminosity is indeed similar to that of NGC 2992 ( $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 10.52$ ; Sanders et al. 2003). The result of the fit is shown in the left-hand panel of Fig. 10. We have quantified the AGN fractional contributions to the total 6, 20 and 30  $\mu\text{m}$  emission and obtained 34, 88 and 81 per cent, respectively. We note that the

#### The IR emission of NGC 2992 1319

scaled AGN template coincides with the nuclear GTC/CC spectrum within the errors, proving the reliability of the method employed here.

By using this method, we are taking advantage of the privileged information of the high angular resolution GTC/CC spectrum. Therefore, we repeated the same process without using this information and we tried to recover the AGN and SF contributions using the average Seyfert 2 CLUMPY torus model fit reported by Ramos Almeida et al. (2011c) as initial AGN template. In this case the fitted AGN component does not match the high angular resolution GTC/CC spectrum and therefore it is necessary to perform an iterative process to obtain a reliable fit. After the first fit, we subtracted the SB template from the *Spitzer*/IRS spectrum, and then fitted the residual with BayesClumpy. We then performed a second fit using the latter MAP model and the SB templates and repeated the process until the solution converged. To quantify that, we used the AGN fractional contributions at the wavelengths listed before. The percentages at 20 and 30  $\mu\text{m}$  converged after the fourth iteration, but at 6  $\mu\text{m}$  convergence is not reached. This is due to the prominent PAH features at 6.2, 7.7 and 8.6  $\mu\text{m}$  of the SB template, which results in an overestimation of the PAHs contribution to the *Spitzer*/IRS spectrum at these wavelengths. The result of this iterative process is shown in the right-hand panel of Fig. 10. The AGN fractional contributions to the total 6, 20 and 30  $\mu\text{m}$  emission are 43, 88 and 85 per cent, respectively. Therefore, we recover the AGN spectrum of NGC 2992 using only the generic torus models from Ramos Almeida et al. (2011c), and we obtain practically identical AGN fractional contributions at 20 and 30  $\mu\text{m}$  using the two methods described here.

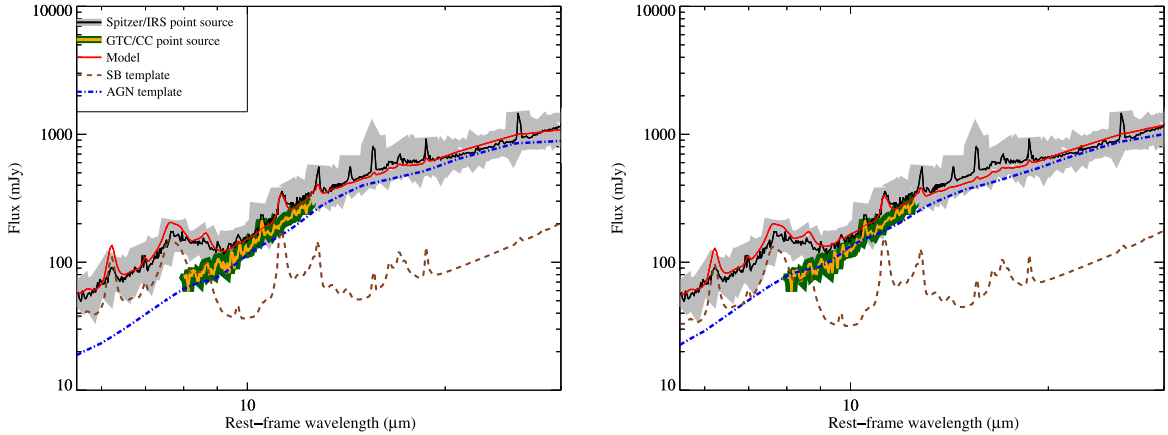
The contribution from SF to the *Spitzer*/IRS spectrum of NGC 2992 is concentrated on the PAH features at 6.2, 7.7, 8.6 and 11.3  $\mu\text{m}$ , as shown Fig. 10. At shorter wavelengths ( $\lambda \lesssim 15$   $\mu\text{m}$ ) the SB component is stronger than the AGN component, with a  $\sim 60$ –70 per cent contribution at 6  $\mu\text{m}$ . However, at longer wavelengths ( $\lambda \gtrsim 15$   $\mu\text{m}$ ) the AGN becomes dominant, reaching  $\sim 90$  per cent at 20–25  $\mu\text{m}$ . At  $\lambda > 25$   $\mu\text{m}$ , the AGN contribution slowly decreases (see also next section), in agreement with the results reported by Mullaney et al. (2011) for a sample of intermediate luminosity AGN ( $L_{2-10\text{keV}} \sim 10^{42-44}$   $\text{erg s}^{-1}$ ), whose 6–100  $\mu\text{m}$  SEDs are best described by a broken power law that generally peaks between 15–20  $\mu\text{m}$ , and finally falls strongly at  $\lambda \gtrsim 40$   $\mu\text{m}$ .

#### 5 PHYSICAL PARAMETERS OF THE CIRCUMNUCLEAR DUST EMISSION OF THE SYSTEM

Dust grains in Seyfert galaxies are heated mainly by SF and nuclear activity, and this radiation is re-emitted in the IR range. The physical properties of large dust grains can be accurately described by a single modified blackbody (Bianchi 2013), and this dust component, heated by the interstellar radiation field, would contain the bulk of the dust mass in a galaxy (Dale et al. 2012). On the other hand, the physical properties of smaller dust grains, i.e. those producing warmer components, are better described by a blend of multiple modified blackbodies with different temperatures (Draine & Li 2007).

For the sake of simplicity, here we will consider single components to describe the shape of the FIR SEDs of NGC 2992 and NGC 2993. This is a similar approach to that used by Pérez García & Rodríguez Espinosa (2001) and Prieto & Acosta-Pulido (2003) to reproduce the IR SED of Seyfert galaxies as the sum of three components: (1) a warm dust component, produced by dust heated

1320 *I. García-Berete et al.*



**Figure 10.** NGC 2992 6–30  $\mu\text{m}$  *Spitzer/IRS* rest-frame spectrum (black solid line), best fit (red solid line), MAP torus model (blue dot–dashed line), and SB template (brown dashed line). Left-hand panel: fit using the MAP torus model fitted to the high angular resolution IR SED of NGC 2992. Right-hand panel: fit using the average Seyfert 2 torus model fit from Ramos Almeida et al. (2011c) and applying an iterative process. The 8–13  $\mu\text{m}$  GTC/CC rest-frame spectrum is shown in both panels for comparison (smoothed with a 2 pixel box; orange line). The uncertainties of the *Spitzer/IRS* and GTC/CC spectra are shown as grey and dark green shaded regions, respectively.

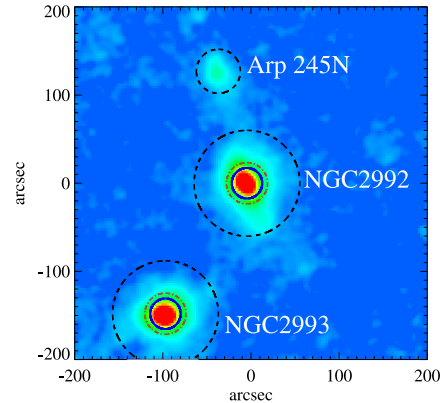
by SF and/or nuclear activity at  $T \sim 120\text{--}170$  K; (2) a cold component ( $T \sim 30\text{--}70$  K), associated with SF regions; and (3) a very cold component ( $T \sim 15\text{--}25$  K), produced by dust heated by the interstellar radiation field. The warm component peaks in the MIR range, and both the cold and very cold dust components are detected in the FIR range.

In the case of the galaxies NGC 2992/93, we consider two different regions to separate the circumnuclear emission from the diffuse and more extended disc emission, as we did in Ramos Almeida et al. (2011b) for the Seyfert 2 galaxy NGC 3081. The circumnuclear region is delimited by a circular aperture of  $\sim 35$  arcsec diameter ( $\sim 6$  kpc), coincident with the largest FWHM of the *Herschel* data (i.e. SPIRE 500  $\mu\text{m}$ ; blue solid circles in Fig. 11). We first extracted *Herschel/PACS* and SPIRE fluxes within such aperture and then subtracted the corresponding galaxy background measured in an adjacent annulus (brown dot–dashed circles in Fig. 11). In the case of the active galaxy NGC 2992 we also subtracted the torus model emission (described in Section 3.1.3), which is the main contributor to the warm dust component in this galaxy. The circumnuclear fluxes are represented as red squares in Fig. 12 and reported in Table 6.

The disc emission is computed as the difference between the total fluxes reported in Table 4 (calculated in apertures of 120 arcsec diameter; black dashed circles in Fig. 11) minus the circumnuclear fluxes. These values are plotted as green circles in Fig. 12 and reported in Table 6.

In order to quantify the temperatures and dust masses of the two components described above, we used the following relation:  $M_{\text{dust}} = D^2 f_{\nu} / \kappa_{\nu} B(T)$  (Hildebrand 1983; Bianchi 2013) to fit the FIR SEDs.  $D$  is the luminosity distance to the galaxy,  $f_{\nu}$  the flux density,  $\kappa_{\nu}$  the absorption opacity of the dust at frequency  $\nu$ ,<sup>8</sup> and  $B(T)$  the Planck function evaluated at temperature  $T$ .

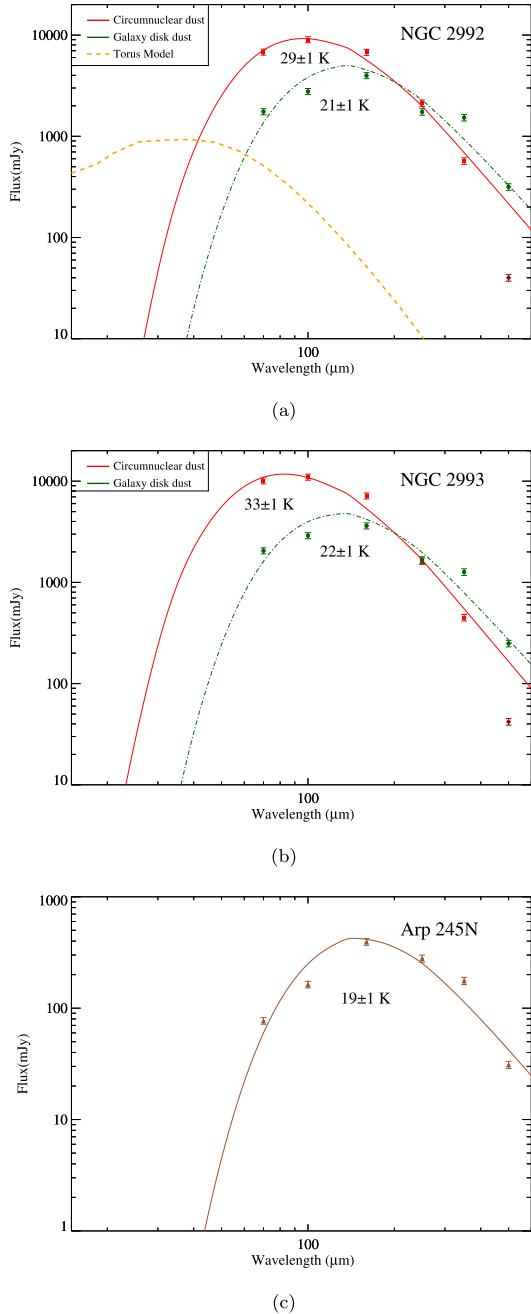
<sup>8</sup> The average absorption cross-section is available at <http://www.astro.princeton.edu/~draine/dust/dustmix.html>. In this paper, we use the  $R_V = 3.1$  MW dust model. See Li & Draine (2001) for further details.



**Figure 11.** Schema of the different apertures used to calculate the circumnuclear and disc emission of NGC 2992/93, and the total flux of Arp 245N. The apertures are overlaid on the 160  $\mu\text{m}$  *Herschel/PACS* image of the system. Blue solid and brown dot–dashed circles correspond to the apertures used to calculate the fluxes of the circumnuclear component and the galaxy background that we subtract from the former to get rid of the underlying disc emission. Black dashed circles correspond to the apertures used to calculate the total galaxy fluxes reported in Table 4. The disc emission is calculated by subtracting the circumnuclear fluxes from the total emission.

The fits to the circumnuclear and disc FIR SEDs of NGC 2992/93 are shown in the top and central panels of Fig. 12.<sup>9</sup> The best fits correspond to dust temperatures of  $29 \pm 1$  K and  $33 \pm 1$  K, respectively (see Table 6). These temperatures explain the similarity between the total MIR-to-FIR SEDs of the two spiral galaxies (see Fig. 7). On the other hand, the SEDs of the discs can be described by a dust component of  $21 \pm 1$  K and  $22 \pm 1$  K, respectively (see Table 6). These temperatures coincide with the lowest values

<sup>9</sup> Note that we excluded the circumnuclear SPIRE 500  $\mu\text{m}$  fluxes from the fits, as they are underestimated because the circumnuclear aperture does not include an important part of the unresolved flux in this band.



**Figure 12.** Top and central panels: fits to the circumnuclear and disc SEDs of NGC 2992/93 (red solid and green dot-dashed lines, respectively). The MAP torus model fitted in Section 3.1.3 is also shown in the case of NGC 2992 (orange dashed line). Bottom panel: SED fit of Arp 245N (solid brown line). Note that in the top and central panels, we represent the circumnuclear SPIRE 500  $\mu\text{m}$  fluxes as dark red diamonds, which are excluded from the fits because they are clearly underestimated (see Section 5).

## The IR emission of NGC 2992 1321

reported by Skibba et al. (2011) for the nearby galaxies in the KINGFISH *Herschel* survey ( $T \sim 20\text{--}35$  K). They are also consistent with the values measured for the coldest dust components of Seyfert galaxies (e.g. Radovich et al. 1999; Bendo et al. 2010; Ramos Almeida et al. 2011b) using *Herschel* data as in this study.

The dust masses that we measure for the two components are reported in Table 6. We obtain similar values for the two spiral galaxies:  $\sim 5\text{--}8 \times 10^6 M_{\odot}$  and  $\sim 15\text{--}20 \times 10^6 M_{\odot}$  for the circumnuclear and galaxy disc components, respectively, with those of NGC 2992 being slightly larger. These dust masses are within the lowest values reported by da Cunha et al. (2010) for a sample of star-forming galaxies, using the  $M_{\text{dust}}$ -star formation rate (SFR) relation ( $M_{\text{d}} \sim 10\text{--}100 \times 10^6 M_{\odot}$  for the galaxies with the highest S/N of the sample).

We also measured total fluxes for the dwarf galaxy Arp 245N in an aperture radius of 25 arcsec, after subtracting the sky background (see Table 6 and Fig. 11).<sup>10</sup> These fluxes are plotted as brown triangles in the bottom panel of Fig. 12, and fitted using a temperature of  $19 \pm 1$  K and a total dust mass of  $M_{\text{dust}} = (3.2 \pm 1.1) \times 10^6 M_{\odot}$ . This low temperature is compatible with dust heated by the interstellar radiation field and the relatively weak MIR emission of the galaxy in the range  $\sim 24\text{--}100 \mu\text{m}$  (see Fig. 7) would be indicating that a significant part of the old stellar population and the interstellar medium of NGC 2992 and NGC 2993 have been stripped from the galaxies during the interaction process undergone by the system.

Finally, we estimated SFRs for the three galaxies in the system using the 70  $\mu\text{m}$  fluxes reported in Table 6 and equation 14 in Rieke et al. (2009). We decided to use the 70  $\mu\text{m}$  fluxes because the 24  $\mu\text{m}$  flux is dominated by the AGN contribution in the case of NGC 2992. However, we checked that we obtain similar SFR estimations for NGC 2993 and Arp 245N when using 24 and 100  $\mu\text{m}$  fluxes. The SFRs that we measure for the two spiral galaxies are very similar considering the errors (see Table 6). For Arp 245N we derive a small SFR ( $\sim 0.03 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ), consistent with the low temperature of the dust and the weak MIR emission.

## 6 DISCUSSION

### 6.1 NGC 2992

NGC 2992 contains a Seyfert 1.9 nucleus, although it has changed its type between Seyfert 1.5 and 2 and it has also exhibited huge variations across all the spectrum (Trippie et al. 2008). The 2–10 keV X-ray luminosity dramatically decreased between 1978 and 1994 (a factor of  $\sim 16$ ; see Table 3) and then increased by roughly the same amount from 1994 to 2005 (Gilli et al. 2000; Yaqoob et al. 2007; Brightman & Nandra 2011). Besides, Glass (1997) reported variability in the NIR, with the source fading from 1978 to 1996, except for a strong outburst in 1988. This IR variability mirrors that detected in the X-ray regime, with the corresponding delay due to the different scales that each emission is probing (Clavel, Wamsteker & Glass 1989; Barvainis 1992; Hönig & Kishimoto 2011). Gilli et al. (2000) explained the extreme variability of NGC 2992 as caused by a retriggered AGN, and in particular, by different stages of the rebuilding of the accretion disc, which the latter authors estimated to range between 1 and 5 yr.

According to the new observations reported here, the nuclear MIR spectrum of NGC 2992 has not changed either in flux or shape from 2007 to 2014. This is in agreement with the scenario proposed

<sup>10</sup> These fluxes are same as those reported in Table 4.

**Table 6.** Fluxes of the circumnuclear (a) and disc (b) components of NGC 2992 and NGC 2993 described in Section 5, total fluxes of Arp 245N and physical properties derived from the SED fits shown in Fig. 12. See Fig. 11 for further details on the different apertures employed.

	70 $\mu\text{m}$ (mJy)	100 $\mu\text{m}$ (mJy)	160 $\mu\text{m}$ (mJy)	250 $\mu\text{m}$ (mJy)	350 $\mu\text{m}$ (mJy)	500 $\mu\text{m}$ (mJy)	Temperature (K)	$M_{\text{dust}}$ ( $10^6 M_{\odot}$ )	SFR ( $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ )
NGC 2992 (a)	6801 $\pm$ 1075	9013 $\pm$ 1424	6759 $\pm$ 1068	2124 $\pm$ 363	570 $\pm$ 97	40 $\pm$ 7	29 $\pm$ 1	7.6 $\pm$ 1.3	2.5 $\pm$ 0.4
NGC 2992 (b)	1751 $\pm$ 277	2776 $\pm$ 439	3981 $\pm$ 629	1743 $\pm$ 298	1530 $\pm$ 262	316 $\pm$ 54	21 $\pm$ 1	19.6 $\pm$ 2.7	0.7 $\pm$ 0.1
NGC 2993 (a)	10083 $\pm$ 1593	10979 $\pm$ 1735	7153 $\pm$ 1130	1625 $\pm$ 278	488 $\pm$ 83	42 $\pm$ 7	33 $\pm$ 1	4.7 $\pm$ 0.8	3.7 $\pm$ 0.6
NGC 2993 (b)	2055 $\pm$ 325	2902 $\pm$ 459	3623 $\pm$ 572	1666 $\pm$ 285	1266 $\pm$ 216	249 $\pm$ 43	22 $\pm$ 1	14.9 $\pm$ 2.0	0.8 $\pm$ 0.1
Arp 245N	77 $\pm$ 9	163 $\pm$ 18	394 $\pm$ 44	279 $\pm$ 32	176 $\pm$ 20	31 $\pm$ 4	19 $\pm$ 1	3.2 $\pm$ 1.1	$\sim$ 0.03

by Gilli et al. (2000), in which the rebuilding of the accretion disc would have been finished in 2005, first stopping the X-ray variability and finally, the IR variability. Monitoring campaigns in the X-ray and the optical/IR are then key to constrain the relative sizes of the AGN internal structures as well as to understand the physics of nuclear activity.

In Section 3.1.3, we derived a column density of  $N_{\text{H}} \sim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$  from the fit of the nuclear SED with clumpy torus models. This column density is much higher than the values derived from X-ray measurements, as e.g. the  $N_{\text{H}} \sim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  reported by Gilli et al. (2000) or the  $N_{\text{H}} = 8 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  reported by Yaqoob et al. (2007). However, Weaver et al. (1996) measured a narrow and prominent Fe  $K\alpha$  line with a large EW ( $\sim 500 \text{ eV}$ ) from X-ray data taken with the *Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics (ASCA)*. The strong Fe  $K\alpha$  line and the Compton-reflection component inferred by Weaver et al. (1996) require the existence of cold dense gas with a column of density of  $N_{\text{H}} \sim 10^{23}\text{--}10^{25} \text{ cm}^{-2}$ , which comprises the value derived from our fit. Moreover, Weaver et al. (1996) associated the lag in the response of these X-ray features to changes in continuum flux, from which they estimated the reprocessor size to be  $\sim 3 \text{ pc}$ . This is roughly in agreement with the torus size derived from our fit ( $R_0 = 1.5 \pm 0.5 \text{ pc}$ ). Therefore, a clumpy torus with the properties derived from the fit performed here is in agreement with the scenario proposed by Weaver et al. (1996). On the other hand, the intermediate covering factor of the torus that we infer from the fit presented in Section 3.1.3 could explain the changes in Seyfert type experienced by NGC 2992 (Trippe et al. 2008).

In Section 4.2, we used clumpy torus models and a set of SB templates to decompose the *Spitzer/IRS* spectrum of NGC 2992, which probes the central kpc of the galaxy. We found an important contribution from SF at short MIR wavelengths ( $\lambda \sim 6\text{--}15 \mu\text{m}$ ; 60–70 per cent), which is concentrated on the PAH features at 6.2, 7.7, 8.6 and 11.3  $\mu\text{m}$ . On the other hand, at  $\lambda \sim 15\text{--}30 \mu\text{m}$ , the AGN dominates the *Spitzer/IRS* spectrum, reaching 90 per cent at 20–25  $\mu\text{m}$ . A similar, but more simplistic approach was taken by Deo et al. (2009) using *Spitzer/IRS* data in mapping-mode.<sup>11</sup> They subtracted the average starburst galaxy spectrum from Brandl et al. (2006) from the *Spitzer/IRS* spectrum after scaling it, aiming to completely remove the 11.3 and 17  $\mu\text{m}$  PAH features from the residual. By using this method, they found that the contribution from the SB increases with wavelength, as opposed to what we find using our spectral decomposition technique. We also tried a fit using clumpy torus models and the Brandl et al. (2006) SB template, but the result did not successfully reproduce the *Spitzer/IRS* spectrum. In addition, from the analysis of the IR photometry performed in Section 4 we know that the AGN emission, in the scales probed by *Spitzer*, becomes dominant at 20–25  $\mu\text{m}$ , in agreement with

the results derived from spectroscopic data. Finally, using the high angular resolution imaging and spectroscopic data of NGC 2992 presented here, we have shown that SF is either suppressed or diluted by the strong AGN radiation field in the inner  $\sim 50 \text{ pc}$  of the galaxy (see Section 3.1.2), as shown by the lack of PAH features in the nuclear spectrum.

## 6.2 The Arp 245 interacting system

As previously mentioned, the interacting system Arp 245 is formed by the two spiral galaxies NGC 2992/93, the dwarf galaxy Arp 245N and two major tidal features. These features consist on two bridges connecting the three galaxies (see Fig. 5). The fact that the tidal features are well developed indicates that the system is seen close after its first encounter (see Duc et al. 2000 and references therein). Furthermore, the northern bridge linking NGC 2992 and Arp 245N is relatively bright and dense, whereas that associated with NGC 2993 appears like a weaker large open ring. The prominence of the two bridges suggests that the two spiral galaxies are experiencing prograde encounters (galaxy spins in the same sense as the flyby; Toomre & Toomre 1972). None the less, the bridges extend  $\sim 16$  and 27 kpc, respectively, which are rather modest extents compared with the long 100 kpc antennas observed in the prototypical interacting galaxy pair NGC 4038/39. However, these lengths are expected for an interacting system in an early phase such as Arp 245, with the bridges still developing. This is confirmed by the numerical modelling performed by Duc et al. (2000), which predicts that the first galaxy encounter happened  $\sim 100 \text{ Myr}$  ago.

According to Tadhunter et al. (2011) and Ramos Almeida et al. (2011a), three main stages can be defined in a galaxy merger sequence: (i) pre-coalescence, (ii) coalescence, and (iii) post-coalescence. In the pre-coalescence phase the two nuclei are observed after the first passage, and immediately before ( $\sim 100 \text{ Myr}$ ) the coalescence of the two nuclei. The peak of AGN activity is expected during coalescence, although during the pre-coalescence most objects tend to also exhibit AGN or SB activity associated with the gas infall produced by the tidal forces at play. This is indeed the case of the galaxy pair NGC 2992/93: NGC 2992 is known to host a Seyfert nucleus, and all the galaxies show circumnuclear SF, as revealed by their FIR luminosities (see Section 3.2) and the  $H\alpha$  imaging presented in Duc et al. (2000).

A more recent study on interacting systems is presented in Lanz et al. (2013), where the authors measured and modelled the galaxy SEDs from the ultraviolet to the FIR, also using *Spitzer* and *Herschel* data to cover the IR range. From this modelling they derived temperatures, dust masses and SFRs for the galaxies in their sample. In addition, Lanz et al. (2013) classify the galaxies in different interaction stages attending to the galaxy morphologies, using a similar classification scheme as in Dopita et al. (2002). They divide the sample in four categories: (1) non-interacting galaxies;

<sup>11</sup> In this work, we are using the *Spitzer/IRS* spectrum of NGC 2992 in staring-mode.

(2) galaxies in a weak integrating system, which are close but show minimal morphological distortion; (3) moderately interacting galaxies showing strong signs of morphological disturbance such as tidal tails; and (4) strongly interacting galaxies in a more evolved stage of the interaction.

As explained above, the Arp 245 system would be in the pre-coalescence stage of the interaction, which would correspond to stages 3/4 of the classification employed by Lanz et al. (2013). For these stages they report average dust masses of  $\sim 1\text{--}4 \times 10^7 M_{\odot}$ , dust temperatures of  $\sim 20\text{--}23$  K, and SFRs of  $\sim 0.6\text{--}7.8 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . These values are consistent with the measurements reported in Table 6 for the disc components of NGC 2992/93, being more similar to the stage 3 values, i.e. moderately integrating galaxies showing strong signs of morphological disturbance.

Using the determined dust masses for the spiral galaxies, we derived gas-to-dust ratios<sup>12</sup> of 70 and 50 for NGC 2992 and NGC 2993, respectively. These ratios are comparable to those measured in other nearby galaxies, including active and non-active galaxies. As an example, see the results obtained for the *Spitzer* IR Nearby Galaxies Survey (Draine et al. 2007).

A remarkable feature is the similarity of the MIR-to-FIR (beyond  $10 \mu\text{m}$ ) emission coming from the two spiral galaxies (see Fig. 7). They are closely matched in luminosity and spectral shape. We can compare the SFRs derived from our FIR data with those obtained by Duc et al. (2000) from  $H\alpha$  imaging. As expected, the largest contribution to the SFR comes from the circumnuclear region (ratio 4–5:1 relative to the disc). Adding the two contributions, we obtain  $3.2$  and  $4.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  for NGC 2992 and NGC 2993, respectively. Duc et al. (2000) reported  $H\alpha$  luminosities of  $1.7$  and  $2.8 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$  for the two spirals, which can be transformed to SFRs, resulting in  $0.7$  and  $1.14 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  for NGC 2992 and NGC 2993, respectively. We corrected these figures for extinction using  $E(B-V) = 0.84$  and  $0.7$  for NGC 2992/93, measured from the recombination lines (Durret & Bergeron 1988). The extinction-corrected values are  $9.1$  and  $9.8 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  for NGC 2992 and NGC 2993, respectively, which are larger than the values that we derive here. However, we note that the average extinction correction that we are using may not be adequate, since the integrated  $H\alpha$  emission comes from regions with different levels of obscuration.

All the tidal features observed in the optical images of the Arp 245 system (Duc et al. 2000) have counterparts in the MIR-to-FIR observations presented here (see Fig. 5), although they show different properties. The galaxy Arp 245N, that is clearly detected in the four *Spitzer*/IRAC bands (from  $3.6$  to  $8 \mu\text{m}$ ), becomes much fainter at  $24$  and  $70 \mu\text{m}$ , and arises again at wavelengths beyond  $100 \mu\text{m}$ . This bimodal emission fits with the hypothesis made by Duc et al. (2000), who proposed this source to be formed by an old stellar population tidally stripped from NGC 2992, plus a minor contribution from young stars formed *in situ* after the interaction. The latter is spectroscopically corroborated by the presence of  $H\alpha$  and  $H\beta$  emission. The EW of  $H\beta$  emission line indicates that the SB started less than  $10$  Myr ago (Duc et al. 2000). Using the PACS  $70 \mu\text{m}$  flux of Arp 245N, we derived a relatively low SFR per unit area ( $\Sigma\text{SFR}$ ):  $\text{Log } \Sigma\text{SFR} \sim -3.3 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ , which is considerably larger than the extinction-corrected value reported by Duc et al. (2000), of  $-2.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ , obtained from the  $H\alpha$  luminosity. This difference could be due to an overestimation of the

<sup>12</sup> The  $H\text{I}$  mass has been taken from Duc et al. (2000). We note that we calculate the gas-to-dust ratios using atomic gas masses, but it is possible that a substantial fraction of the gas mass is in molecular form.

## The IR emission of NGC 2992 1323

extinction correction applied by Duc et al. (2000), who measured  $\text{Log } \Sigma\text{SFR} \sim -3.1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$  before correcting for extinction. The gas-to-dust mass ratio that we measured for Arp 245N is  $\sim 280$ , which might indicate that this region is a  $H\text{I}$  reservoir, where the dust content is relatively low, as well as the SF.

The Arp 245 Bridge is only detected at wavelengths longer than  $160 \mu\text{m}$  (see Fig. 5), indicating the presence of very cold dust. There is no evidence for dust heated by SF activity in this feature, which is corroborated by the lack of ionized gas in the  $H\alpha$  images (Duc et al. 2000). The lack of recent SF in the bridge would indicate that the conditions are not adequate, i.e. the  $H\text{I}$  column density could be below the threshold required for SF to take place.

Summarizing, the MIR-to-FIR maps presented in this work are in good agreement with the system being in an early phase of the interaction between the galaxy pair NGC 2992/93 ( $\sim 100$  Myr after the first encounter). The MIR-to-FIR luminosities indicate that both spirals are relatively bright IR galaxies, with the SF activity mostly concentrated in the circumnuclear regions. On the other hand, the tidal features have not reached the conditions to be active star-forming sites.

IR studies of interacting systems are important to advance in our understanding of the evolution of the gas/dust properties of such systems as the interaction evolves. Our work contributes to this understanding with the analysis of two spiral galaxies in clear interaction, one of them an AGN, and a dwarf galaxy likely stripped from NGC 2992. The different dust properties of the dwarf galaxy and the two spirals provide one more piece of information about how SF and nuclear activity are triggered in galaxy interactions, but similar studies of other interacting systems in different stages of the interaction, including galaxies of different masses and types, are fundamental to derive general conclusions.

## 7 CONCLUSIONS

We have presented *Spitzer* and *Herschel* IR imaging of the interacting system Arp 245, and high angular resolution IR imaging and MIR spectroscopic observations of the Seyfert 1.9 galaxy NGC 2992. For NGC 2992, we have used different methods to recover the nuclear emission from the *Spitzer* and *Herschel* data, and compared it with the ground-based IR observations of this galaxy. We have also studied in detail the circumnuclear and disc emission of the Arp 245 system, and reproduced the FIR SEDs of these two regions with dust models, from which we derived dust temperatures and masses. Our major results are as follows.

(i) The ground-based  $11.2 \mu\text{m}$  image of NGC 2992 has an angular resolution of  $0.32 \text{ arcsec}$  ( $55 \text{ pc}$ ) and reveals faint extended emission along  $\text{PA} \sim 30^\circ$  and out to  $\sim 3 \text{ kpc}$ . The orientation of this extended emission coincides with the semi-major axis of the galaxy.

(ii) The GTC/CC spectrum of the faint MIR extended emission clearly shows the  $11.3 \mu\text{m}$  PAH feature and the  $[\text{SiV}]\lambda 10.5 \mu\text{m}$  emission line once we remove the AGN contribution. Therefore, we conclude that this extended emission is produced, at least in part, by dust heated by SF. Moreover, by comparing the extended and nuclear spectra of the galaxy we conclude that either the PAH features have been destroyed in the inner  $\sim 50 \text{ pc}$  of NGC 2992, or are diluted by the strong AGN continuum.

(iii) The GTC/CC and Gemini/MICHELLE nuclear spectra of NGC 2992, which probe the inner  $\sim 50 \text{ pc}$  of the galaxy, are identical in spite of the time difference between the observations ( $\sim 7$  years) and the different slit orientations. These spectra show  $[\text{SiV}]\lambda 10.5 \mu\text{m}$  emission and no PAH features. This similarity



1324 *I. García-Bernete et al.*

indicates that the X-ray and IR variability previously observed in this galaxy may have stopped after 2007.

(iv) We modelled the nuclear IR SED of NGC 2992 with clumpy torus models, and derived an AGN bolometric luminosity of  $L_{\text{bol}}^{\text{AGN}} = 5.8 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ , consistent with the value estimated from X-ray data:  $L_{\text{bol}}^{\text{X-ray}} = 3.2 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ . We infer a small torus radius of  $\sim 1.2 \text{ pc}$  from the fit, a torus mass of  $M_{\text{torus}} = 9 \times 10^4 M_{\odot}$  and a column density of  $N_{\text{H}} = 3.4 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ . The latter value is consistent with the range reported from X-ray observations of the inner  $\sim 3 \text{ pc}$  of the galaxy.

(v) We calculated nuclear fluxes for NGC 2992 using the *Spitzer* MIR and *Herschel* FIR images and different methods, and we found that we can only recover the nuclear fluxes obtained from high angular resolution data at 20–25  $\mu\text{m}$ , where the AGN emission dominates.

(vi) We decomposed the 5–30  $\mu\text{m}$  *Spitzer*/IRS spectrum, which probes the inner 630 pc of NGC 2992, in AGN and SB components. We found that the SB component dominates the MIR emission at  $\lambda \lesssim 15 \mu\text{m}$ , with  $\sim 60$ – $70$  per cent contribution at 6  $\mu\text{m}$ . At  $\lambda \gtrsim 15 \mu\text{m}$ , the AGN component dominates, reaching 90 per cent at 20  $\mu\text{m}$ , and decreasing rapidly at  $\lambda > 30 \mu\text{m}$ .

(vii) The scaled AGN template derived from the spectral decomposition of the *Spitzer* spectrum agrees well in flux and shape with the GTC/CC nuclear MIR spectrum within the errors, proving the reliability of this method for estimating the SB and AGN contribution to the MIR emission.

(viii) The MIR-to-FIR total SEDs of the interacting galaxies NGC 2992/93 are practically identical in shape and flux. This similarity is likely related to the presence of intense SF in both galaxies, which is heating the dust at similar temperatures.

(ix) We reproduced the FIR emission of the different components of the Arp 245 system using dust models and measured practically the same dust masses, temperatures and SFRs for NGC 2992/93. These measurements are very similar to those reported for non-active interacting systems in the first stages of the interaction.

(x) The MIR-to-FIR maps and cold dust properties presented here are consistent with the Arp 245 system being in an early stage of the interaction between the galaxy pair NGC 2992/93, with the SF activity mostly concentrated in their circumnuclear regions. On the other hand, the tidal features do not seem to have reached the conditions to be active star-forming sites.

## ACKNOWLEDGEMENTS

IGB acknowledges financial support from the Instituto de Astrofísica de Canarias through Fundación La Caixa. This research was partly supported by a Marie Curie Intra European Fellowship within the 7th European Community Framework Programme (PIEF-GA-2012-327934). CRA and IGB acknowledge financial support from the Spanish Ministry of Science and Innovation (MICINN) through project PN AYA2013-47742-C4-2-P. AAH acknowledges funding from the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness under grant AYA2012-31447, which is partly funded by the FEDER program. PE acknowledges support from the Spanish Plan Nacional de Astronomía y Astrofísica under grant AYA2012-31277. OGM acknowledges support from grant AYA2012-39168-C03-01. TDS was supported by ALMA-CONICYT grant number 31130005.

This work is based on observations made with the Gran Telescopio CANARIAS (GTC), installed in the Spanish Observatorio del

Roque de los Muchachos of the Instituto de Astrofísica de Canarias, in the island of La Palma.

This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

Based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the Science and Technology Facilities Council (United Kingdom), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciência e Tecnologia (Brazil) and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina).

Based on observations made with the NASA/ESA *HST*, obtained from the data archive at the Space Telescope Science Institute. STScI is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. under NASA contract NAS 5-26555.

Based on observation made with the *Spitzer Space Telescope*, which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under NASA contract 1407.

Based on observation made with the *Herschel* Observatory, which is an ESA space observatory with science instruments provided by European-led Principal Investigator consortia and with important participation from NASA. PACS has been developed by a consortium of institutes led by MPE (Germany) and including UVIE (Austria); KU Leuven, CSL, IMEC (Belgium); CEA, LAM (France); MPIA (Germany); INAF-IFSI/OAA/OAP/OAT, LENS, SISSA (Italy); IAC (Spain). This development has been supported by the funding agencies BMVIT (Austria), ESA-PRODEX (Belgium), CEA/CNES (France), DLR (Germany), ASI/INAF (Italy) and CICYT/MCYT (Spain). SPIRE has been developed by a consortium of institutes led by Cardiff Univ. (UK) and including Univ. Lethbridge (Canada); NAOC (China); CEA, LAM (France); IFSI, Univ. Padua (Italy); IAC (Spain); Stockholm Observatory (Sweden); Imperial College London, RAL, UCL-MSSL, UKATC, Univ. Sussex (UK); and Caltech, JPL, NHSC, Univ. Colorado (USA). This development has been supported by national funding agencies: CSA (Canada); NAOC (China); CEA, CNES, CNRS (France); ASI (Italy); MCINN (Spain); SNSB (Sweden); STFC, UKSA (UK); and NASA (USA).

The authors are extremely grateful to the GTC staff for their constant and enthusiastic support, specially to Carlos Álvarez. We finally acknowledge useful comments from the anonymous referee.

## REFERENCES

- Adams T. F., 1977, *ApJ*, 33, 19  
 Allen M. G., Dopita M. A., Tsvetanov Z. I., Sutherland R. S., 1999, *ApJ*, 511, 686  
 Alonso-Herrero A., Quillen A. C., Simpson C., Efstathiou A., Ward M. J., 2001, *AJ*, 121, 1369  
 Alonso-Herrero A. et al., 2011, *ApJ*, 736, 82  
 Alonso-Herrero A. et al., 2012a, *MNRAS*, 425, 311  
 Alonso-Herrero A., Pereira-Santaella M., Rieke G. H., Rigopoulou D., 2012b, *ApJ*, 744, 2  
 Alonso-Herrero A. et al., 2013, *ApJ*, 779, L14  
 Alonso-Herrero A. et al., 2014, *MNRAS*, 443, 2766  
 Antonucci R., 1993, *ARA&A*, 31, 473  
 Asensio Ramos A., Ramos Almeida C., 2009, *ApJ*, 696, 2075  
 Asensio Ramos A., Ramos Almeida C., 2013, *MNRAS*, 428, 195  
 Barvainis R., 1992, *ApJ*, 400, 502

- Bendo G. J. et al., 2010, *A&A*, 518, L65
- Bessiere P. S., Tadhunter C. N., Ramos Almeida C., Villar Martín M., 2012, *MNRAS*, 426, 276
- Bianchi S., 2013, *A&A*, 552, AA89
- Bohlin R. C., Savage B. D., Drake J. F., 1978, *ApJ*, 224, 132
- Brandl B. R. et al., 2006, *ApJ*, 653, 1129
- Brightman M., Nandra K., 2011, *MNRAS*, 413, 1206
- Burtscher L. et al., 2013, *A&A*, 558, A149
- Chapman S. C., Morris S. L., Alonso-Herrero A., Falcke H., 2000, *MNRAS*, 314, 263
- Chiar J. E., Tielens A. G. G. M., 2006, *ApJ*, 637, 774
- Clavel J., Wamsteker W., Glass I. S., 1989, *ApJ*, 337, 236
- Colbert E. J. M., Baum S. A., Gallimore J. F., O’Dea C. P., Lehnert M. D., Tsvetanov Z. I., Mulchaey J. S., Caganoff S., 1996, *ApJS*, 105, 75
- Colbert E. J. M., Baum S. A., O’Dea C. P., Veilleux S., 1998, *ApJ*, 496, 786
- Colina L., Fricke K. J., Kollatschny W., Perryman M. A. C., 1987, *A&A*, 178, 51
- Colling M., 2011, PhD thesis, Univ. Oxford
- da Cunha E., Eminian C., Charlot S., Blaizot J., 2010, *MNRAS*, 403, 1894
- Dale D. A. et al., 2012, *ApJ*, 745, 95
- Dale D. A., Helou G., Magdis G. E., Armus L., Díaz-Santos T. Shi. Y., 2014, *ApJ*, 784, 83
- Dasyra K. M., Ho L. C., Netzer H., Combes F., Trakhtenbrot B., Sturm E., Armus L., Elbaz D., 2011, *ApJ*, 740, 94
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H. G., Buta R. J., Jr, Paturel G., Fouqué P., 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. Springer, New York
- Deo R. P., Richards G. T., Crenshaw D. M., Kraemer S. B., 2009, *ApJ*, 705, 14
- Dopita M. A., Pereira M., Kewley L. J., Capaccioni M., 2002, *ApJS*, 143, 47
- Draine B. T., Li A., 2007, *ApJ*, 657, 810
- Draine B. T. et al., 2007, *ApJ*, 663, 866
- Duc P.-A., Brinks E., Springel V., Pichardo B., Weilbacher P., Mirabel I. F., 2000, *AJ*, 120, 1238
- Durret F., Bergeron J., 1987, *A&A*, 173, 219
- Durret F., Bergeron J., 1988, *A&AS*, 75, 273
- Elvis M. et al., 1994, *ApJS*, 95, 1
- Esquej P. et al., 2014, *ApJ*, 780, 86
- Fazio G. G. et al., 2004, *ApJS*, 154, 10
- García-Burillo S. et al., 2014, *A&A*, 567, A125
- García-Lorenzo B., Arribas S., Mediavilla E., 2001, *A&A*, 378, 787
- Gilli R., Maiolino R., Marconi A., Risaliti G., Dadina M., Weaver K. A., Colbert E. J. M., 2000, *A&A*, 355, 485
- Glass I. S., 1997, *MNRAS*, 292, L50
- Glasse A. C., Atad-Ettdgui E. I., Harris J. W., 1997, in Ardeberg A. L., ed., Proc. SPIE Conf. Ser. Vol. 2871, Optical Telescopes of Today and Tomorrow. SPIE, Bellingham, p. 1197
- González-Martín O. et al., 2013, *A&A*, 553, A35
- Griffith M. J. et al., 2010, *A&A*, 518, L3
- Hildebrand R. H., 1983, *QJRAS*, 24, 267
- Hönig S. F., Kishimoto M., 2010, *A&A*, 523, A27
- Hönig S. F., Kishimoto M., 2011, *A&A*, 534, A121
- Hopkins P. F., Quataert E., 2010, *MNRAS*, 407, 1529
- Hopkins P. F., Cox T. J., Kereš D., Hernquist L., 2008, *ApJS*, 175, 390
- Houck J. R. et al., 2004, *ApJS*, 154, 18
- Howell J. H. et al., 2007, *AJ*, 134, 2086
- IRAC Instrument and Instrument Support Teams 2013, IRAC Instrument Handbook 2013, Version 2.0.3, SSC, Pasadena
- Jarrett T. H., Chester T., Cutri R., Schneider S. E., Huchra J. P., 2003, *AJ*, 125, 525
- Lanz L. et al., 2013, *ApJ*, 768, 90
- Lebouteiller V., Barry D. J., Spoon H. W. W., Bernard-Salas J., Sloan G. C., Houck J. R., Weedman D. W., 2011, *ApJS*, 196, 8
- Li A., Draine B. T., 2001, *ApJ*, 554, 778
- Lípari S., Mediavilla E., Díaz R. J., García-Lorenzo B., Acosta-Pulido J., Agüero M. P., Terlevich R., 2004, *MNRAS*, 348, 369
- Lira P., Videla L., Wu Y., Alonso-Herrero A., Alexander D. M., Ward M., 2013, *ApJ*, 764, 159
- McLeod B., 1997, in Casertano S., Jedrzejewski R., Keyes T., Stevens M., eds, Proc. 1997 HST Calibration Workshop, The 1997 HST Calibration Workshop with a New Generation of Instruments. STScI, Baltimore, p. 281
- Malkan M. A., Gorjian V., Tam R., 1998, *ApJS*, 117, 25
- Marinucci A., Bianchi S., Nicastro F., Matt G., Goulding A. D., 2012, *ApJ*, 748, 130
- Mason R. E., Geballe T. R., Packham C., Levenson N. A., Elitzur M., Fisher R. S., Perlman E., 2006, *ApJ*, 640, 612
- Mason R. E., Levenson N. A., Shi Y., Packham C., Gorjian V., Cleary K., Rhee J., Werner M., 2009, *ApJ*, 693, L136
- MIPS Instrument and MIPS Instrument Support Teams 2011, MIPS Instrument Handbook, Version 3, SSC, Pasadena
- Mullaney J. R., Alexander D. M., Goulding A. D., Hickox R. C., 2011, *MNRAS*, 414, 1082
- Müller-Sánchez F., Prieto M. A., Hicks E. K. S., Vives-Arias H., Davies R. I., Malkan M., Tacconi L. J., Genzel R., 2011, *ApJ*, 739, 69
- Muñoz-Mateos J. C. et al., 2009, *ApJ*, 701, 1965
- Mushotzky R. F., 1982, *ApJ*, 256, 92
- Nandra K., Pounds K. A., 1994, *MNRAS*, 268, 405
- Neenkova M., Sirocky M. M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008a, *ApJ*, 685, 147
- Neenkova M., Sirocky M. M., Nikutta R., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008b, *ApJ*, 685, 160
- Nikutta R., Elitzur M., Lacy M., 2009, *ApJ*, 707, 1550
- Ott S., 2010, in Mizumoto Y., Morita K.-I., Ohishi M., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 434, Astronomical Data Analysis Software and Systems XIX. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 139
- Packham C., Radomski J. T., Roche P. F., Aitken D. K., Perlman E., Alonso-Herrero A., Colina L., Telesco C. M., 2005, *ApJ*, 618, L17
- PACS Observer’s Manual 2013, Version 2.5.1, HERSCHEL-HSC-DOC-0832. Herschel Science Centre
- Pereira-Santaella M., Alonso-Herrero A., Rieke G. H., Colina L., Díaz-Santos T., Smith J.-D. T., Pérez-González P. G., Engelbracht C. W., 2010, *ApJS*, 188, 447
- Pérez García A. M., Rodríguez Espinosa J. M., 2001, *ApJ*, 557, 39
- Pilbratt G. L. et al., 2010, *A&A*, 518, L1
- Poglitsch A. et al., 2010, *A&A*, 518, L2
- Prieto M. A., Acosta-Pulido J. A., 2003, *ApJ*, 583, 689
- Quillen A. C., Alonso-Herrero A., Rieke M. J., Rieke G. H., Ruiz M., Kulkarni V., 1999, *ApJ*, 527, 696
- Radomski J. T., Piña R. K., Packham C., Telesco C. M., Tadhunter C. N., 2002, *ApJ*, 566, 675
- Radomski J. T., Piña R. K., Packham C., Telesco C. M., De Buizer J. M., Fisher R. S., Robinson A., 2003, *ApJ*, 587, 117
- Radovich M., Klaas U., Acosta-Pulido J., Lemke D., 1999, *A&A*, 348, 705
- Ramos Almeida C. et al., 2009, *ApJ*, 702, 1127
- Ramos Almeida C., Dicken D., Tadhunter C., Asensio Ramos A., Inskip K. J., Hardcastle M. J., Mingo B., 2011a, *MNRAS*, 413, 2358
- Ramos Almeida C. et al., 2011b, *MNRAS*, 417, L46
- Ramos Almeida C. et al., 2011c, *ApJ*, 731, 92
- Ramos Almeida C. et al., 2012, *MNRAS*, 419, 687
- Ramos Almeida C. et al., 2014, *MNRAS*, 445, 1130
- Rieke G. H. et al., 2004, *ApJS*, 154, 25
- Rieke G. H., Alonso-Herrero A., Weiner B. J., Pérez-González P. G., Blaylock M., Donley J. L., Marcellac D., 2009, *ApJ*, 692, 556
- Roussel H., 2012, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1209.012
- Sanders D. B., Mazzarella J. M., Kim D.-C., Surace J. A., Soifer B. T., 2003, *AJ*, 126, 1607
- Serra P., Trager S. C., van der Hulst J. M., Oosterloo T. A., Morganti R., 2006, *A&A*, 453, 493
- Shu X. W., Yaqoob T., Murphy K. D., Braito V., Wang J. X., Zheng W., 2010, *ApJ*, 713, 1256
- Skibba R. A. et al., 2011, *ApJ*, 738, 89
- SPIRE Handbook 2014, Version 2.5, HERSCHEL-HSC-DOC-0798. Herschel Science Centre
- Tadhunter C. et al., 2011, *MNRAS*, 412, 960

1326 *I. García-Berete et al.*

- Telesco C. M. et al., 2003, in Masanori I., Alan F. M. M., eds, Proc. SPIE Conf. Ser. Vol. 4841, Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes. SPIE, Bellingham, p. 913
- Toomre A., Toomre J., 1972, ApJ, 178, 623
- Treister E., Schawinski K., Urry C. M., Simmons B. D., 2012, ApJ, 758, L39
- Trippe M. L., Crenshaw D. M., Deo R., Dietrich M., 2008, AJ, 135, 2048
- Tristram K. R. W. et al., 2009, A&A, 502, 67
- Turner T. J., Weaver K. A., Mushotzky R. F., Holt S. S., Madejski G. M., 1991, ApJ, 381, 85
- Usui T., Saito M., Tomita A., 1998, AJ, 116, 2166
- Veilleux S., Shopbell P. L., Miller S. T., 2001, AJ, 121, 198
- Weaver K. A., Nousek J., Yaqoob T., Mushotzky R. F., Makino F., Otani C., 1996, ApJ, 458, 160
- Yaqoob T. et al., 2007, PASJ, 59, 283

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.



# 3

---

## Emisión Nuclear y Extensa en el Infrarrojo Medio de las Galaxias Seyfert

En este capítulo se pretende llevar a cabo, por primera vez, un estudio de la emisión nuclear y circumnuclear en el MIR de una muestra completa de 24 galaxias Seyfert limitada en volumen ( $D_L < 40$  Mpc), empleando datos de alta resolución angular (por debajo del segundo de arco). Para ello, empleamos imágenes en la banda N, y cuando es posible también en la banda Q, obtenidas con telescopios localizados en tierra de 8 y 10 metros de diámetro. Concretamente, hacemos uso de imágenes obtenidas por nosotros con el instrumento CanariCam en el GTC, y de imágenes de archivo con la misma resolución angular observadas con los telescopios Gemini y VLT. Utilizando estos datos medimos los flujos nucleares y circumnucleares de las galaxias, e investigamos la morfología y el origen de la emisión en el MIR a diferentes escalas. Además, usamos imágenes de archivo de los telescopios espaciales Spitzer y WISE, de más baja resolución angular (por encima del segundo de arco) pero mayor sensibilidad, para comparar dichas morfologías. Por otra parte, hacemos uso de espectros de archivo del telescopio espacial Spitzer para analizar distintos indicadores de actividad nuclear y formación estelar en la emisión extensa de estas galaxias.

Como se ha explicado anteriormente en la Introducción (Capítulo 1), el hecho de que las galaxias Seyfert sean relativamente cercanas y tengan luminosidades intermedias las convierte en excelentes laboratorios para investigar tanto el mecanismo central como la región circumnuclear. Además, según el modelo unificado de AGN (Antonucci 1993), existe una estructura de polvo con forma toroidal rodeando el mecanismo central. Este toro de polvo absorbe parte de la emisión intrínseca del AGN, reemitiéndola en el IR, con un máximo en el MIR, de acuerdo con los modelos de toro (Nenkova et al. 2008a,b). Asimismo, las observaciones en el MIR permiten estudiar no sólo el polvo calentado por el AGN, sino también por la formación estelar en las galaxias que la presentan. Dado el pequeño tamaño del toro, de sólo unos pocos parsecs (p. ej., Tristram et al. 2009; Burtscher et al. 2013; García-Burillo et al. 2016), la alta resolución angular es fundamental para aislar la emisión del AGN correctamente, así como para distinguir la principal fuente de calentamiento del material circumnuclear. El origen de esta emisión circumnuclear en las galaxias Seyfert sigue sin estar totalmente claro, debido principalmente a la escasez de estudios de alta resolución angular en el MIR (ver apartado 1.9.2).

Para este trabajo se ha seleccionado una muestra completa de galaxias Seyfert y por tanto, representativa de dichas galaxias. El diseño de una muestra completa de AGN se debe realizar teniendo en cuenta una propiedad isotrópica, como por ejemplo los rayos-X duros (Mulchaey et al. 1994; Meléndez et al. 2008a; Diamond-Stanic, Rieke, & Rigby 2009; Rigby, Diamond-Stanic, & Aniano 2009). Para ello, usamos el catálogo de nueve meses de Swift/BAT (Tueller et al. 2008), el cual

utiliza rayos-X muy duros (14-195 keV) que son menos sensibles a los efectos del oscurecimiento que otras bandas más blandas, y que además es uno de los catálogos de AGN más completos hasta la fecha (Winter et al. 2009, 2010; Weaver et al. 2010; Ichikawa et al. 2012; Ueda et al. 2015). Dado que estamos interesados en estudiar las regiones internas de las galaxias Seyfert, seleccionamos todas las galaxias de este tipo en el catálogo y realizamos un corte en distancia ( $D_L < 40$  Mpc), lo que nos deja con una muestra de 24 galaxias Seyfert (8 Sy1 y 16 Sy2) para las cuales tenemos una resolución de  $\lesssim 50$  pc en el MIR.

Los principales conclusiones de este capítulo son las siguientes:

- Empleamos dos métodos diferentes para clasificar las morfologías en el MIR. Según la clasificación visual, la mayoría (83 %) de la muestra presenta morfologías extendidas, mientras que el 17 % restante son puntuales. El método cuantitativo nos indica que la mayoría de la galaxias tienen morfologías extendidas (75 %) y el 25 % son puntuales.
- La emisión extensa en el MIR ( $\sim 400$  pc) que observamos en los datos de alta resolución angular (por debajo del segundo de arco), tiene brillo superficial bajo comparado con la emisión nuclear. No obstante, esta emisión circumnuclear representa el  $\sim 30$  % de la emisión total en el MIR.
- Esta emisión extensa en el MIR es más compacta en los sistemas dominados por el AGN ( $300 \pm 100$  pc) que en aquellos dominados por la formación estelar ( $650 \pm 700$  pc) y en galaxias que están compuestas por ambas contribuciones ( $350 \pm 500$  pc).
- Las galaxias que presentan una morfología puntual en el MIR están orientadas de cara o ligeramente inclinadas. Por otro lado, las galaxias que tienen emisión extensa no tienen un valor preferido para la inclinación.
- Encontramos que la emisión MIR tiene la misma distribución de luminosidades para Sy1 y Sy2, a escalas tanto nucleares como circumnucleares. Este resultado está de acuerdo con las predicciones de los modelos de toro grumoso, si la principal fuente de calentamiento del material circumnuclear es la actividad nuclear.
- La fuerte correlación entre la emisión nuclear en el MIR con los rayos-X (2-10 y 14-195 keV) y con la emisión del [O IV] confirma que la emisión nuclear MIR ( $\sim 70$  pc) en esta muestra está producida por polvo calentado por el AGN.
- En el caso de la emisión circumnuclear encontramos prácticamente los mismos ajustes pero con mayor dispersión. Este resultado sugiere que el AGN domina la emisión en el MIR en los  $\sim 400$  pc centrales de las galaxias, aunque con una cierta contribución de la formación estelar para las galaxias que más se desvían del ajuste.
- Encontramos que los ajustes tanto a escalar nuclear como circumnuclear para Sy1 y Sy2 son consistentes entre sí, indicando que no hay diferencias significativas en la emisión MIR entre ambos tipos.

El trabajo presentado en este capítulo fue publicado en la revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, en el volumen 463, de la página 3531 a la 3555, del año 2016 con el título “**The nuclear and extended mid-infrared emission of Seyfert galaxies**”. Este artículo se adjunta a continuación.



## The nuclear and extended mid-infrared emission of Seyfert galaxies

I. García-Bernete,<sup>1,2★</sup> C. Ramos Almeida,<sup>1,2★</sup> J. A. Acosta-Pulido,<sup>1,2★</sup>  
 A. Alonso-Herrero,<sup>3,4,5</sup> O. González-Martín,<sup>6</sup> A. Hernán-Caballero,<sup>7,8</sup>  
 M. Pereira-Santaella,<sup>9</sup> N. A. Levenson,<sup>10</sup> C. Packham,<sup>5,11</sup> E. S. Perlman,<sup>12</sup>  
 K. Ichikawa,<sup>11</sup> P. Esquej<sup>13</sup> and T. Díaz-Santos<sup>14</sup>

<sup>1</sup>Instituto de Astrofísica de Canarias, Calle Vía Láctea, s/n, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain

<sup>2</sup>Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, E-38206 La Laguna, Tenerife, Spain

<sup>3</sup>Centro de Astrobiología, CSIC-INTA, ESAC Campus, E-28692 Villanueva de la Cañada, Madrid, Spain

<sup>4</sup>Department of Physics, University of Oxford, Oxford OX1 3RH, UK

<sup>5</sup>Department of Physics and Astronomy, University of Texas at San Antonio, One UTSA Circle, San Antonio, TX 78249, USA

<sup>6</sup>Centro de Radioastronomía y Astrofísica (CRyA-UNAM), 3-72 (Xangari), 8701, Morelia, Mexico

<sup>7</sup>Instituto de Física de Cantabria, CSIC-Universidad de Cantabria, E-39005 Santander, Spain

<sup>8</sup>Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera, Facultad de CC. Físicas, Universidad Complutense de Madrid, E-28040 Madrid, Spain

<sup>9</sup>Centro de Astrobiología, CSIC-INTA, Ctra de Torrejón a Ajalvir, km 4, E-28850 Torrejón de Ardoz, Madrid, Spain

<sup>10</sup>Gemini Observatory, Casilla 603, La Silla, Chile

<sup>11</sup>National Astronomical Observatory of Japan, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan

<sup>12</sup>Department of Physics and Space Sciences, Florida Institute of Technology, 150 W. University Blvd., Melbourne, FL 32901, USA

<sup>13</sup>European Space Astronomy Centre (ESAC)/ESA, E-28691 Villanueva de la Cañada, Madrid, Spain

<sup>14</sup>Núcleo de Astronomía de la Facultad de Ingeniería, Universidad Diego Portales, Av. Ejército Libertador 441, Santiago, Chile

Accepted 2016 August 22. Received 2016 August 22; in original form 2016 April 1

### ABSTRACT

We present subarcsecond resolution mid-infrared (MIR) images obtained with 8–10 m-class ground-based telescopes of a complete volume-limited ( $D_L < 40$  Mpc) sample of 24 Seyfert galaxies selected from the *Swift*/Burst Alert Telescope nine month catalogue. We use those MIR images to study the nuclear and circumnuclear emission of the galaxies. Using different methods to classify the MIR morphologies on scales of  $\sim 400$  pc, we find that the majority of the galaxies (75–83 per cent) are extended or possibly extended and 17–25 per cent are point-like. This extended emission is compact and it has low surface brightness compared with the nuclear emission, and it represents, on average,  $\sim 30$  per cent of the total MIR emission of the galaxies in the sample. We find that the galaxies whose circumnuclear MIR emission is dominated by star formation (SF) show more extended emission ( $650 \pm 700$  pc) than active galactic nuclei (AGN)-dominated systems ( $300 \pm 100$  pc). In general, the galaxies with point-like MIR morphologies are face-on or moderately inclined ( $bla \sim 0.4$ – $1.0$ ), and we do not find significant differences between the morphologies of Sy1 and Sy2. We used the nuclear and circumnuclear fluxes to investigate their correlation with different AGN and SF activity indicators. We find that the nuclear MIR emission (the inner  $\sim 70$  pc) is strongly correlated with the X-ray emission (the harder the X-rays the better the correlation) and with the [O IV]  $\lambda 25.89 \mu\text{m}$  emission line, indicating that it is AGN-dominated. We find the same results, although with more scatter, for the circumnuclear emission, which indicates that the AGN dominates the MIR emission in the inner  $\sim 400$  pc of the galaxies, with some contribution from SF.

**Key words:** techniques: high angular resolution – galaxies: active – galaxies: nuclei – galaxies: photometry – galaxies: Seyfert – infrared: galaxies.

\* E-mail: [igarcia@iac.es](mailto:igarcia@iac.es) (IGB); [cra@iac.es](mailto:cra@iac.es) (CRA); [jap@iac.es](mailto:jap@iac.es) (JAAP)

3532 *I. García-Bernete et al.*

## 1 INTRODUCTION

Active galactic nuclei (AGN) are powered by accretion of material onto supermassive black holes (SMBHs), which release enormous quantities of energy in the form of radiation and/or mechanical outflows to the host galaxy interstellar medium. This feedback is fundamental to the formation and evolution of the host galaxies (Hopkins & Quataert 2010). Seyfert galaxies are intermediate-luminosity AGN, characterized by a bright unresolved nucleus generally hosted by a spiral galaxy (Adams 1977). Seyfert galaxies are classified by the presence of broad lines (type 1) or otherwise (type 2) in the optical spectrum (Khachikian & Weedman 1971, 1974), and these types depend on orientation, according to the unified model (Antonucci 1993). This scheme proposes that there is dust surrounding the active nucleus distributed in a toroidal geometry, which obscures the central engines of type 2, and allows a direct view in the case of type 1 sources. The dusty torus absorbs the AGN radiation and, then, reprocesses it to emerge in the infrared (IR), peaking in the mid-IR (MIR;  $\sim 5\text{--}30\ \mu\text{m}$ ), according to torus models (e.g. Pier & Krolik 1992; Efstathiou & Rowan-Robinson 1995; Schartmann et al. 2005; Hönic et al. 2006; Nenkova et al. 2008a,b; Stalevski et al. 2012; Siebenmorgen, Heymann & Efstathiou 2015).

MIR observations of the nuclear regions of active galaxies allow to study the emission of dust heated by the AGN, but also by star formation (SF) when present (e.g. Radomski et al. 2003; Packham et al. 2005; Sales et al. 2013; Alonso-Herrero et al. 2014; Esquej et al. 2014; Ramos Almeida et al. 2014; Ruschel-Dutra et al. 2014; García-Bernete et al. 2015). Prominent features in the MIR spectrum of AGN are the  $9.7\ \mu\text{m}$  silicate feature, and the polycyclic aromatic hydrocarbon (PAH) emission bands, although the latter can be diluted by the bright AGN continuum (see e.g. Alonso-Herrero et al. 2014; Esquej et al. 2014; Ramos Almeida et al. 2014; García-Bernete et al. 2015). The PAH features are often used as indicators of the star formation rate (SFR) of galaxies (see e.g. Peeters, Spoon & Tielens 2004; Wu et al. 2005; Diamond-Stanic & Rieke 2012; Esquej et al. 2014), together with low ionization potential (IP) MIR emission lines such as  $[\text{Ne II}] \lambda 12.81\ \mu\text{m}$  (Spinoglio & Malkan 1992; Ho & Keto 2007; Pereira-Santaella et al. 2010; Spinoglio et al. 2012).

The unprecedented angular resolution achieved by 8–10 m-class ground-based telescopes in the MIR is crucial to correctly separate the nuclear emission from the foreground galaxy emission. As the MIR-emitting torus is compact ( $r < 10\ \text{pc}$ ; see e.g. Tristram et al. 2009; Burtscher et al. 2013), this angular resolution is fundamental to isolate its emission from other emitting sources at larger scales, as well as to disentangle the heating source of the diffuse circumnuclear MIR emission. However, our understanding about the dominant heating source of the dust on these physical scales (inner kpc) remains unclear, because of the paucity of ground-based MIR instruments and the limited size of the samples studied to date (Horst et al. 2008; Gandhi et al. 2009; Levenson et al. 2009; Mason et al. 2012; González-Martín et al. 2013). A major step forward was attained with the publication of the subarcsecond MIR imaging atlas of local AGN (Asmus et al. 2014). These authors presented a compilation of subarcsecond MIR imaging for 253 AGN (204 with nuclear component detected), and found that a large fraction of the galaxies present extended MIR morphologies. They also found that the lower angular resolution data are significantly affected by non-AGN emission, and that the subarcsecond resolution MIR fluxes are generally less than half compared to *Spitzer*/InfraRed Spectrograph (IRS) data in a significant fraction of the sample (31 per cent).

The aim of this work is to study for the first time the nuclear and circumnuclear MIR emission of a complete and volume-limited sample of X-ray-selected Seyfert galaxies (see Section 2) to obtain statistically significant results. Therefore, here we used the nine month *Swift*/Burst Alert Telescope (BAT; Tueller et al. 2008) AGN catalogue, which is a very hard X-ray survey (14–195 keV) to select our AGN sample.

The paper is organized as follows. Sections 2 and 3 describe the sample selection and the observations, respectively. The main results on the MIR emission are presented in Section 4. Section 5 describes the MIR morphological analysis, and in Section 6, we study different MIR correlations with AGN and SF indicators. Finally, in Section 7, we summarize the main conclusions of this work.

Throughout this paper, we assumed a cosmology with  $H_0 = 73\ \text{km s}^{-1}\ \text{Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_m = 0.27$ , and  $\Omega_\Lambda = 0.73$ , and a velocity-field corrected using the Mould et al. (2000) model, which includes the influence of the Virgo cluster, the Great Attractor, and the Shapley supercluster.

## 2 SAMPLE SELECTION

Previous ultraviolet (UV), optical and IR surveys are often incomplete, since UV and optical surveys are missing obscured sources, and IR surveys introduce a bias against dust-free AGN. A complete sample would be designed to select AGN by an isotropic property, such as the hard X-ray emission, which is commonly used as an isotropic indicator of AGN luminosity (see e.g. Mulchaey et al. 1994; Meléndez et al. 2008a; Diamond-Stanic, Rieke & Rigby 2009; Rigby, Diamond-Stanic & Aniano 2009).

The very hard 14–195 keV band of the *Swift*/BAT catalogue is far less sensitive to the effects of obscuration than optical or softer X-ray wavelengths. Indeed, this AGN catalogue is one of the most complete to date (see e.g. Winter et al. 2009, 2010; Weaver et al. 2010; Ichikawa et al. 2012; Ueda et al. 2015).

The sample studied here consists of 24 Seyfert galaxies selected from the nine month catalogue observed with *Swift*/BAT (Tueller et al. 2008), which is flux-limited in the very hard 14–195 keV X-ray band (153 sources). The *Swift*/BAT sources were selected based on a detection at  $4.8\sigma$  or higher. Note that this catalogue is sensitive over 80 per cent of the sky to a flux threshold of  $3.5 \times 10^{-11}\ \text{erg cm}^{-2}\ \text{s}^{-1}$  in the 14–195 keV band and covers one-third of the sky near the ecliptic poles at  $2.5 \times 10^{-11}\ \text{erg cm}^{-2}\ \text{s}^{-1}$ .

We chose the nine month catalogue (Tueller et al. 2008) for selecting our sample, since the sources are bright and nearby, and most of them had archival MIR data when we started this work. Since we are interested in the study of the nuclear and circumnuclear emission of Seyfert galaxies, we selected all the Seyfert galaxies in the nine month catalogue with luminosity distances  $D_L < 40\ \text{Mpc}$ . Considering the average angular resolution of 8–10 m-class ground-based telescopes ( $\sim 0.3\ \text{arcsec}$  in the  $N$  band), this left us with a sample of 24 Seyfert galaxies for which we have a resolution  $\leq 50\ \text{pc}$  in the MIR (hereafter, BAT Complete Seyfert sample at  $D_L < 40\ \text{Mpc}$ ; BCS<sub>40</sub> sample). Here we present high angular resolution MIR imaging observations obtained with 8–10 m-class ground-based telescopes of these galaxies (public and proprietary). See Section 3.1 for further details on the subarcsecond resolution observations.

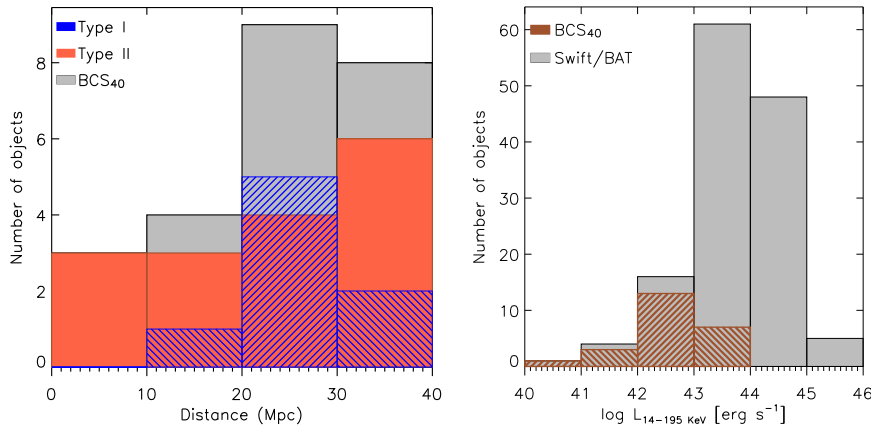
The BCS<sub>40</sub> sample sorted by luminosity distance is shown in Table 1. We present the luminosity distance distribution of the sample in the left panel of Fig. 1. Our sample contains 8 Sy1 and 16 Sy2, with the majority of the galaxies in the 20–40 Mpc range



*The mid-infrared emission of Seyfert galaxies* 3533

**Table 1.** BCS<sub>40</sub> sample sorted by luminosity distance. Right ascension (RA), declination (Dec.), Seyfert type and galaxy inclination (*bla*) were taken from the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED). The redshift,  $D_L$ , and spatial scale were calculated using a cosmology with  $H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_m = 0.27$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.73$  and velocity-field corrected using the Mould et al. (2000) model, which includes the influence of the Virgo cluster, the Great Attractor, and the Shapley supercluster. This galaxy is part of the Virgo Cluster (Binggeli, Sandage & Tammann 1985).

Name	RA (J2000)	Dec. (J2000)	Redshift	Luminosity distance (Mpc)	Spatial scale (pc arcsec <sup>-1</sup> )	Seyfert type	<i>bla</i>
NGC 4395	12h25m48.8s	+33d32m49s	0.0009	3.84	19	1.8	0.83
NGC 5128 (CenA)	13h25m27.6s	-43d01m09s	0.0010	4.28	21	2.0	0.78
NGC 4945	13h05m27.5s	-49d28m06s	0.0011	4.36	21	2.0	0.19
NGC 4051	12h03m09.6s	+44d31m53s	0.0031	12.9	62	1.2	0.75
NGC 6300	17h16m59.5s	-62d49m14s	0.0034	14.0	68	2.0	0.67
NGC 4388	12h25m46.7s	+12d39m44s	0.0101	17.0*	82	2.0	0.19
NGC 4138	12h09m29.8s	+43d41m07s	0.0043	17.7	85	1.9	0.65
NGC 4151	12h10m32.6s	+39d24m21s	0.0049	20.0	96	1.5	0.71
NGC 3227	10h23m30.6s	+19d51m54s	0.0050	20.4	98	1.5	0.67
NGC 7314	22h35m46.2s	-26d03m02s	0.0051	20.9	100	1.9	0.46
NGC 1365	03h33m36.4s	-36d08m25s	0.0052	21.5	103	1.8	0.55
NGC 7582	23h18m23.5s	-42d22m14s	0.0054	22.1	106	2.0	0.42
ESO 005-G004	06h05m41.6s	-86d37m55s	0.0058	24.1	116	2.0	0.21
NGC 7213	22h09m16.3s	-47d10m00s	0.0061	25.1	120	1.5	0.90
NGC 6814	19h42m40.6s	-10d19m25s	0.0062	25.8	123	1.5	0.93
MCG-06-30-015	13h35m53.7s	-34d17m44s	0.0065	26.8	128	1.2	0.60
NGC 5506	14h13m14.9s	-03d12m27s	0.0073	30.1	144	1.9	0.24
UGC 6728	11h45m16.0s	+79d40m53s	0.0078	32.1	153	1.2	0.63
NGC 2110	05h52m11.4s	-07d27m22s	0.0078	32.4	155	2.0	0.76
NGC 2992	09h45m42.0s	-14d19m35s	0.0083	34.4	164	1.9	0.31
NGC 3081	09h59m29.5s	-22d49m35s	0.0083	34.5	164	2.0	0.76
MCG-05-23-016	09h47m40.1s	-30h56m55s	0.0087	35.8	171	2.0	0.45
NGC 3783	11h39m01.7s	-37d44m19s	0.0088	36.4	173	1.2	0.89
NGC 7172	22h02m01.9s	-31d52m11s	0.0092	37.9	180	2.0	0.56



**Figure 1.** Left panel: luminosity distance distribution of the BCS<sub>40</sub> sample. The blue hatched and red filled histograms are the distribution of Sy1 and Sy2 galaxies, respectively. The grey filled histograms correspond to the total BCS<sub>40</sub> sample. Right panel: 14–195 keV X-ray luminosity distribution of the total nine month *Swift*/BAT AGN catalogue (excluding beamed sources – BL Lac objects and blazars) and the BCS<sub>40</sub> sample (grey filled and brown hatched histograms, respectively).

(71 percent of the sample). The median distance of the BCS<sub>40</sub> sample is 24.1 Mpc. Hereafter, the Seyfert types are referred as Sy1 (Seyferts 1, 1.2 and 1.5) and Sy2 (Seyferts 1.8, 1.9 and 2). The closest galaxies in the sample are Sy2, although the median values for Sy1 and Sy2 are relatively similar, 25.8 Mpc

and 22.1 Mpc, respectively. In the right panel of Fig. 1, we present the comparison between the nine month *Swift*/BAT catalogue and BCS<sub>40</sub> sample 14–195 keV X-ray luminosity. The latter corresponds to the lowest luminosity region of the nine month *Swift*/BAT sample.

3534 *I. García-Bernet et al.*

### 3 OBSERVATIONS

In this section, we describe all the MIR observations analysed in this work, which we divide in subarcsecond and arcsecond resolution data.

#### 3.1 Subarcsecond resolution data

Here we describe the subarcsecond resolution MIR imaging data, which are from 8–10 m-class ground-based telescopes. For all subarcsecond resolution MIR observations, the standard MIR chopping and nodding technique was used to remove the time-variable sky background and the thermal emission from the telescope. In addition to the target observations, an image of a point spread function (PSF) standard star was obtained immediately after or before the science target for accurately sampling the image quality, and to allow flux calibration.

In Fig. A1 of Appendix A, we present the  $N$ -band images of the BCS<sub>40</sub> sample, and Table 2 summarizes the details of the observations, as well as the derived galaxy measurements. In the following, we consider that the nucleus is resolved when the full width at half-maximum (FWHM) of the galaxy is larger than the FWHM of the PSF standard star. In Table 2, we also present the classification of the MIR images of the galaxies by comparing the FWHM of the PSF standard star and the galaxy in each band.

##### 3.1.1 Gran Telescopio CANARIAS/CanariCam observations

We obtained MIR images of three Seyfert galaxies (NGC 4388, NGC 3227 and UGC 6728) and their corresponding PSF standard star with the filter Si2 ( $\lambda_c = 8.7 \mu\text{m}$ ) using the instrument CanariCam (CC; Telesco et al. 2003) on the 10.4 m Gran Telescopio CANARIAS (GTC). NGC 4388 and NGC 3227 were observed as part of an ESO/GTC large programme (182.B-2005; Alonso-Herrero et al. 2016), and UGC 6728 as part of proposal GTC43-15A (PI: I. García-Bernet). CC is an MIR (7.5–25  $\mu\text{m}$ ) imager with spectroscopic, coronagraphic and polarimetric capabilities and uses a Si:As impurity band conduction (IBC) detector, which covers a field of view (FOV) of 26 arcsec  $\times$  19 arcsec on the sky and it has a pixel scale of 0.0798 arcsec (hereafter 0.08 arcsec). The chopping and nodding throws were 15 arcsec.

The data reduction was carried out with the REDCAN pipeline (González-Martín et al. 2013), which performs sky subtraction, stacking of individual observation, rejection of the bad frames and flux calibration. The spatial resolution of the image was determined by measuring the FWHM of the PSF standard star. See Table 2 for further details on the observations.

##### 3.1.2 Gemini/T-ReCS observations

We retrieved MIR images of 10 Seyfert galaxies and their corresponding PSF standard stars per filter and science object from the Gemini archive. The images were taken with the Si2 ( $\lambda_c = 8.7 \mu\text{m}$ ) and Qa ( $\lambda_c = 18.3 \mu\text{m}$ ) filters using the instrument Thermal-Region Camera Spectrograph (T-ReCS; Telesco et al. 1998) on the 8.1 m Gemini-South Telescope. T-ReCS is an MIR (8–25  $\mu\text{m}$ ) imager and long-slit spectrograph and uses a Raytheon Si:As IBC detector, which covers an FOV of 28.5 arcsec  $\times$  21.4 arcsec, providing a pixel scale of 0.089 arcsec. See Table 2 for further details on the observations.

We reduced the Gemini/T-ReCS data using the REDCAN pipeline (González-Martín et al. 2013), as described in Section 3.1.1.

##### 3.1.3 Gemini/MICHELLE observations

We compiled data for seven Seyfert galaxies obtained with the instrument MICHELLE (Glasse, Atad-Ettdgui & Harris 1997) on the 8.1 m Gemini-North Telescope. MICHELLE is an MIR (7–26  $\mu\text{m}$ ) imager and spectrograph, which uses an Si:As IBC detector, covering an FOV of 32 arcsec  $\times$  24 arcsec on the sky. Its pixel scale is 0.1005 arcsec. The images were taken with different filters, namely N' ( $\lambda_c = 11.2 \mu\text{m}$ ), Si5 ( $\lambda_c = 11.6 \mu\text{m}$ ), Si6 ( $\lambda_c = 12.5 \mu\text{m}$ ) or Qa ( $\lambda_c = 18.1 \mu\text{m}$ ). See Table 2 for further details on the observations.

The Gemini/MICHELLE data reduction was carried out with the Gemini IRAF<sup>1</sup> packages, particularly with the MIDIR (Tody 1986) reduction task. The Gemini IRAF packages include sky subtraction, stacking of individual images and rejection of bad images. The flux calibration was carried out using the PHOT IRAF task and the image of the PSF standard star to work out the relation between count and flux.

##### 3.1.4 Gemini/OSCIR observations

Two images of the galaxy NGC 4151 were taken with the N ( $\lambda_c = 10.75 \mu\text{m}$ ) and IHW18 ( $\lambda_c = 18.17 \mu\text{m}$ ) filters using the University of Florida MIR camera/spectrometer OSCIR on the 8.1 m Gemini-North telescope. OSCIR uses a Rockwell 128  $\times$  128 Si:As IBC detector. On Gemini North, OSCIR has a plate scale of 0.089 arcsec pixel<sup>-1</sup>, corresponding to an FOV of 11.4 arcsec  $\times$  11.4 arcsec. The chopping and nodding throws were 15 arcsec. See Table 2 for further details on the observations.

We took the fully reduced and flux-calibrated images from Radomski et al. (2003), also presented in Ramos Almeida et al. (2009). The data were reduced using in house-developed IDL routines (see Radomski et al. 2003 for further details on the data reduction).

##### 3.1.5 Very Large Telescope/VISIR observations

We finally compiled MIR images for the rest of the sample (four Seyfert galaxies) taken with different filters (see Table 2) with the instrument VISIR (Lagage et al. 2004) on the Unit 3 of the 8.2 m Very Large Telescope (VLT) telescope (Melipal). VISIR is an MIR (16.5–24.5  $\mu\text{m}$ ) imager and spectrograph, which uses 256  $\times$  256 Si:As IBC detector, covering an FOV of 19.2 arcsec  $\times$  19.2 arcsec and its pixel scale is 0.075 arcsec.

We downloaded the fully reduced and calibrated science data of the galaxies from the Subarcsecond mid-infrared atlas of local AGN<sup>2</sup> (Asmus et al. 2014). In addition, we retrieved PSF standard stars for each observation from the ESO archive.<sup>3</sup> We reduced the PSF standard stars with the VISIR<sup>4</sup> pipeline, which performs flat-fielding correction, bad pixel removal, source alignment, and co-addition of frames are executed to produce a combined image for each filter. See Table 2 for further details on the observations.

<sup>1</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.

<sup>2</sup> <http://dc.zah.uni-heidelberg.de/sasmirala/q/cone/form>

<sup>3</sup> [http://archive.eso.org/eso/eso\\_archive\\_main.html](http://archive.eso.org/eso/eso_archive_main.html)

<sup>4</sup> [http://www.eso.org/observing/dfp/quality/VISIR/pipeline/pipe\\_gen.html](http://www.eso.org/observing/dfp/quality/VISIR/pipeline/pipe_gen.html)

*The mid-infrared emission of Seyfert galaxies* 3535

**Table 2.** Summary of the ground-based MIR imaging observations. Columns from 1 to 6 list the galaxy name, the central wavelength and filter width ( $\mu\text{m}$ ), the filter name, the observation date, the telescope/instrument and the on-source exposure time. Columns 7 and 8 correspond to the FWHM and ellipticity of the nucleus of the galaxy. Column 9 lists the standard deviation of the sky background in  $\text{mJy pixel}^{-1}$  units. Columns 10 and 11 are the same as columns 7 and 8, but for the PSF standard star. Column 12 indicates if the galaxy nucleus is resolved or not. Finally, columns 13–15 correspond to the nuclear fluxes, the corresponding percentages of PSF subtraction used for determining each nuclear flux and the total fluxes. BR corresponds to barely resolved nucleus. Note that † and ‡ correspond to nuclear fluxes calculated using aperture photometry and aperture corrections, when the nucleus is not well defined or the structure of the PSF is not symmetric, respectively.

Name	Wavel. $\lambda_c/\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	Filter name	Observation date	Telescope / instrument	Exposure time (s)	FWHM galaxy (arcsec)	$e_{\text{gal}}$	Stand. dev. ( $\sigma$ )	FWHM PSF (arcsec)	$e_{\text{PSF}}$	Resol. Nuc.	Nuclear flux (mJy)	Best PSF per cent	Total flux (mJy)
NGC 4395	12.5/1.2	Si6	2010/02/05	Gemini/MICHELLE	1011	0.369	–	0.06	0.369	0.03	BR	7	100	9
NGC 5128	8.74/0.78	Si2	2004/05/03	Gemini/T-ReCS	608	0.311	0.07	0.06	0.304	0.05	BR	511	90	611
	18.33/1.5	Qa	2004/05/03	Gemini/T-ReCS	2042	0.442	0.13	0.87	0.533	0.13	×	1473	80	2139
NGC 4945	8.74/0.78	Si2	2006/03/17	Gemini/T-ReCS	261	3.855	0.73	0.08	0.322	0.05	✓	47	...	† 1241
	18.33/1.5	Qa	2006/03/17	Gemini/T-ReCS	261	–	–	1.17	0.524	1.57	–	78	...	† 1765
NGC 4051	11.6/1.1	Si5	2010/02/02	Gemini/MICHELLE	156	0.372	0.07	0.10	0.355	0.07	BR	408	100	438
NGC 6300	8.59/0.84	PAH1	2008/03/22	VLT/VISIR	362	0.320	0.25	0.09	0.246	0.08	✓	141	90	292
	10.49/0.32	SIV	2008/03/22	VLT/VISIR	721	0.383	0.23	0.17	0.281	0.15	✓	71	70	167
	11.25/1.18	PAH2	2008/03/22	VLT/VISIR	362	0.352	0.21	0.09	0.346	0.09	BR	259	90	347
	13.04/0.44	NeII_2	2008/03/22	VLT/VISIR	361	0.398	0.24	0.31	0.365	0.10	BR	474	90	792
NGC 4388	8.7/1.1	Si2	2015/02/01	GTC/CC	1044	0.366	0.39	0.10	0.380	0.13	×	74	70	108
NGC 4138	11.6/1.1	Si5	2010/02/02	Gemini/MICHELLE	259	0.409	–	0.08	0.355	0.07	✓	9	70	12
NGC 4151	10.75/5.2	N	2001/05/07	Gemini/OSCIR	360	0.573	0.13	0.09	0.536	0.06	BR	1452	90	1719
	18.17/1.7	IHW18	2001/05/07	Gemini/OSCIR	480	0.640	0.25	0.63	0.577	0.02	BR	3243	100	4242
NGC 3227	8.7/1.1	Si2	2014/03/17	GTC/CC	627	0.321	0.08	0.08	0.287	0.02	BR	147	80	260
	11.2/2.4	Np	2006/07/04	Gemini/MICHELLE	376	0.401	0.07	0.04	0.424	0.15	×	318	90	436
NGC 7314	8.74/0.78	Si2	2010/08/20	Gemini/T-ReCS	319	0.402	0.11	0.08	0.354	0.07	✓	32	80	48
	18.33/1.5	Qa	2010/09/25	Gemini/T-ReCS	811	0.545	0.11	0.25	0.555	0.12	×	122	80	162
NGC 1365	8.74/0.78	Si2	2011/09/08	Gemini/T-ReCS	145	0.391	0.19	0.10	0.322	0.06	✓	126	60	1111
	18.33/1.5	Qa	2011/09/08	Gemini/T-ReCS	521	0.579	0.26	0.54	0.554	0.10	BR	435	60	1896
NGC 7582	8.74/0.78	Si2	2011/09/07	Gemini/T-ReCS	296	0.359	0.08	0.07	0.409	0.12	×	208	60	863
	18.33/1.5	Qa	2011/09/07	Gemini/T-ReCS	515	0.692	0.35	0.33	0.513	0.11	✓	289	60	2214
ESO 005-G004	8.59/0.84	PAH1	2010/11/13	VLT/VISIR	181	0.536	0.41	0.07	0.255	0.05	✓	7	100	16
	11.25/1.18	PAH2	2010/11/22	VLT/VISIR	1994	0.392	0.22	0.04	0.384	0.17	BR	21	90	27
	11.88/0.74	PAH2_2	2010/11/22	VLT/VISIR	1986	0.381	0.37	0.05	0.365	0.13	BR	27	90	38
	13.04/0.44	NeII_2	2007/10/09	VLT/VISIR	181	0.942	–	0.38	0.534	0.16	✓	89	60	162
	18.72/1.76	Q2	2010/11/16	VLT/VISIR	497	1.696	–	0.62	0.536	0.29	✓	58	30	69
NGC 7213	8.74/0.78	Si2	2010/12/16	Gemini/T-ReCS	145	0.399	0.26	0.12	0.375	0.05	BR	56	90	76
	18.33/1.5	Qa	2007/06/07	Gemini/T-ReCS	319	0.607	0.06	0.74	0.534	0.05	✓	224	80	300
NGC 6814	8.74/0.78	Si2	2009/08/28	Gemini/T-ReCS	145	0.284	0.17	0.11	0.280	0.04	BR	42	90	55
	18.33/1.5	Qa	2009/08/28	Gemini/T-ReCS	203	0.627	–	0.98	0.534	0.11	✓	107	40	153
MCG-06-30-015	8.59/0.84	PAH1	2010/03/10	VLT/VISIR	362	0.281	0.25	0.27	0.216	0.07	✓	121	80	291
	10.49/0.32	SIV	2006/04/14	VLT/VISIR	177	0.314	0.23	0.18	0.296	0.18	BR	308	90	378
	11.25/1.18	PAH2	2006/04/14	VLT/VISIR	181	0.330	0.25	0.14	0.317	0.21	BR	306	80	474
	11.88/0.74	PAH2_2	2010/03/10	VLT/VISIR	362	0.336	0.11	0.35	0.308	0.12	BR	222	70	418
	12.27/0.36	NeII_1	2006/04/14	VLT/VISIR	180	0.350	0.12	0.29	0.336	0.16	BR	304	80	460
NGC 5506	11.2/2.4	Np	2006/04/06	Gemini/MICHELLE	141	0.378	0.04	0.06	0.399	0.12	×	758	80	885
	18.1/1.9	Qa	2006/04/06	Gemini/MICHELLE	109	0.562	0.10	0.63	0.534	0.07	BR	1533	90	2126
UGC 6728	8.7/1.1	Si2	2015/08/01	GTC/CC	695	0.843	–	0.10	0.606	0.21	✓	27	...	‡ 41
NGC 2110	11.2/2.4	Np	2007/03/18	Gemini/MICHELLE	376	0.422	0.06	0.07	0.481	0.10	×	305	80	308
NGC 2992	11.2/2.4	Np	2006/05/12	Gemini/MICHELLE	188	0.372	0.17	0.07	0.325	0.23	✓	159	90	347
	18.1/1.9	Qa	2006/05/12	Gemini/MICHELLE	163	0.561	0.22	0.68	0.537	1.67	BR	513	90	647
NGC 3081	8.74/0.78	Si2	2006/01/25	Gemini/T-ReCS	130	0.310	0.23	0.13	0.296	0.15	BR	75	90	99
	18.33/1.5	Qa	2006/01/25	Gemini/T-ReCS	304	0.623	1.11	0.83	0.561	0.16	BR	364	80	613
MCG-05-23-016	8.99/0.28	ArIII	2007/01/30	VLT/VISIR	699	0.265	0.14	0.09	0.293	0.10	×	349	60	472
	11.88/0.74	PAH2_2	2006/03/12	VLT/VISIR	361	0.338	0.08	0.19	0.335	0.15	BR	599	90	752
	17.65/1.66	Q1	2007/01/30	VLT/VISIR	684	0.483	0.13	0.42	0.461	0.10	BR	1168	80	1640
	18.72/1.76	Q2	2015/12/18	VLT/VISIR	855	0.504	0.22	0.37	0.477	0.27	BR	1463	100	1706
NGC 3783	8.74/0.78	Si2	2012/05/01	Gemini/T-ReCS	145	0.312	0.03	0.12	0.295	0.11	BR	248	90	347
	18.33/1.5	Qa	2012/05/05	Gemini/T-ReCS	319	0.521	0.10	0.59	0.532	0.13	×	989	90	1156
NGC 7172	8.74/0.78	Si2	2011/09/20	Gemini/T-ReCS	145	0.409	0.27	0.10	0.389	0.06	BR	59	80	96
	18.33/1.5	Qa	2001/09/20	Gemini/T-ReCS	348	0.540	–	0.59	0.600	0.09	×	117	70	145

3536 *I. García-Bernete et al.*

### 3.2 Arcsecond resolution data

Here we describe the arcsecond resolution MIR data, which correspond to observations taken with the *Spitzer Space Telescope* and the *Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE)*; Wright et al. 2010), both with lower spatial resolution but higher sensitivity than the ground-based observations described in Section 3.1.

#### 3.2.1 *Spitzer Space Telescope observations*

We compiled arcsecond resolution MIR data of 18 galaxies obtained with the instrument Infrared Array Camera (IRAC; Fazio et al. 2004) using the 8  $\mu\text{m}$  channel (angular resolution  $\sim 1.9$  arcsec). The IRAC FOV is 5.2 arcmin  $\times$  5.5 arcmin on the sky and its pixel scale is 1.2 arcsec. We downloaded the reduced and calibrated mosaiced data from the *Spitzer Heritage Archive (SHA)*. Note that these mosaics are re-sampled to a pixel size of 0.6 arcsec. The 8  $\mu\text{m}$  IRAC data are shown in Fig. A2 of Appendix A. Besides, in Fig. A1 of Appendix A, we also show the comparison between the subarcsecond resolution *N*-band data and the arcsecond resolution 8  $\mu\text{m}$  *Spitzer* images for the nuclear region ( $\leq 650$  pc) of the galaxies.

In addition, low-resolution MIR spectra were retrieved for the whole sample from the Cornell Atlas of *Spitzer/IRS Source (CASSIS*<sup>5</sup> v4; Lebouteiller et al. 2011). The spectra were obtained using the IRS (Houck et al. 2004). The bulk of the observations were obtained in staring mode using the low-resolution ( $R \sim 60$ –120) IRS modules: the short-low (SL; 5.2–14.5  $\mu\text{m}$ ) and the long-low (LL; 14–38  $\mu\text{m}$ ). The spectra were reduced with the *CASSIS* software, using the optimal extraction to get the best signal-to-noise ratio. We only needed to apply a small offset to stitch together the different modules, taking the shorter wavelength module (SL2; 5.2–7.6  $\mu\text{m}$ ) as the basis, which has associated a slit width of 3.6 arcsec. The spectra are shown in Appendix B. Note that for NGC 4138, there is no low-resolution staring mode spectrum. Therefore, we have extracted a spectrum in a 7.7 arcsec aperture diameter from the spectral mapping observations available in the SHA.

#### 3.2.2 *WISE observations*

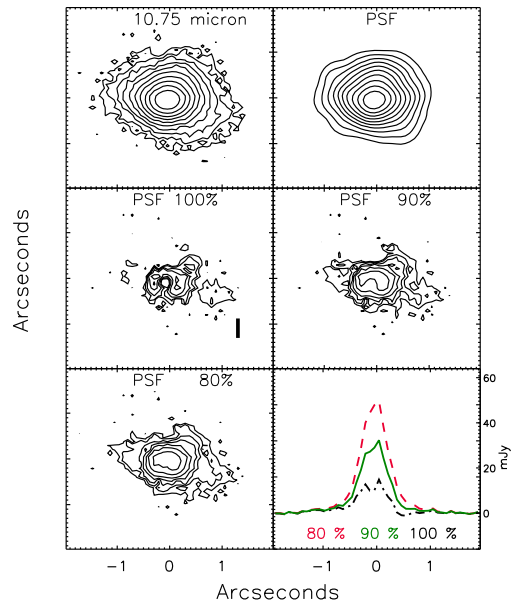
For these galaxies in our sample that do not have IRAC images available and for cases whose IRAC images are saturated, we downloaded MIR images from the *WISE All-Sky Data Release*,<sup>6</sup> taken in the 12  $\mu\text{m}$  band (angular resolution  $\sim 6.5$  arcsec). The *WISE* FOV is 47 arcmin  $\times$  47 arcmin on the sky and its pixel scale is 2.75 arcsec. We downloaded the reduced fully calibrated data. We show the 12  $\mu\text{m}$  *WISE* images in Fig. A2 of Appendix A. Besides, in Fig. A1 of Appendix A, we also include the arcsecond resolution 12  $\mu\text{m}$  *WISE* images in the comparison between the subarcsecond and arcsecond resolution *N*-band images.

## 4 MIR EMISSION

In this section, we study in detail the properties of the inner regions (few hundred parsecs) of the BCS<sub>40</sub> sample.

### 4.1 Subarcsecond resolution nuclear fluxes: subtraction of scaled PSFs

Taking advantage of the angular resolution provided by the ground-based instruments described in Section 3.1, we obtained nuclear



**Figure 2.** MIR ( $\lambda_c = 10.75 \mu\text{m}$ ) GEMINI/OSCIR contours at  $\geq 3\sigma$  of NGC 4151, the PSF standard star and, scaled PSF subtraction at different levels, and 1D profiles of the residuals at 100, 90 and 80 per cent levels (black dot-dashed, solid green and red dashed lines, respectively). The best subtraction is 90 per cent according to the flat galaxy profile shown in the bottom-right panel. North is up, and east to left.

fluxes for all the galaxies in our sample. We used the PSF standard stars to obtain these nuclear fluxes. Fig. 2 shows an example of PSF subtraction at various levels (in  $\geq 3\sigma$  contours) for the MIR ( $\lambda_c = 10.75 \mu\text{m}$ ) GEMINI/OSCIR image of NGC 4151. The method consists in the following: we first matched the PSF-star image (see top-right panel of Fig. 2) to the peak of the galaxy emission, that is, at a 100 per cent level. Then, we subtracted the scaled PSF-star from the galaxy image (see top-left panel of Fig. 2) at different percentage peak levels until we obtained a non-oversubtracted residual image. This is something that we determine by looking at the 1D profile shown in the bottom-right panel of Fig. 2, but also at the contour plots shown in the middle and bottom-left panels (100, 90 and 80 per cent in the case of Fig. 2). The contour plot at 100 per cent subtraction appears clearly oversubtracted in the galaxy nucleus, and the 1D profile as well. The 90 per cent subtraction is the best fit according to the previous criteria. Finally, we measured the unresolved component by integrating the emission in a 1 arcsec radius aperture<sup>7</sup> on the scaled PSF-star image. The host galaxy contribution corresponds to the total galaxy emission minus the scaled PSF (i.e. the residual of the subtraction). This method has been widely tested in ground-based MIR images (e.g. Soifer et al. 2000; Radomski et al. 2002, 2003; Levenson et al. 2009; Ramos Almeida et al. 2009, 2011b, 2014; Mason et al. 2012; García-Bernete et al. 2015; Martínez-Paredes et al. 2015).

The MIR nuclear fluxes calculated using this method are listed in Table 2. The estimated uncertainty of the fluxes determined using

<sup>5</sup> <http://cassis.astro.cornell.edu/atlas/>

<sup>6</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/wise.html>

<sup>7</sup> Note that we carried out the sky subtraction using a concentric ring wide enough to contain a good estimate of the sky background.

*The mid-infrared emission of Seyfert galaxies* 3537

**Table 3.** Details on the MIR and X-ray data. The 8  $\mu\text{m}$  nuclear fluxes were calculated by using a 1  $\mu\text{m}$  window centred at 8  $\mu\text{m}$  in the scaled AGN component (see Section 4.1). Column 1 lists the galaxy name. Columns 2–5 correspond to the subarcsecond resolution nuclear fluxes, the arcsecond resolution nuclear fluxes, the best percentage of PSF subtraction used with the arcsecond resolution data and the 12  $\mu\text{m}$  WISE fluxes. Columns 6 and 7 list the intrinsic 2–10 keV X-ray luminosities and their references. Column 8 and 9 correspond to the 14–195 keV X-ray luminosities and the column densities, respectively, taken from the *Swift*/BAT catalogue (Tueller et al. 2008). Finally, columns 10 and 11 list the [Ne II] and [O IV] emission line luminosities and column 12 corresponds to their references. References: (a) Nardini & Risaliti (2011); (b) de Rosa et al. (2012); (c) Vaughan et al. (2011); (d) Liu et al. (2014); (e) Rivers, Markowitz & Rothschild (2011); (f) Brightman & Nandra (2011); (g) Winter et al. (2009); (h) Shu, Yaqoob & Wang (2010); (i) Eguchi et al. (2011); (j) Weaver et al. (2010); (k) Goulding & Alexander (2009); (l) Pereira-Santaella et al. (2010).

Name	$F_{\text{Nuc}}^{\text{Sub}}$ 8 $\mu\text{m}$ (mJy)	$F_{\text{Nuc}}^{\text{Arc}}$ 8 $\mu\text{m}$ (mJy)	Best ArcRes per cent subt.	$F_{\text{WISE}}$ 12 $\mu\text{m}$ (mJy)	$L_{2-10\text{keV}}$ ( $10^{41}$ erg s $^{-1}$ )	2–10 keV Ref.	$L_{14-195\text{keV}}$ ( $10^{41}$ erg s $^{-1}$ )	$\log N_{\text{H}}$ ( $\text{cm}^{-2}$ )	$L_{[\text{Ne II}]}$ (12.81 $\mu\text{m}$ ) ( $10^{39}$ erg s $^{-1}$ )	$L_{[\text{O IV}]}$ (28.89 $\mu\text{m}$ ) ( $10^{39}$ erg s $^{-1}$ )	MIR lines Ref.
NGC 4395	2	14	90	11	0.07	a	0.46	22.30	$0.08 \pm 0.01$	$0.14 \pm 0.01$	j
NGC 5128	564	861	IRS	2833	2.45	b	16.40	22.74	4.23	2.88	j
NGC 4945	12	1856	IRS	2831	1.40	b	4.41	24.60	$15.90 \pm 1.40$	$1.12 \pm 0.30$	k
NGC 4051	183	247	80	468	2.36	c	9.16	20.47	$3.92 \pm 0.18$	$7.36 \pm 0.41$	j
NGC 6300	140	285	IRS	467	9.17	b	21.34	23.34	$2.70 \pm 0.14$	$6.91 \pm 0.53$	k
NGC 4388	74	223	70	454	102.40	b	87.48	23.63	$25.80 \pm 1.60$	$108.00 \pm 9.00$	j
NGC 4138	3	12	90	38	1.85	d	7.87	22.90	$1.21 \pm 0.19$	$0.76 \pm 0.07$	j
NGC 4151	746	1005	IRS	1650	1039.00	e	179.00	22.48	64.10	113.00	j
NGC 3227	79	192	60	508	20.49	e	64.23	22.80	$32.40 \pm 3.40$	$32.3 \pm 1.20$	j
NGC 7314	23	47	50	112	36.78	d	29.79	21.79	$4.69 \pm 0.39$	$36.40 \pm 4.10$	j
NGC 1365	84	433	IRS	1942	32.52	f	39.82	23.60	$89.40 \pm 9.70$	$80.40 \pm 4.90$	j
NGC 7582	57	171	IRS	1309	64.84	g	39.15	22.98	$147.00 \pm 2.00$	$133.00 \pm 1.00$	j
ESO 005-G004	5	29	50	167	11.07	g	29.19	23.88	$11.60 \pm 0.10$	$3.12 \pm 0.13$	j
NGC 7213	31	124	60	239	14.47	d	39.20	20.60	$20.70 \pm 1.00$	$2.07 \pm 0.44$	j
NGC 6814	29	79	90	116	26.52	d	49.38	20.76	5.73	21.50	l
MCG-06-30-015	99	134	IRS	334	33.06	h	64.45	21.67	$3.61 \pm 0.10$	$20.20 \pm 0.10$	j
NGC 5506	638	936	IRS	1051	161.10	e	255.80	22.53	$99.50 \pm 3.60$	$274.00 \pm 1.00$	j
UGC 6728	21	21	IRS	44	7.23	d	45.62	20.65	$1.73 \pm 0.44$	$5.68 \pm 1.00$	j
NGC 2110	160	174	IRS	370	48.87	h	321.50	22.57	$75.60 \pm 6.70$	$57.40 \pm 4.30$	j
NGC 2992	79	147	50	313	7.03	d	93.45	22.00	$76.00 \pm 5.20$	$162.00 \pm 1.00$	j
NGC 3081	51	135	80	266	231.20	i	125.30	23.52	$18.00 \pm 1.70$	$171.00 \pm 1.20$	j
MCG-05-23-016	262	336	IRS	633	105.00	b	335.80	22.47	$27.80 \pm 0.10$	$42.90 \pm 11.70$	j
NGC 3783	140	317	IRS	668	84.81	e	255.20	22.47	$31.40 \pm 1.30$	$62.20 \pm 0.10$	j
NGC 7172	75	245	IRS	265	128.00	b	213.10	22.89	$55.00 \pm 4.20$	$73.20 \pm 5.90$	j

PSF subtraction is  $\sim 15$  per cent, which includes also the photometric calibration uncertainty (see Alonso-Herrero et al. 2014, 2016 for further details).

Once we obtained the subarcsecond resolution MIR nuclear fluxes (hereafter nuclear fluxes), we can quantify the circumnuclear MIR emission of the galaxies by subtracting the nuclear emission from the total fluxes. To determine the apertures containing the total flux for each galaxy, we used increasing apertures in order to construct a photometric profile (flux versus aperture radius) and chose the aperture which contains  $\sim 95$  per cent of the maximum of the profile. Table 2 shows these total fluxes.

As we have MIR observations obtained with different filters (see Table 2), we used the nuclear fluxes calculated as described above and the *Spitzer*/IRS spectra of the galaxies to obtain homogeneous nuclear fluxes at 8  $\mu\text{m}$ .<sup>8</sup> The process involves using spectral decomposition in AGN, PAH and stellar emission components to estimate the AGN contribution of the IRS spectra. To do so, we used the DEBLENDIRS<sup>9</sup> routine (Hernán-Caballero et al. 2015) and the MIR nuclear fluxes in the various filters as priors to constrain the flux of the AGN component. Once we derived the AGN contribution, we

used it to extrapolate our nuclear fluxes to 8  $\mu\text{m}$  for all the galaxies. In Table 3, we list these nuclear fluxes. See Appendix B for further details on the spectral decomposition.

#### 4.2 Comparison with arcsecond resolution MIR data

In order to compare the subarcsecond and arcsecond resolution MIR data, we calculate 8  $\mu\text{m}$  arcsecond resolution nuclear fluxes. To do that, we also used the PSF subtraction method to try to recover the nuclear emission from the lower angular resolution *Spitzer*/IRAC images at 8  $\mu\text{m}$ .<sup>10</sup>

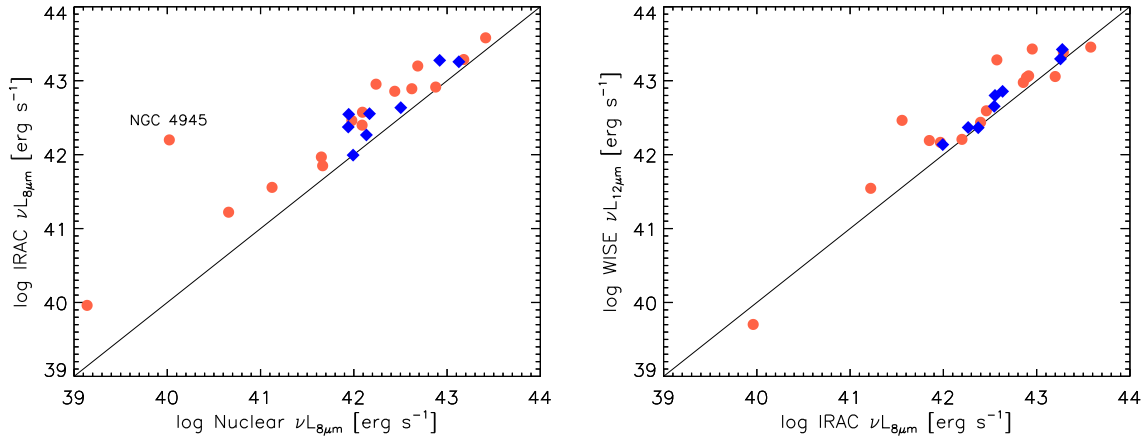
In the case of the IRAC data, we used the core point response functions (PRFs).<sup>11</sup> Note that the core PRFs are the most adequate for the PSF-fitting photometry due to the faithful size and structure of the PRF centre. However, these PRFs do not include the extended region of the PRF wings. Therefore, to take into account the wings, we have used scaled core PRFs to derive the nuclear fluxes and then multiplied them by the factor between the core and the extended PRFs fluxes to obtain realistic values of the nuclear emission. We

<sup>8</sup> We chose 8  $\mu\text{m}$  as our wavelength of reference since this is the wavelength of the *Spitzer* images.

<sup>9</sup> <http://www.denebola.org/ahc/deblendIRS/>

<sup>10</sup> For the galaxies whose IRAC images are saturated, we calculate arcsecond resolution nuclear fluxes from the IRS spectra (see Table 3).

<sup>11</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/>

3538 *I. García-Bernete et al.*

**Figure 3.** Left-hand panel: arcsecond resolution 8  $\mu\text{m}$  IRAC nuclear luminosities versus subarcsecond resolution nuclear luminosities at 8  $\mu\text{m}$ . Right-hand panel: arcsecond resolution 8  $\mu\text{m}$  IRAC nuclear luminosities versus arcsecond resolution 12  $\mu\text{m}$  *WISE* luminosities. Blue diamonds and red circles are Sy1 and Sy2 galaxies, respectively. We plot the 1:1 line for comparison.

list the arcsecond resolution nuclear fluxes calculated using this method in Table 3 (see Section 4.1 for further details).

In the left-hand panel of Fig. 3, we show the comparison between the arcsecond and subarcsecond resolution nuclear 8  $\mu\text{m}$  luminosities. As expected, the lower angular resolution nuclear fluxes are generally larger than the subarcsecond resolution nuclear fluxes, being the median value of the ratio between subarcsecond and arcsecond resolution nuclear emission  $0.44 \pm 0.05$ . Note that the median value of this ratio is smaller for Sy2 ( $0.38 \pm 0.06$ ) than for Sy1 ( $0.74 \pm 0.09$ ) galaxies. We only recover the subarcsecond nuclear fluxes, using the lower angular resolution MIR data, for the galaxies UGC 6728 and NGC 2110. These are the only galaxies in the BCS<sub>40</sub> sample with a >90 per cent AGN contribution to the *Spitzer*/IRS spectrum (see Appendix B). On the other hand, the point deviating the most from the 1:1 line is NGC 4945, which has the most extended MIR emission of the BCS<sub>40</sub> sample.

We checked the relation between the arcsecond resolution 8  $\mu\text{m}$  IRAC nuclear emission and the *WISE* photometry (see the right-hand panel of Fig. 3). We retrieved the *WISE* photometry from the *WISE* Source Catalogue,<sup>12</sup> which were performed using a point source profile-fitting (angular resolution  $\sim 6.5$  arcsec at 12  $\mu\text{m}$ ). We found that the majority of the *WISE* fluxes are larger than the IRAC fluxes, likely due to the larger scales probed by *WISE* and to the possible contribution of the 11.3  $\mu\text{m}$  PAH feature.

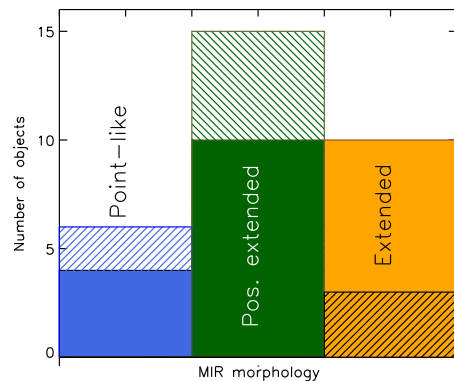
We note that we are not taking into account variability effects in the previous comparisons. However, the variability is not expected to be very important in the MIR, according to simulations and observations. Simulations predict longer variability time-scales in the MIR than in the optical (e.g. Hönl & Kishimoto 2011) and, using *Spitzer* data, García-González et al. (2015) found that the contribution of MIR-variable AGN to the general AGN population is small.

## 5 MORPHOLOGICAL ANALYSIS

### 5.1 Parsec-scale morphologies

In Fig. A1 of Appendix A, we show the subarcsecond resolution MIR data for the BCS<sub>40</sub> sample. We used different methods, which we describe below, to classify the MIR morphologies on scales of  $\sim 400$  pc (average value of the sample) using the ground-based MIR images for each galaxy.

First, we classified by eye the extension of the MIR emission following the same method as in Asmus et al. (2014): (a) point-like nucleus with no extended emission; (b) possibly extended emission, marginal extension; and (c) extended emission, with significant and consistent extension. For further details on the high angular resolution morphologies, see Fig. 4 and Fig. A1 of Appendix A. A large fraction of the sample show extended or possibly extended MIR morphologies (83 per cent; see Table 4), with a variety of structures and features. In Appendix A, we also present the comparison



**Figure 4.** Classification of the BCS<sub>40</sub> morphologies from the MIR subarcsecond resolution images. The filled and hatched histograms represent the visual and quantitative classifications, respectively. Blue, green and orange histograms correspond to point-like, possibly extended and extended morphologies.

<sup>12</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-dd>

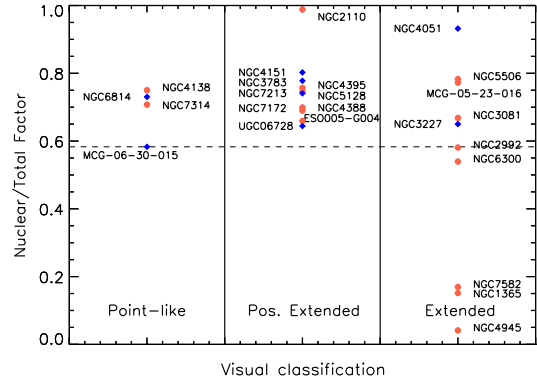
**Table 4.** MIR morphological classification. Columns 1–4 list the galaxy name, the visual classification, the ratio between nuclear and total fluxes, and the presence or not of PSF subtraction residuals at  $\geq 3\sigma$ . Column 5 lists the strength of the extended emission, which was calculated by using the ratio between nuclear and total fluxes, and the PSF subtraction residuals. See Section 5.1 for details.

Name	Visual class.	Nuclear versus total flux	Res. Sub $3\sigma$	Quantitative class.
NGC 4395	Pos. ext.	0.76	×	Point-like
NGC 5128	Pos. ext.	0.75	✓	Pos. ext.
NGC 4945	Extended	0.04	–	Extended
NGC 4051	Extended	0.93	✓	Pos. ext.
NGC 6300	Extended	0.54	✓	Pos. ext.
NGC 4388	Pos. ext.	0.69	✓	Pos. ext.
NGC 4138	Point-like	0.75	✓	Pos. ext.
NGC 4151	Pos. ext.	0.80	✓	Pos. ext.
NGC 3227	Extended	0.65	✓	Pos. ext.
NGC 7314	Point-like	0.71	×	Point-like
NGC 1365	Extended	0.15	✓	Extended
NGC 7582	Extended	0.17	✓	Extended
ESO 005-G004	Pos. ext.	0.66	×	Point-like
NGC 7213	Pos. ext.	0.74	×	Point-like
NGC 6814	Point-like	0.73	×	Point-like
MCG-06-30-015	Point-like	0.58	✓	Pos. ext.
NGC 5506	Extended	0.78	✓	Pos. ext.
UGC 6728	Pos. ext.	0.64	–	Pos. ext.
NGC 2110	Pos. ext.	0.99	✓	Pos. ext.
NGC 2992	Extended	0.58	✓	Pos. ext.
NGC 3081	Extended	0.67	✓	Pos. ext.
MCG-05-23-016	Extended	0.77	✓	Pos. ext.
NGC 3783	Pos. ext.	0.78	✓	Pos. ext.
NGC 7172	Pos. ext.	0.70	×	Point-like

between the arcsecond and subarcsecond resolution data in the  $N$  band. In some cases, we can identify similar structures and orientations of the extended MIR emission (ESO 005-G004, NGC 2992, NGC 3227, NGC 3783, NGC 4945 and NGC 7172). However, for the majority of the targets, the IRAC PSF is larger than the extent of the subarcsecond resolution MIR emission. Therefore, the high angular resolution data are crucial to study the circumnuclear emission of Seyfert galaxies.

Secondly, we used the high angular resolution nuclear and total fluxes to evaluate the strength of the nuclear emission against the total emission. To do so, we calculated the compactness factor as the ratio between the nuclear and total flux. Since we have heterogeneous photometry, we calculated the compactness factor for each galaxy using the average ratio of all the bands available. Using this factor and comparing it with the results from the visual classification, we find that our sample is dominated by galaxies whose circumnuclear emission has low surface brightness compared with the nuclear emission (see Fig. 5). The horizontal black dashed line in Fig. 5 corresponds to the minimum value of the compactness factor for point-like morphologies ( $\sim 0.6$ ). The overall majority of the extended and possibly extended galaxies are above this value. This is due to the low surface brightness of the extended emission (e.g. MCG-05-23-016, NGC 2992, NGC 3081, NGC 3227, NGC 4051 and NGC 5506). Therefore, in addition to quantitative methods, it is important to perform visual classifications in order to detect low surface brightness extended MIR emission when present. On the other hand, there are few galaxies with bright extended emission (see Table 4 and Fig. 5).

## The mid-infrared emission of Seyfert galaxies 3539



**Figure 5.** Comparison between the morphological classifications by eye and using the nuclear versus high angular resolution total flux ratio. Blue diamonds and red circles are Sy1 and Sy2 galaxies, respectively. The horizontal black dashed line corresponds to the minimum value of the compactness factor for point-like morphologies.

Thirdly, we use the residuals from the PSF subtraction method described in Section 4.1 and we found that most of the galaxies ( $\sim 75$  percent) show residuals at  $\geq 3\sigma$ , which correspond to the circumnuclear emission (see Table 4).

Finally, using the two quantitative methods described above, we can calculate the strength of the extended emission and compare it with the visual classification. Thus, by using the nuclear to total flux ratio and the  $3\sigma$  residuals, we consider the MIR morphologies: (1) point-like, when there is  $\geq 50$  percent nuclear contribution to the total flux and no  $3\sigma$  residuals; (2) possibly extended, when there is  $\geq 50$  percent nuclear contribution to the total flux and  $3\sigma$  residuals; and (3) extended, when there is  $\leq 50$  percent nuclear contribution to the total flux and  $3\sigma$  residuals. The result of this classification is shown in Table 4 and Fig. 4.

Using different methods to classify the MIR morphologies, we found, from visual classification, that the majority of the sample show extended or possibly extended morphologies (83 percent) and 17 percent are point-like. From the quantitative classification, we found that most of the galaxies present extended or possibly extended emission (75 percent) and 25 percent are point-like. Therefore, there is a good agreement between the results obtained using the qualitative and quantitative methods (see Fig. 4). This extended emission represents, on average,  $\sim 30$  percent of the total emission of the BCS<sub>40</sub> sample ( $\sim 25$  percent for Sy1 and  $\sim 30$  percent for Sy2).

We found that 87 percent of the Sy2 in the BCS<sub>40</sub> show extended MIR morphologies, versus 75 percent for Sy1 galaxies. We used the Fisher's exact test method and we found that this difference is not significant.

The percentage of point-like morphologies measured for the BCS<sub>40</sub> sample is in agreement with the results reported by Asmus et al. (2014) for a sample of 204 AGN detected in the MIR with ground-based instruments (19 percent). However, we found a larger contribution of extended or possibly extended MIR morphologies (75–83 percent of the BCS<sub>40</sub> sample) than the 47 percent (21 percent extended and 26 percent possibly extended) reported by Asmus et al. (2014).<sup>13</sup> The differences between the MIR

<sup>13</sup> The remaining 34 percent of the sample studied in Asmus et al. (2014) corresponds to galaxies with unknown extension due to insufficient data.

3540 *I. García-Bernete et al.*

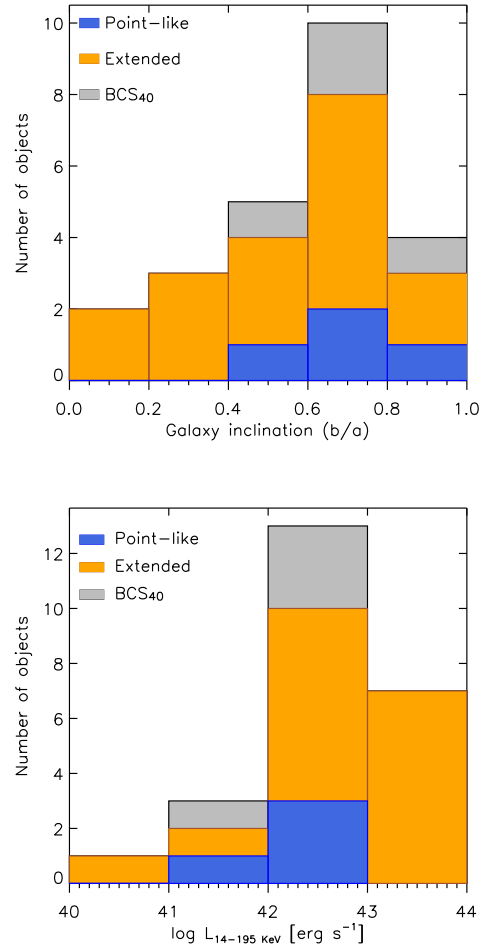
morphologies of the two samples could be related with a distance effect, since the median value of the distance for the sample analysed by Asmus et al. (2014) is 71.7 Mpc, whereas for our sample is 24.1 Mpc.

Previous studies of LIRGs and ULIRGs based on ground-based MIR data as those presented here concluded that AGN are, in general, less extended than SF-dominated systems (e.g. Díaz-Santos et al. 2010; Díaz-Santos et al. 2011; Imanishi et al. 2011). Díaz-Santos et al. (2010) found that, on average, the MIR continuum becomes more compact than the PAH emission as the MIR is increasingly dominated by the AGN. In Imanishi et al. (2011), the authors studied a sample of 18 ULIRGs and found that SF-dominated galaxies have more extended emission, with low surface brightnesses, than AGN-dominated galaxies, which show more compact MIR morphologies. Soifer et al. (2001) found different sizes (ranging from 100 pc to 1.5 kpc) for the MIR emission using ground-based data of a sample of starburst galaxies. These sizes are in good agreement with our results, as we found that the extended MIR emission in AGN-dominated systems is more compact ( $300 \pm 100$  pc) than in SF-dominated systems ( $650 \pm 700$  pc) and composite galaxies ( $350 \pm 500$  pc). The classification of the galaxies as AGN-dominated, SF-dominated and composite comes from the spectral decomposition of the *Spitzer*/IRS spectra (see Appendix B).

We finally checked whether the different MIR morphologies that we find are related to galaxy inclination and/or luminosity. Using the visual classification method, we found that the galaxies with point-like MIR morphologies are face-on or moderately inclined ( $b/a \sim 0.4-1.0$ ). On the other hand, the galaxies which are extended in the MIR have different values of  $b/a$ , from edge-on to face-on (see top panel of Fig. 6). Regarding the AGN luminosity, we found the galaxies with point-like morphologies having intermediate luminosities within the range covered by the galaxies showing extended morphologies (see bottom panel of Fig. 6).

## 5.2 Kpc-scale morphologies

Despite the fact that a large fraction of the sample (75–83 per cent) show extended morphologies, most of this extended emission is compact and concentrated close to the nuclear region, and it has low surface brightness compared with the nuclear emission. Only six Sy2 galaxies present extended MIR emission at large scales ( $>400$  pc, which is the sample average value) in the high angular resolution MIR data. These galaxies were previously studied in the MIR: (1) NGC 4945 (Imanishi et al. 2011); (2) NGC 1365 (Alonso-Herrero et al. 2012); (3) NGC 7582 (Wold & Galliano 2006; Wold et al. 2006); (4) NGC 5506 (Roche et al. 2007); (5) NGC 2992 (García-Bernete et al. 2015); and (6) NGC 3081 (Ramos Almeida et al. 2011a). Here we make a comparison between this large-scale MIR emission as detected in the arcsecond and subarcsecond resolution data. In Fig. 7, we show the arcsecond resolution  $8 \mu\text{m}$  IRAC or  $12 \mu\text{m}$  *WISE* images and the subarcsecond resolution  $N$ - and  $Q$ -band images of these galaxies. The extended emission detected in the high angular resolution data has a similar structure and orientation than those detected in the IRAC or *WISE* images on the same scales (see Fig. 7). For four/six of these galaxies (NGC 1365, NGC 2992, NGC 4945 and NGC 7582), the bulk of this extended emission is due to SF activity, while for NGC 3081 and NGC 5506 is mainly produced by the AGN activity. Although these four galaxies show strong PAH features in their IR spectra, there are other galaxies in the sample with strong PAH features as well which do not show extended emission at large scales (e.g. NGC 7172 and ESO 005-G004). Perhaps, the circumnuclear regions of these six



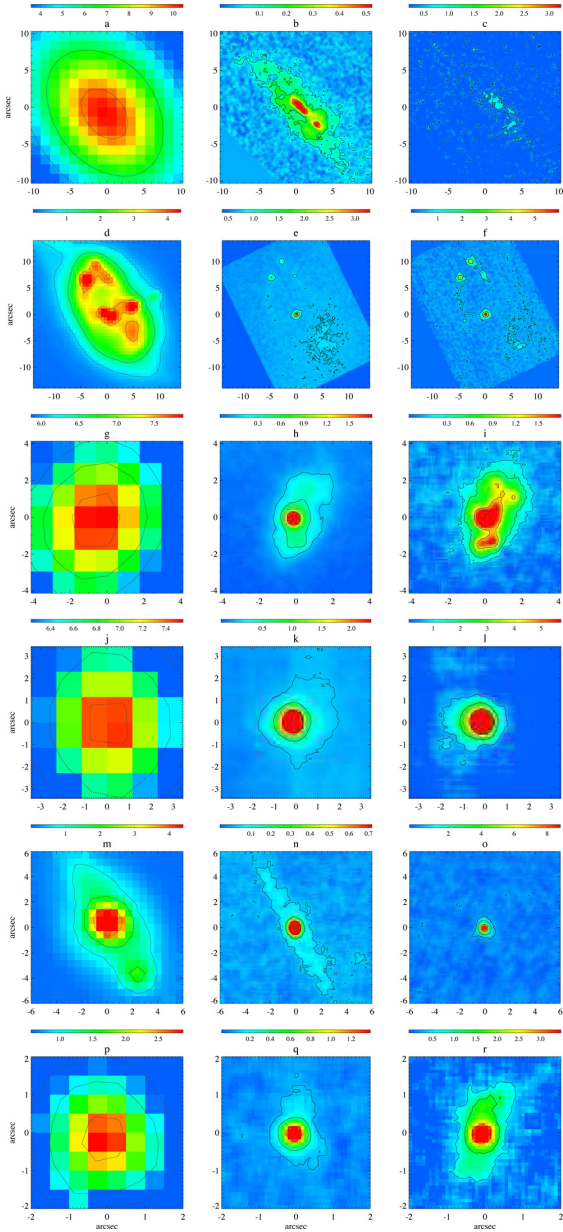
**Figure 6.** Top panel: galaxy inclination ( $b/a$ ) distribution of the BCS<sub>40</sub> sample. Bottom panel: 14–195 keV X-ray luminosity distribution of the sample. The blue and orange filled histograms are the distributions of point-like and extended MIR morphologies, respectively. The grey filled histograms correspond to the total BCS<sub>40</sub> sample.

galaxies are dustier than the rest. See Appendix C for details on the extended emission of these six objects.

We also used the IRAC images to compare the luminosities of the kpc-scale MIR extended emission of Seyfert galaxies with those of normal galaxies. To do so, we calculated IRAC  $8 \mu\text{m}$  total fluxes<sup>14</sup> for the galaxies in our sample that have IRAC data and we found a median value of  $\log(\nu L_{8 \mu\text{m}}) = 43.17 \pm 0.06 \text{ erg s}^{-1}$ . The median value reported by Muñoz-Mateos et al. (2009) for 70 nearby galaxies in the SIRTf Nearby Galaxy survey (SINGs) sample (Kennicutt et al. 2003) is  $\log(\nu L_{8 \mu\text{m}}) = 42.52 \pm 0.11 \text{ erg s}^{-1}$ . As expected, the total MIR luminosity of Seyfert galaxies is higher than in normal galaxies, due to the AGN contribution. If we subtract the IRAC nuclear luminosities from our total luminosities, we measured  $\log(\nu L_{8 \mu\text{m}}) = 43.06 \pm 0.10 \text{ erg s}^{-1}$  for the extended emission, which remains larger than the value reported for the SINGs sample.

<sup>14</sup> To determine the total fluxes, we used the same method as in Section 4.1.





**Figure 7.** Galaxies showing extended MIR emission on scales larger than 400 pc in the high angular resolution data. From left to right: arcsecond resolution data,  $N$ - and  $Q$ -band subarcsecond resolution data. (a)–(c) NGC 4945; (d)–(f) NGC 1365; (g)–(i) NGC 7582; (j)–(l) NGC 5506; (m)–(o) NGC 2992; (p)–(r) NGC 3081. All images have been smoothed (3 pixel box). Colour bars correspond to fluxes in  $\text{mJy pixel}^{-1}$  units. North is up, and east to the left.

This is likely due to the extra contribution of AGN-heated dust in the circumnuclear region of the galaxies in our sample.

Finally, using the arcsecond resolution data, we also classified the sample morphologies as: (1) irregular; (2) point-like; (3) elliptical; and (4) spiral. We found that  $\sim 60$  per cent of the sample present spiral morphologies (see Table 5). In Table 5, we have also indi-

## The mid-infrared emission of Seyfert galaxies 3541

**Table 5.** Arcsecond resolution MIR morphological classification. Columns 1–3 list the galaxy name, the visual classification and if the galaxy show a compact nucleus or not.

Name	Visual morph.	Compact nucleus
NGC 4395	Irregular	✓
NGC 5128	Spiral	×
NGC 4945	Spiral	×
NGC 4051	Spiral	✓
NGC 6300	Spiral	✓
NGC 4388	Spiral	✓
NGC 4138	Spiral	✓
NGC 4151	Spiral	✓
NGC 3227	Spiral	×
NGC 7314	Spiral	✓
NGC 1365	Spiral	✓
NGC 7582	Elliptical	×
ESO 005-G004	Elliptical	×
NGC 7213	Spiral	✓
NGC 6814	Spiral	✓
MCG-06-30-015	Point-like	✓
NGC 5506	Point-like	✓
UGC 6728	Irregular	✓
NGC 2110	Irregular	×
NGC 2992	Elliptical	×
NGC 3081	Spiral	✓
MCG-05-23-016	Point-like	✓
NGC 3783	Spiral	✓
NGC 7172	Elliptical	×

cated whether or not the galaxies show a compact nucleus. Using this classification, we found that all the galaxies without a compact nucleus have extended morphologies according to our visual classification of the subarcsecond resolution data.

## 6 MIR CORRELATIONS WITH AGN AND SF INDICATORS

Dust grains in the nuclear region of AGN are heated mainly by nuclear activity, although other heating sources can be SF and/or jets. This radiation is re-emitted in the IR range, peaking in the MIR. On the other hand, due to the high energies involved in the accretion process, X-rays are good tracers of the AGN power. For this reason, the X-ray MIR correlation has been widely used in the literature to investigate the origin of the MIR emission in different types of AGN (Lutz et al. 2004; Ramos Almeida et al. 2007; Horst et al. 2008; Gandhi et al. 2009; Levenson et al. 2009; Ichikawa et al. 2012; Mason et al. 2012; Matsuta et al. 2012; Sazonov et al. 2012; Asmus et al. 2015; Mateos et al. 2015).

Another AGN tracer commonly used is  $[\text{O IV}] \lambda 25.89 \mu\text{m}$  ( $\text{IP} \sim 55 \text{ eV}$ ; Spinoglio & Malkan 1992; Spinoglio et al. 2012), which correlates well with both the hard X-rays (Meléndez et al. 2008a; Diamond-Stanic et al. 2009; Rigby et al. 2009) and the soft X-rays (Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa 2002). The  $[\text{O IV}]$  emission line has proved to be an accurate indicator of the AGN luminosity (see Weaver et al. 2010 and references therein), and particularly in the case of Seyfert galaxies (Pereira-Santaella et al. 2010).

On the other hand, low IP MIR emission lines such as  $[\text{Ne II}] \lambda 12.81 \mu\text{m}$  ( $\text{IP} \sim 21 \text{ eV}$ ) are used to quantify the SFR of Seyfert galaxies (Spinoglio & Malkan 1992; Ho & Keto 2007; Pereira-Santaella et al. 2010; Spinoglio et al. 2012). However, for

3542 *I. García-Bernete et al.*

**Table 6.** Correlation properties of the BCS<sub>40</sub> sample. Column 1 corresponds to the quantities given the abscissa of Figs 8 and 9 whereas the ordinate is the nuclear  $L_{8\ \mu\text{m}}$  emission. Columns 2 and 3 list the samples considered and the number of galaxies included, respectively.  $R$ ,  $P_{\text{null}}$  and  $\sigma$  correspond to the Pearson's correlation coefficient, the null probability and the standard deviation.  $a$  and  $b$  are the fitting parameters of  $\log(Y) = a \times \log(X) + b$ . Note that we used the Buckley–James least-squares linear regression method implemented in the ASURV survival analysis package (Feigelson & Nelson 1985; Isobe, Feigelson & Nelson 1986). \* and † correspond to the BCS<sub>40</sub> sample, but excluding NGC 4395 and the AGN-dominated sources, respectively.

$X$	Sample	$N$	$R$	$P_{\text{null}}$	$\sigma$	$a$	$b$
$L_{2-10\ \text{KeV}}$	BCS <sub>40</sub>	24	0.83	$< 1.0 \times 10^{-6}$	0.51	$0.75 \pm 0.11$	10.89
$L_{2-10\ \text{KeV}}$	BCS <sub>40</sub> *	23	0.74	$6.4 \times 10^{-5}$	0.51	$0.68 \pm 0.14$	13.68
$L_{2-10\ \text{KeV}}$	Type 1	8	0.83	$1.1 \times 10^{-2}$	0.48	$1.41 \pm 0.39$	-17.10
$L_{2-10\ \text{KeV}}$	Type 2	16	0.86	$1.7 \times 10^{-5}$	0.50	$0.72 \pm 0.11$	12.24
$L_{14-195\ \text{KeV}}$	BCS <sub>40</sub>	24	0.93	$< 1.0 \times 10^{-6}$	0.26	$0.62 \pm 0.05$	16.41
$L_{14-195\ \text{KeV}}$	BCS <sub>40</sub> *	23	0.88	$< 1.0 \times 10^{-6}$	0.26	$0.58 \pm 0.07$	18.21
$L_{14-195\ \text{KeV}}$	Type 1	8	0.75	$3.4 \times 10^{-2}$	0.32	$0.71 \pm 0.26$	12.82
$L_{14-195\ \text{KeV}}$	Type 2	16	0.96	$< 1.0 \times 10^{-6}$	0.24	$0.63 \pm 0.05$	16.03
$L_{[\text{OIV}]}$	BCS <sub>40</sub>	24	0.84	$< 1.0 \times 10^{-6}$	0.48	$0.74 \pm 0.10$	9.23
$L_{[\text{OIV}]}$	BCS <sub>40</sub> *	23	0.78	$1.2 \times 10^{-5}$	0.49	$0.74 \pm 0.13$	9.08
$L_{[\text{OIV}]}$	Type 1	8	0.81	$1.4 \times 10^{-2}$	0.36	$1.01 \pm 0.29$	-2.35
$L_{[\text{OIV}]}$	Type 2	16	0.89	$5.0 \times 10^{-6}$	0.48	$0.77 \pm 0.11$	8.07
$L_{[\text{Ne III}]SF}$	BCS <sub>40</sub> †	16	0.39	$1.4 \times 10^{-1}$	0.68	$0.29 \pm 0.19$	27.83

luminous AGN, there is a significant contribution of the AGN to the [Ne II]  $\lambda 12.81\ \mu\text{m}$  emission (Pereira-Santaella et al. 2010). We refer the reader to Roche et al. (1991), Spinoglio & Malkan (1992), Ho & Keto (2007), Pereira-Santaella et al. (2010), Dasyra et al. (2011) and Spinoglio et al. (2012) for further discussion on the MIR diagnostics described above.

It is interesting then to correlate different AGN and SF indicators with the MIR nuclear and circumnuclear emission of Seyfert galaxies to investigate the dominant heating source of the dust. With this aim, we compiled X-ray luminosities (the intrinsic 2–10 and 14–195 keV) and integrated MIR emission line luminosities ([O IV]  $\lambda 25.89\ \mu\text{m}$  and [Ne II]  $\lambda 12.81\ \mu\text{m}$ ) for our sample (see Table 3) and we performed linear regressions in log–log space (see Table 6). We note that, although hereafter we will refer to luminosity–luminosity correlations only, we confirmed that the results hold in flux–flux space (see Table D1 of Appendix D).

In the left-hand panels of Fig. 8, we show the relation between the high angular resolution MIR nuclear emission and the intrinsic 2–10 and 14–195 keV X-ray emission. As can be seen from the top-left panel of Fig. 8, there is a tight correlation between the MIR nuclear luminosities and the intrinsic 2–10 keV X-ray emission (Pearson's correlation coefficient  $R = 0.83$ ). This correlation improves when we use the harder 14–195 keV X-ray luminosity ( $R = 0.93$ ; bottom-left panel of Fig. 8 and Table 6). The tight correlations shown in the left-hand panels of Fig. 8 suggest that our nuclear MIR fluxes are AGN-dominated. Points deviating from this correlation indicate the presence of other heating sources (i.e. SF and/or jets) on the scales probed by the data (the inner  $\sim 70$  pc).

The slope of the nuclear  $8\ \mu\text{m}$ –2–10 keV correlation is  $0.75 \pm 0.11$ , in agreement with previous studies of Seyfert galaxies using similar MIR wavelengths (6–12  $\mu\text{m}$ ; e.g. Lutz et al. 2004; Ramos Almeida et al. 2007; Horst et al. 2008; Gandhi et al. 2009; Levenson et al. 2009; Sazonov et al. 2012). For example, Ramos Almeida et al. (2007) found a slope of 0.8 by using nuclear fluxes obtained from ISOCAM data at  $6.75\ \mu\text{m}$ . Using high angular resolution  $12\ \mu\text{m}$  fluxes from VISIR, Horst et al. (2008) and Gandhi et al. (2009) found slopes of  $\sim 1$  and 0.9, respectively. Finally, Levenson et al. (2009)

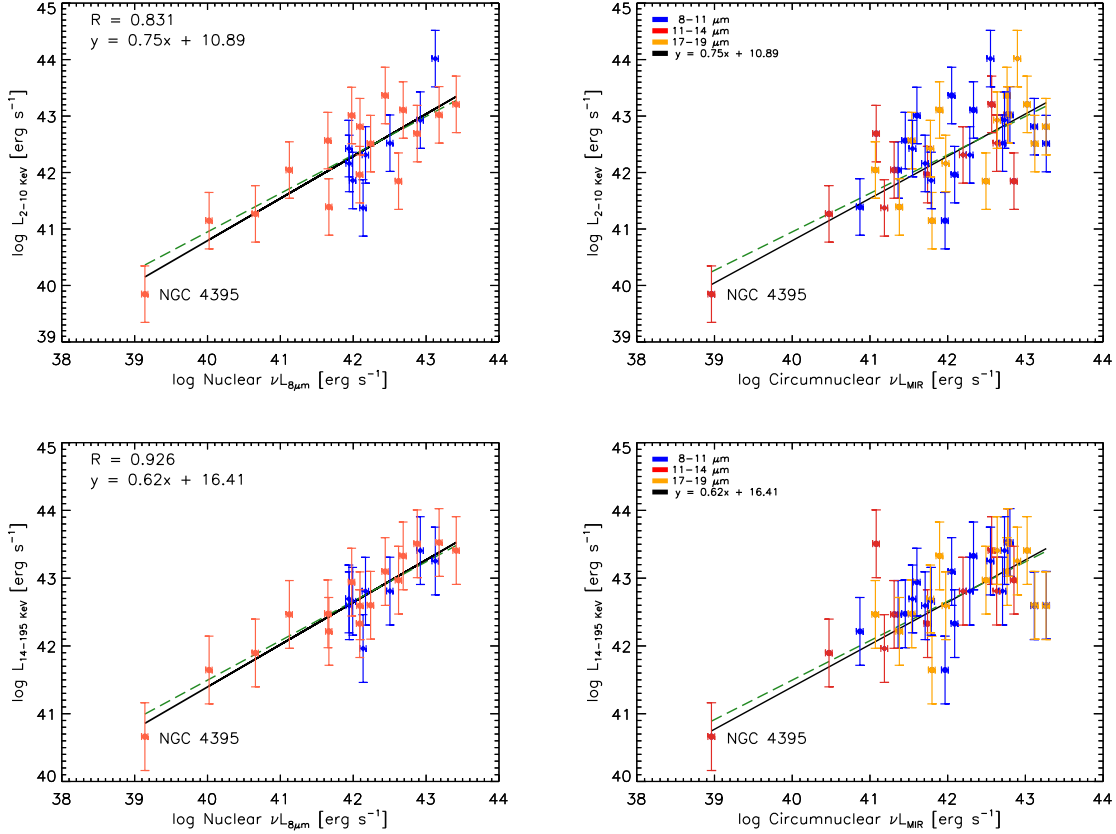
reported a value between 0.7 and 0.9 for this slope by employing different methods to obtain nuclear fluxes at 8–12  $\mu\text{m}$  using data from the Gemini telescopes.

We also find good nuclear MIR–hard X-ray correlations when we perform the fits for the Sy1 and Sy2. In the case of the MIR–2–10 keV correlation, we measure slopes of  $1.4 \pm 0.4$  and  $0.7 \pm 0.1$  for Sy1 and Sy2 ( $R = 0.83$  and  $0.86$ , respectively). This difference practically disappears when we use the 14–195 keV luminosity (see bottom-left panel of Fig. 8). In this case, we measure slopes of  $0.7 \pm 0.3$  and  $0.6 \pm 0.1$  for Sy1 and Sy2, with  $R = 0.75$  and  $0.96$ , respectively. The less significant correlation that we found for the Sy1 is likely a consequence of the small number of objects. We conclude that the fits to the Sy1 and Sy2 galaxies are consistent with each other, indicating that the nuclear  $8\ \mu\text{m}$  emission of Seyfert galaxies is essentially independent of the viewing angle and line-of-sight obscuration and nearly isotropic on the small scales probed here (the inner  $\sim 70$  pc). We have also compared the nuclear MIR luminosity distributions of Sy1 and Sy2 galaxies using the Kolmogorov–Smirnov (KS) test and we do not find significant differences between the two Seyfert types. This is in agreement with the predictions from clumpy torus models and with observational results: the nuclear 8–18  $\mu\text{m}$  SEDs of Sy1 and Sy2 galaxies are almost identical (e.g. Nenkova et al. 2008a,b; Ramos Almeida et al. 2011b).

As we have quantified the circumnuclear emission of the galaxies, we can do the same exercise to investigate the heating source of this MIR extended emission. However, in the case of the circumnuclear emission, we have heterogeneous photometry (i.e. fluxes measured in different filters), and therefore we cannot perform linear fits as we did for the nuclear fluxes.<sup>15</sup> Thus, we separated the circumnuclear luminosities in three bands (8–11, 11–14 and 17–19  $\mu\text{m}$ ) and plotted them in the right-hand panels of Fig. 8, with different colours indicating different wavelengths, versus the hard X-ray

<sup>15</sup> We derived nuclear fluxes at  $8\ \mu\text{m}$  by combining the high angular resolution data and spectral decomposition of the *Spitzer* spectra, but unfortunately, we cannot do the same for the circumnuclear emission.

The mid-infrared emission of Seyfert galaxies 3543



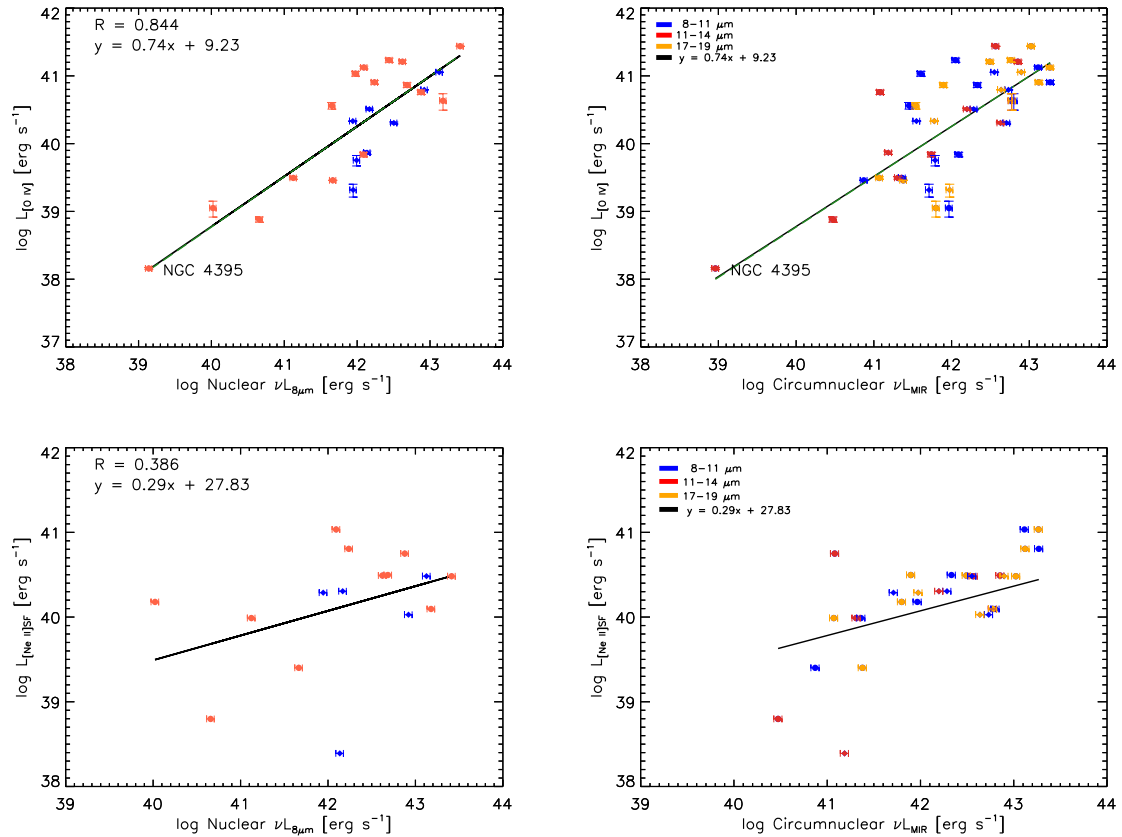
**Figure 8.** High angular resolution MIR–X-ray luminosity correlations. Top-left panel: 8  $\mu\text{m}$  nuclear luminosity versus intrinsic 2–10 keV X-ray luminosity. Bottom-left panel: same as in the top-left panel, but for the 14–195 keV X-ray luminosity. Right-hand panels: same as in the left-hand panels, but for the circumnuclear MIR luminosities, with different colours indicating different wavelengths. The black lines correspond to the nuclear correlation results from the fits shown in the left-hand panels. The green dashed lines correspond to the same fit, but excluding NGC 4395. Blue diamonds and red circles are Sy1 and Sy2 galaxies, respectively. The vertical error bars correspond to one order of magnitude, which is the uncertainty associated with multi-epoch X-ray measurements. The horizontal error bars correspond to the photometry uncertainty reported in Section 4.1.

luminosities. We show the results from the nuclear fits (those in the left-hand panels of Fig. 8) for comparison, and in order to investigate the scatter of the circumnuclear luminosities, we measured the mean absolute deviations of this emission from the nuclear fits (see Table 6).

In general, there is also a correlation between the circumnuclear MIR and hard X-ray luminosity (at 2–10 and 14–195 keV), although with more scatter than that of the nuclear MIR emission. The mean absolute deviations from the nuclear fits are 0.63 and 0.56 for the 2–10 and 14–195 keV luminosities, respectively. Indeed, some of the points deviating more from the nuclear fits correspond to the galaxies whose extended MIR emission is mainly produced by SF (see Appendices B and C). Therefore, for the majority of the galaxies, we find that the AGN is the main contributor to their circumnuclear emission (the inner  $\sim 400$  pc), with some contribution from SF. Other AGN components such as jets and narrow emission line clouds, apart from the dusty torus, emit in the MIR, and this emission can be detected at kpc-scales. For example, in the case of the Sy2 galaxy NGC 1068, Mason et al. (2006) detected low-surface brightness MIR emission from dust in the ionization cones extending to hundreds of parsecs.

Another interesting result from the right-hand panels of Fig. 8 is that the correlation seems to be independent of the MIR wavelength chosen. The distribution of the points in the MIR–X-ray plots is similar for the three ranges considered (8–11, 11–14 and 17–19  $\mu\text{m}$ ), which is in agreement with the results reported by Ichikawa et al. (2012) using lower angular resolution *AKARI* data. Moreover, the circumnuclear MIR luminosities of the two Seyfert types are almost identical according to the KS test, as we also found for the nuclear luminosities. This is also compatible with an AGN-dominated circumnuclear emission.

To further investigate the origin of the nuclear and circumnuclear MIR emission of the sample, in Fig. 9, we show the same correlations as in Fig. 8, but now using the MIR emission lines [O IV]  $\lambda 25.89$   $\mu\text{m}$  and [Ne II]  $\lambda 12.81$   $\mu\text{m}$  instead of X-ray luminosities. We find a tight correlation between the nuclear MIR and [O IV]  $\lambda 25.89$   $\mu\text{m}$  luminosities. Indeed, the slope and Pearson’s correlation coefficient are practically identical to those measured for the nuclear 8  $\mu\text{m}$ –2–10 keV fit (top-left panel of Fig. 8 and Table 6). We also measure a steeper slope for Sy1 galaxies ( $1.0 \pm 0.3$  with  $R = 0.81$ ) than for Sy2 ( $0.8 \pm 0.1$  with  $R = 0.89$ ), but the values are consistent within the errors. Again, the tight correlation between our nuclear MIR

3544 *I. García-Bernete et al.*

**Figure 9.** Top-left panel:  $8 \mu\text{m}$  nuclear luminosity versus integrated  $[\text{O IV}] \lambda 25.89 \mu\text{m}$  emission line luminosity. Bottom-left panel: same but for the integrated  $[\text{Ne II}]_{\text{SF}} \lambda 12.81 \mu\text{m}$  emission line luminosity. Right-hand panels: same as in the left-hand panels, but for the circumnuclear MIR luminosities. The black lines correspond to the nuclear correlation results from the fits shown in the left-hand panels. The green dashed lines correspond to the same fit, but excluding NGC 4395. Blue diamonds and red circles are Sy1 and Sy2 galaxies, respectively. The vertical error bars correspond to the uncertainties listed in Table 3, and the horizontal error bars correspond to the photometry uncertainty reported in Section 4.1.

luminosities and the  $[\text{O IV}]$  emission of the galaxies indicates that our nuclear  $8 \mu\text{m}$  fluxes are AGN-dominated.

In order to have a reliable SF activity indicator, we estimated the AGN and SF contributions to the  $[\text{Ne II}] \lambda 12.81 \mu\text{m}$  emission (hereafter  $[\text{Ne II}]_{\text{AGN}}$  and  $[\text{Ne II}]_{\text{SF}}$ , respectively), following the same method as in Meléndez et al. (2008b). We use the  $[\text{Ne II}]$ – $[\text{O IV}]$  correlation<sup>16</sup> for the AGN-dominated systems in our sample (see Appendix B) to estimate  $[\text{Ne II}]_{\text{AGN}}$  fluxes for all the galaxies. We then subtracted these  $[\text{Ne II}]_{\text{AGN}}$  fluxes from the total  $[\text{Ne II}]$  emission and derived  $[\text{Ne II}]_{\text{SF}}$ . From the bottom-left panel of Fig. 9, we see that the correlation between nuclear MIR emission and  $[\text{Ne II}]_{\text{SF}} \lambda 12.81 \mu\text{m}$  is less significant ( $R = 0.39$ ) and it has larger scatter than those discussed before. This also indicates that there is little or no contribution of SF to our nuclear MIR fluxes.

Considering the low X-ray and MIR luminosities of the galaxy NGC 4395, which is labelled in Figs 8 and 9, we have checked that the correlations shown in these figures are not due to the presence of this galaxy in the sample (see Table 6). We find almost identical results if we exclude NGC 4395 from the fits (green dashed lines in the previously mentioned figures).

<sup>16</sup> We found the same correlation  $\log([\text{Ne II}]_{\text{AGN}}) = (0.81 \pm 0.16) \times \log([\text{O IV}]) + 7.24$  as Meléndez et al. (2008b), within the errors.

Finally, in the right-hand panels of Fig. 9, we show the same correlations, but for the circumnuclear MIR emission, as in the right-hand panels of Fig. 8. We also found a good correlation with the  $[\text{O IV}] \lambda 25.89 \mu\text{m}$  emission line luminosity, with the mean absolute deviation being identical to those measured for the hard X-rays (0.56). For the  $[\text{Ne II}]_{\text{SF}} \lambda 12.81 \mu\text{m}$  line, the distribution of points in the bottom-right panel of Fig. 9 is similar to the nuclear fluxes, with the mean deviation from the nuclear fit being 1.18.

Summarizing, the tightness of the correlations between the nuclear MIR emission and both the X-rays and  $[\text{O IV}]$ , as well as the less significant correlation with  $[\text{Ne II}]_{\text{SF}}$  confirm that the  $8 \mu\text{m}$  emission of the inner  $\sim 70 \text{ pc}$  of the BCS<sub>40</sub> sample is AGN-dominated. We find practically the same correlations, although with larger scatter, for the circumnuclear emission. This suggests that the AGN dominates the MIR emission in the inner  $\sim 400 \text{ pc}$  of the galaxies, although with some contribution from SF for the galaxies deviating more from the nuclear correlations.

## 7 CONCLUSIONS

In this work, we present the first detailed study of the nuclear and circumnuclear MIR emission of a complete sample of Seyfert galaxies (24 galaxies; BCS<sub>40</sub> sample) selected in the X-rays using

high angular resolution images from 8–10 m-class ground-based telescopes. We also used *Spitzer* and/or *WISE* arcsecond resolution MIR imaging in order to compare the MIR morphologies and nuclear fluxes. Finally, we investigated the relationship of the MIR nuclear and circumnuclear emission with the intrinsic 2–10 keV, the 14–195 keV X-ray emission and different MIR emission lines. The main results are as follows.

(i) Using different methods to classify the MIR nuclear morphologies, we found, from visual classification, that the majority (83 per cent) of the sample show extended or possibly extended morphologies, whereas 17 per cent are point-like. From the quantitative classification, we found that most of the galaxies present extended or possibly extended emission (75 per cent) and 25 per cent are point-like.

(ii) This extended MIR emission is compact and it has low surface brightness compared with the nuclear emission: it represents, on average,  $\sim 30$  per cent of the total emission of the BCS<sub>40</sub> sample ( $\sim 25$  per cent for Sy1 and  $\sim 30$  per cent for Sy2).

(iii) We find that the extended MIR emission in AGN-dominated systems is more compact ( $300 \pm 100$  pc) than in SF-dominated systems ( $650 \pm 700$  pc) and composite galaxies ( $350 \pm 500$  pc).

(iv) Using the visual classification method, we find that the galaxies with point-like MIR morphologies are face-on or moderately inclined ( $b/a \sim 0.4\text{--}1.0$ ). On the other hand, the galaxies which are extended in the MIR have different values of  $b/a$ , from edge-on to face-on.

(v) We find that the MIR emission is practically the same for Sy1 and Sy2, at nuclear and circumnuclear scales. This result is in agreement with the predictions from clumpy torus models if the main heating source of the circumnuclear emission is nuclear activity.

(vi) The tightness of the correlations between the nuclear MIR emission and both the X-rays and [O IV], and the less significant correlation with [Ne II]<sub>SF</sub> confirm that the 8  $\mu$ m emission of the inner  $\sim 70$  pc of the BCS<sub>40</sub> sample is AGN-dominated.

(vii) We find practically the same correlations, although with slightly larger scatter, for the circumnuclear emission. This suggests that the AGN dominates the MIR emission in the inner  $\sim 400$  pc of the galaxies, although with some contribution from SF for the galaxies deviating more from the nuclear correlations.

## ACKNOWLEDGEMENTS

IGB acknowledges financial support from the Instituto de Astrofísica de Canarias through Fundación La Caixa. This research was partly supported by a Marie Curie Intra European Fellowship within the 7th European Community Framework Programme (PIEF-GA-2012-327934). CRA and IGB acknowledge financial support from the Spanish Ministry of Science and Innovation (MICINN) through project PN AYA2013-47742-C4-2-P. CRA also acknowledges the Ramón y Cajal Program of the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness. AA-H and AHC acknowledges financial support from the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness through grant AYA2012-31447 which is partly funded by the FEDER program. AA-H also acknowledges AYA2015-64346-C2-1-P, which is partly funded by the FEDER program. AHC also acknowledges funding by the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness under grants AYA2015-70815-ERC and AYA2012-31277. OGM acknowledges to the PAPIIT project IA100516.

This work is based on observations made with the Gran Telescopio de CANARIAS (GTC), installed in the Spanish Observatorio del Roque de los Muchachos of the Instituto de Astrofísica de Canarias, in the island of La Palma. The GTC/CC programs under which the data were obtained are GTC43-15A and an ESO/GTC large programme (182.B-2005).

The Gemini programs under which the data were obtained are GS-2004A-Q-41, GS-2005A-Q-6., GN-2006-Q-11, GN-2006-Q-30, GS-2006-Q-62, GS-2007A-DD-7, GN-2007A-Q-49, GS-2009B-Q-43, GN-2010A-C-7, GS-2010B-Q-71, GS-2011B-Q-20 and GS-2012-Q-43. The VLT/VISIR programs under which the data were obtained are 076.B-0599(A), 077.B-0137(A), 078.B-0303(A), 080.B-0860(A), 084.B-0366(E), 086.B-0349(C) and 086.B-0349(D).

This work is also based on observations made with the *Spitzer Space Telescope*, which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, Caltech under NASA contract 1407.

The CASSIS is a product of the Infrared Science Center at Cornell University, supported by NASA and JPL.

This publication makes use of data products from the *WISE*, which is a joint project of the University of California, Los Angeles, and the Jet Propulsion Laboratory/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration.

Finally, we are extremely grateful to the GTC staff for their constant and enthusiastic support, and to the anonymous referee for useful comments.

## REFERENCES

- Adams T. F., 1977, *ApJS*, 33, 19  
 Alonso-Herrero A. et al., 2012, *MNRAS*, 425, 311  
 Alonso-Herrero A. et al., 2014, *MNRAS*, 443, 2766  
 Alonso-Herrero A. et al., 2016, *MNRAS*, 455, 563  
 Antonucci R., 1993, *ARA&A*, 31, 473  
 Asmus D., Hönic S. F., Gandhi P., Smette A., Duschl W. J., 2014, *MNRAS*, 439, 1648  
 Asmus D., Gandhi P., Hönic S. F., Smette A., Duschl W. J., 2015, *MNRAS*, 454, 766  
 Binggeli B., Sandage A., Tammann G. A., 1985, *AJ*, 90, 1681  
 Brightman M., Nandra K., 2011, *MNRAS*, 413, 1206  
 Burtscher L. et al., 2013, *A&A*, 558, A149  
 Dasyra K. M., Ho L. C., Netzer H., Combes F., Trakhtenbrot B., Sturm E., Armus L., Elbaz D., 2011, *ApJ*, 740, 94  
 de Rosa A. et al., 2012, *MNRAS*, 420, 2087  
 Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., 2012, *ApJ*, 746, 168  
 Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., Rigby J. R., 2009, *ApJ*, 698, 623  
 Díaz-Santos T. et al., 2010, *ApJ*, 723, 993  
 Díaz-Santos T. et al., 2011, *ApJ*, 741, 32  
 Efstathiou A., Rowan-Robinson M., 1995, *MNRAS*, 273, 649  
 Eguchi S., Ueda Y., Awaki H., Aird J., Terashima Y., Mushotzky R., 2011, *ApJ*, 729, 31  
 Esquej P. et al., 2014, *ApJ*, 780, 86  
 Fazio G. G. et al., 2004, *ApJS*, 154, 10  
 Feigelson E. D., Nelson P. I., 1985, *ApJ*, 293, 192  
 Gandhi P., Horst H., Smette A., Hönic S., Comastri A., Gilli R., Vignali C., Duschl W., 2009, *A&A*, 502, 457  
 García-Bermejo I. et al., 2015, *MNRAS*, 449, 1309  
 García-González J., Alonso-Herrero A., Pérez-González P. G., Hernán-Caballero A., Sarajedini V. L., Villar V., 2015, *MNRAS*, 446, 3199  
 Glasse A. C., Atad-Etchedgui E. I., Harris J. W., 1997, in *Ardeberg A. L., ed., Proc. SPIE Conf. Ser. Vol. 2871, Optical Telescopes of Today and Tomorrow*. SPIE, Bellingham, p. 1197  
 González-Martín O. et al., 2013, *A&A*, 553, A35  
 Goulding A. D., Alexander D. M., 2009, *MNRAS*, 398, 1165  
 Hernán-Caballero A. et al., 2015, *ApJ*, 803, 109

3546 *I. García-Bernete et al.*

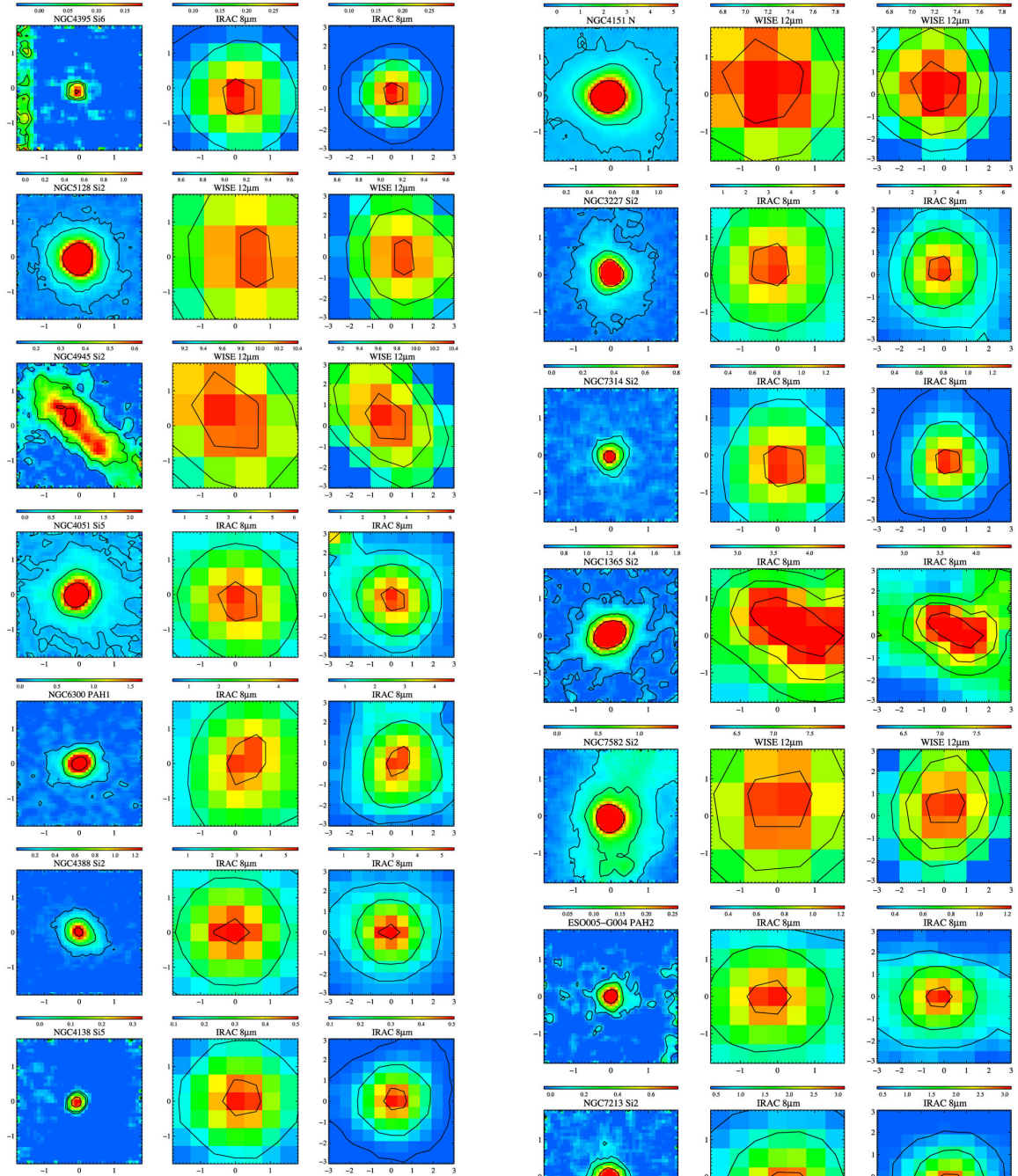
- Ho L. C., Keto E., 2007, *ApJ*, 658, 314
- Hönig S. F., Kishimoto M., 2011, *A&A*, 534, A121
- Hönig S. F., Beckert T., Ohnaka K., Weigelt G., 2006, *A&A*, 452, 459
- Hopkins P. F., Quataert E., 2010, *MNRAS*, 407, 1529
- Horst H., Gandhi P., Smette A., Duschl W. J., 2008, *A&A*, 479, 389
- Houck J. R. et al., 2004, *ApJS*, 154, 18
- Ichikawa K., Ueda Y., Terashima Y., Oyabu S., Gandhi P., Matsuta K., Nakagawa T., 2012, *ApJ*, 754, 45
- Imanishi M., Imase K., Oi N., Ichikawa K., 2011, *AJ*, 141, 156
- Isobe T., Feigelson E. D., Nelson P. I., 1986, *ApJ*, 306, 490
- Jennicutt R. C., Jr et al., 2003, *PASP*, 115, 928
- Khachikian E. E., Weedman D. W., 1971, *Astrofizika*, 7, 389
- Khachikian E. Y., Weedman D. W., 1974, *ApJ*, 192, 581
- Lagage P. O. et al., 2004, *The Messenger*, 117, 12
- Lebouteiller V., Barry D. J., Spoon H. W. W., Bernard-Salas J., Sloan G. C., Houck J. R., Weedman D. W., 2011, *ApJS*, 196, 8
- Levenson N. A., Radomski J. T., Packham C., Mason R. E., Schaefer J. J., Telesco C. M., 2009, *ApJ*, 703, 390
- Liu T., Wang J.-X., Yang H., Zhu F.-F., Zhou Y.-Y., 2014, *ApJ*, 783, 106
- Lutz D., Maiolino R., Spoon H. W. W., Moorwood A. F. M., 2004, *A&A*, 418, 465
- Martínez-Paredes M. et al., 2015, *MNRAS*, 454, 3577
- Mason R. E., Geballe T. R., Packham C., Levenson N. A., Elitzur M., Fisher R. S., Perlman E., 2006, *ApJ*, 640, 612
- Mason R. E. et al., 2012, *AJ*, 144, 11
- Mateos S. et al., 2015, *MNRAS*, 449, 1422
- Matsuta K. et al., 2012, *ApJ*, 753, 104
- Meléndez M. et al., 2008a, *ApJ*, 682, 94
- Meléndez M., Kraemer S. B., Schmitt H. R., Crenshaw D. M., Deo R. P., Mushotzky R. F., Bruhweiler F. C., 2008b, *ApJ*, 689, 95
- Mould J. R. et al., 2000, *ApJ*, 529, 786
- Mulchaey J. S., Koratkar A., Ward M. J., Wilson A. S., Whittle M., Antonucci R. R. J., Kinney A. L., Hurt T., 1994, *ApJ*, 436, 586
- Muñoz-Mateos J. C. et al., 2009, *ApJ*, 703, 1569
- Nardini E., Risaliti G., 2011, *MNRAS*, 417, 2571
- Neškova M., Sirocky M. M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008a, *ApJ*, 685, 147
- Neškova M., Sirocky M. M., Nikutta R., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008b, *ApJ*, 685, 160
- Packham C., Radomski J. T., Roche P. F., Aitken D. K., Perlman E., Alonso-Herrero A., Colina L., Telesco C. M., 2005, *ApJ*, 618, L17
- Peeters E., Spoon H. W. W., Tielens A. G. G. M., 2004, *ApJ*, 613, 986
- Pereira-Santaella M., Diamond-Stanic A. M., Alonso-Herrero A., Rieke G. H., 2010, *ApJ*, 725, 2270
- Pier E. A., Krolik J. H., 1992, *ApJ*, 401, 99
- Prieto M. A., Pérez García A. M., Rodríguez Espinosa J. M., 2002, *MNRAS*, 329, 309
- Radomski J. T., Piña R. K., Packham C., Telesco C. M., Tadhunter C. N., 2002, *ApJ*, 566, 675
- Radomski J. T., Piña R. K., Packham C., Telesco C. M., De Buizer J. M., Fisher R. S., Robinson A., 2003, *ApJ*, 587, 117
- Ramos Almeida C., Pérez García A. M., Acosta-Pulido J. A., Rodríguez Espinosa J. M., 2007, *AJ*, 134, 2006
- Ramos Almeida C. et al., 2009, *ApJ*, 702, 1127
- Ramos Almeida C. et al., 2011a, *MNRAS*, 417, L46
- Ramos Almeida C. et al., 2011b, *ApJ*, 731, 92
- Ramos Almeida C. et al., 2014, *MNRAS*, 445, 1130
- Rigby J. R., Diamond-Stanic A. M., Aniano G., 2009, *ApJ*, 700, 1878
- Rivers E., Markowitz A., Rothschild R., 2011, *ApJS*, 193, 3
- Roche P. F., Aitken D. K., Smith C. H., Ward M. J., 1991, *MNRAS*, 248, 606
- Roche P. F., Packham C., Aitken D. K., Mason R. E., 2007, *MNRAS*, 375, 99
- Ruschel-Dutra D., Pastoriza M., Riffel R., Sales D. A., Winge C., 2014, *MNRAS*, 438, 3434
- Sales D. A., Pastoriza M. G., Riffel R., Winge C., 2013, *MNRAS*, 429, 2634
- Sazonov S. et al., 2012, *ApJ*, 757, 181
- Schartmann M., Meisenheimer K., Camenzind M., Wolf S., Henning T., 2005, *A&A*, 437, 861
- Shu X. W., Yaqoob T., Wang J. X., 2010, *ApJS*, 187, 581
- Siebenmorgen R., Heymann F., Efstathiou A., 2015, *A&A*, 583, A120
- Soifer B. T. et al., 2000, *AJ*, 119, 509
- Soifer B. T. et al., 2001, *AJ*, 122, 1213
- Spinoglio L., Malkan M. A., 1992, *ApJ*, 399, 504
- Spinoglio L., Dasyra K. M., Franceschini A., Gruppioni C., Valiante E., Isaak K., 2012, *ApJ*, 745, 171
- Stalevski M., Fritz J., Baes M., Nakos T., Popović L. Č., 2012, *MNRAS*, 420, 2756
- Telesco C. M., Pina R. K., Hanna K. T., Julian J. A., Hon D. B., Kisko T. M., 1998, *SPIE*, 3354, 534
- Telesco C. M. et al., 2003, in Iye M., Moorwood A. F. M., eds, *Proc. SPIE Conf. Ser. Vol. 4841, Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*. SPIE, Bellingham, p. 913
- Tody D., 1986, in Crawford D. L., ed., *Proc. SPIE Conf. Ser. Vol. 627, Instrumentation in Astronomy VI*. SPIE, Bellingham, p. 733
- Tristram K. R. W. et al., 2009, *A&A*, 502, 67
- Tueller J., Mushotzky R. F., Barthelmy S., Cannizzo J. K., Gehrels N., Markwardt C. B., Skinner G. K., Winter L. M., 2008, *ApJ*, 681, 113
- Ueda Y. et al., 2015, *ApJ*, 815, 1
- Vaughan S., Uttley P., Pounds K. A., Nandra K., Strohmayer T. E., 2011, *MNRAS*, 413, 2489
- Weaver K. A. et al., 2010, *ApJ*, 716, 1151
- Winter L. M., Mushotzky R. F., Reynolds C. S., Tueller J., 2009, *ApJ*, 690, 1322
- Winter L. M., Lewis K. T., Koss M., Veilleux S., Keeney B., Mushotzky R. F., 2010, *ApJ*, 710, 503
- Wold M., Galliano E., 2006, *MNRAS*, 369, L47
- Wold M., Lacy M., Käuff H. U., Siebenmorgen R., 2006, *A&A*, 460, 449
- Wright E. L. et al., 2010, *AJ*, 140, 1868
- Wu H., Cao C., Hao C.-N., Liu F.-S., Wang J.-L., Xia X.-Y., Deng Z.-G., Young C. K.-S., 2005, *ApJ*, 632, L79

**APPENDIX A: PC- AND KPC-SCALE MORPHOLOGIES**

Here we present the comparison between the arcsecond and the sub-arcsecond resolution MIR images of the BCS<sub>40</sub> sample. We have used the ground-based *N*-band images, which are closer in wavelength to the *IRAC* and *WISE* data. A large fraction of the galaxies in the BCS<sub>40</sub> sample have 8  $\mu\text{m}$  *IRAC* data, but we have used 12  $\mu\text{m}$  *WISE* images when the central part of the *IRAC* image is saturated or when there is no 8  $\mu\text{m}$  *IRAC* data available. In the left-hand panels of Fig. A1, we show the *N*-band high angular resolution images of the sample (central 3.6 arcsec region). In the central panels, we show the same region as in the left-hand panels, but for the arcsecond resolution data, and in the right-hand panels, the central 6 arcsec region for comparison. In some cases, we can identify similar structures and orientations in the subarcsecond and arcsecond resolution MIR data, as e.g. in ESO 005-G004, NGC 2992, NGC 3227, NGC 3783, NGC 4945 and NGC 7172.

We also show the arcsecond resolution MIR images of the BCS<sub>40</sub> sample in Fig. A2, which we used in the classification reported in Section 5.2.

## The mid-infrared emission of Seyfert galaxies 3547



**Figure A1.** Comparison between the arcsecond and subarcsecond resolution MIR images of the BCS<sub>40</sub> sample. Left-hand panels: *N*-band high angular resolution images (central 3.6 arcsec region). Central panels: 8  $\mu\text{m}$  *IRAC* or 12  $\mu\text{m}$  *WISE* arcsecond resolution data (central 3.6 arcsec region). Right-hand panels: same as in the central panels, but on a larger scale (central 6 arcsec region). All images are smoothed (box of 3 pixels) and have their own contours overlaid (in black). All images have been smoothed (3 pixel box). Colour bars correspond to fluxes in  $\text{mJy pixel}^{-1}$  units. North is up, and east to the left.

**Figure A1** – continued

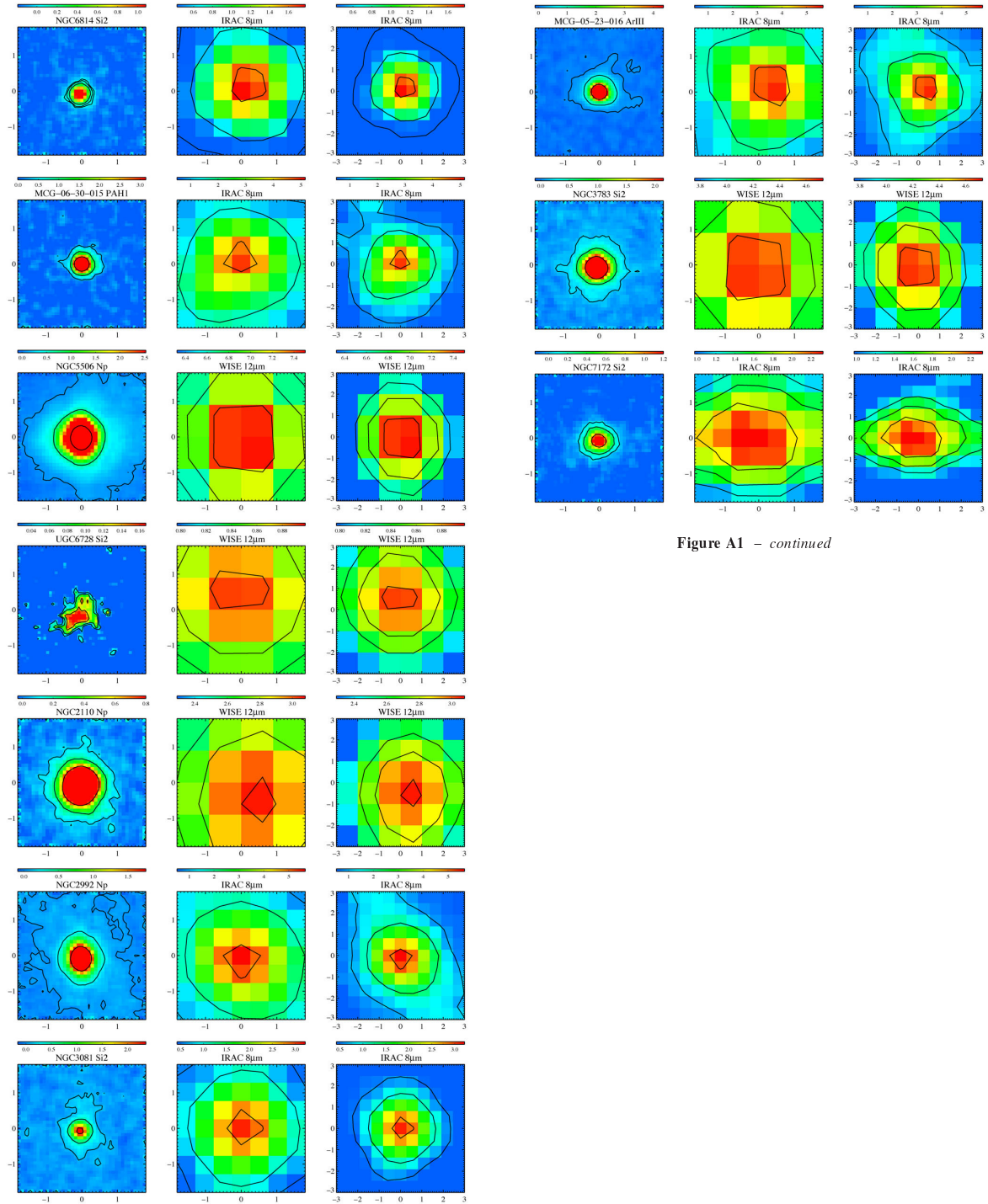
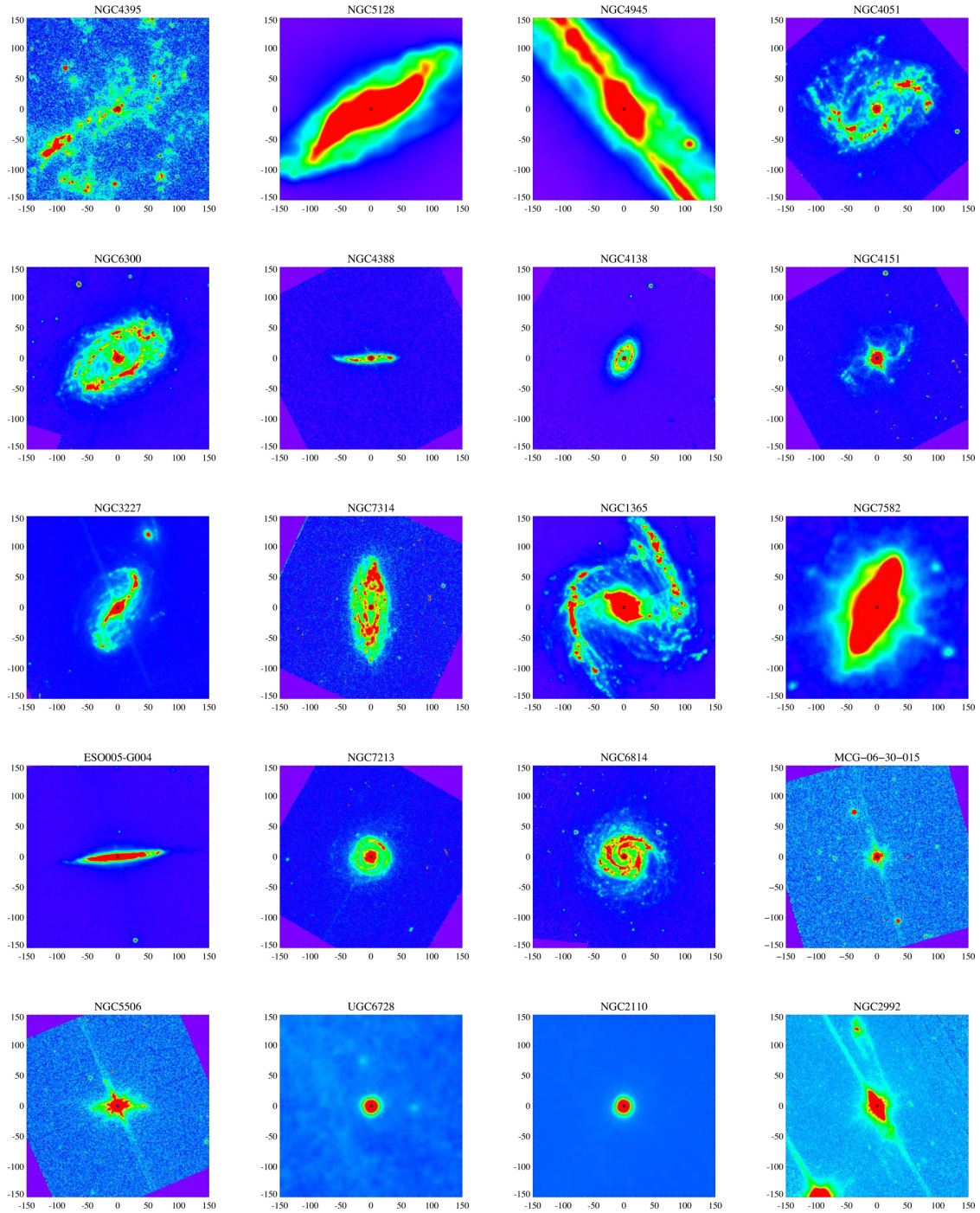
3548 *I. García-Berete et al.*

Figure A1 - continued

Figure A1 - continued



The mid-infrared emission of Seyfert galaxies 3549



**Figure A2.** 8  $\mu\text{m}$  *IRAC* or 12  $\mu\text{m}$  *WISE* images of the BCS<sub>40</sub> sample. The images of NGC 5128, NGC 4945, NGC 7582, UGC 6728 and NGC 2110 correspond to 12  $\mu\text{m}$  *WISE* data. The black square boxes correspond to a size of 3.6 arcsec (the FOV shown in left-hand and central panels of Fig. A1). North is up and east to the left.

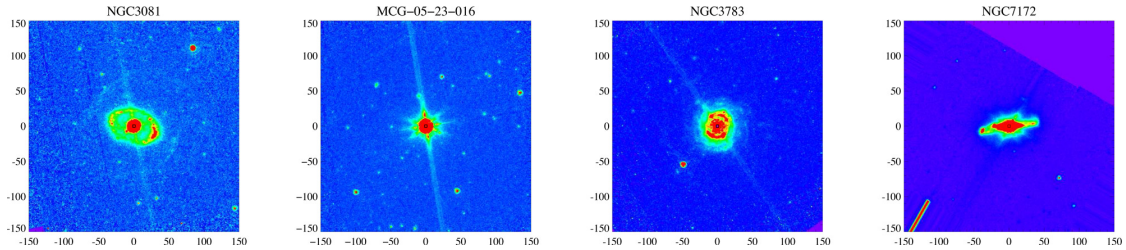
3550 *I. García-Bernete et al.*

Figure A2 – continued

## APPENDIX B: SPECTRAL DECOMPOSITION

Here we show the *Spitzer*/IRS spectra of the BCS<sub>40</sub> sample, which were retrieved from the CASSIS atlas (Lebouteiller et al. 2011). For NGC 4138, there is no low-resolution staring mode spectrum, and instead, we have extracted a spectrum in a 7.7 arcsec aperture diameter from the mapping mode data cube available in the SHA.

Considering the spatial scales probed by the *Spitzer*/IRS spectra of the whole sample ( $\leq 650$  pc), we expect contribution from both AGN and SF. To estimate the AGN contribution to the *Spitzer*/IRS spectra, we use the `DEBLENDIRS` routine (Hernán-Caballero et al. 2015), that decomposes MIR spectra using a linear combination of three spectral components: AGN, PAH and stellar emission. We used the high angular resolution MIR nuclear fluxes in the various filters reported in Table 2 as priors to better constrain the AGN component. A detailed description of the method is given in Hernán-Caballero et al. (2015).

We present the results of the *Spitzer*/IRS spectral decomposition of the BCS<sub>40</sub> sample in Fig. B1. We used the AGN contribution to

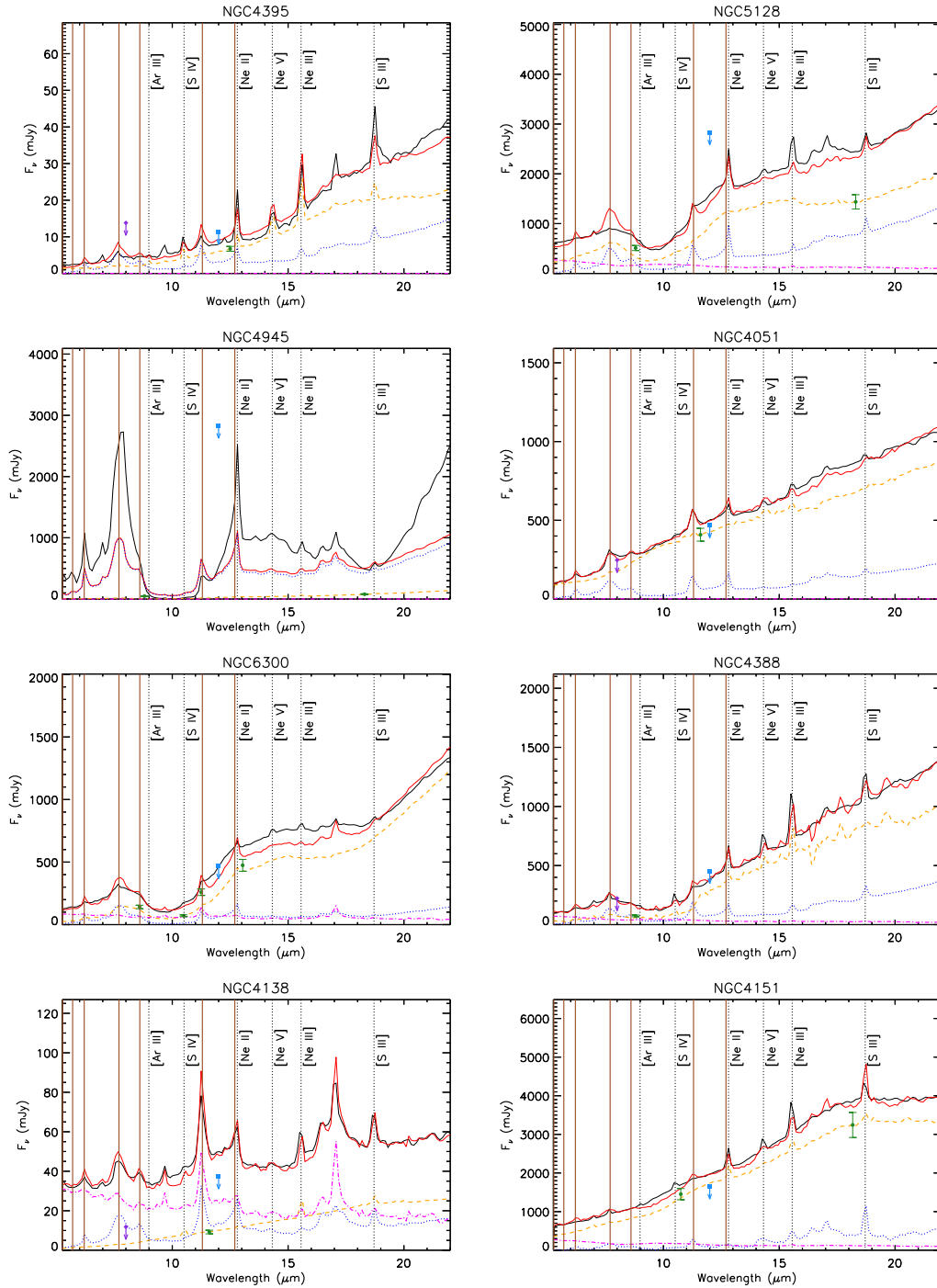
obtain homogeneous nuclear fluxes at 8  $\mu\text{m}$  using a 1  $\mu\text{m}$  window. These fluxes are presented in Section 4.1. In Table B1, we present the main properties derived from this spectral decomposition.

We found that the majority of the Sy1 have a higher contribution of the AGN than the Sy2 galaxies. The median values of the fractional contribution of the AGN to the *Spitzer*/IRS spectra for Sy1 and Sy2 are 0.82 and 0.62, respectively.

Using the AGN and PAH contributions to the MIR spectra (see Table B1), we can classify the systems as AGN-dominated, when there is  $\geq 70$  per cent AGN contribution to the MIR spectrum and it does not show PAH emission; and SF-dominated, when there is  $\leq 50$  per cent AGN contribution to the MIR spectrum and it shows PAH emission. The rest of the galaxies are composite objects. See Table B1 for further details on the systems classification.

In the case of NGC 7213, we cannot obtain a good fit, as the modelling does not reproduce the 9.7  $\mu\text{m}$  silicate emission feature. However, the nuclear MIR fluxes of NGC 7213 are in agreement with the spectral shape of the AGN component derived from the fit.

## The mid-infrared emission of Seyfert galaxies 3551



**Figure B1.** Spectral decomposition of the *Spitzer*/IRS spectra of BCS<sub>40</sub> sample. We show the *Spitzer*/IRS rest-frame spectra (black solid lines), best fits (red solid lines), AGN component (dashed orange lines), PAH component (dotted blue lines) and stellar component (dot-dashed magenta lines). Green circles are the high angular resolution nuclear fluxes used as priors in the fits. Purple diamonds are the arcsecond resolution 8  $\mu\text{m}$  *IRAC* nuclear fluxes (as upper limit) and blue squares are the arcsecond resolution 12  $\mu\text{m}$  *WISE* fluxes. The brown vertical solid lines correspond to the most important PAH features and the black vertical dotted lines are the main MIR emission lines.

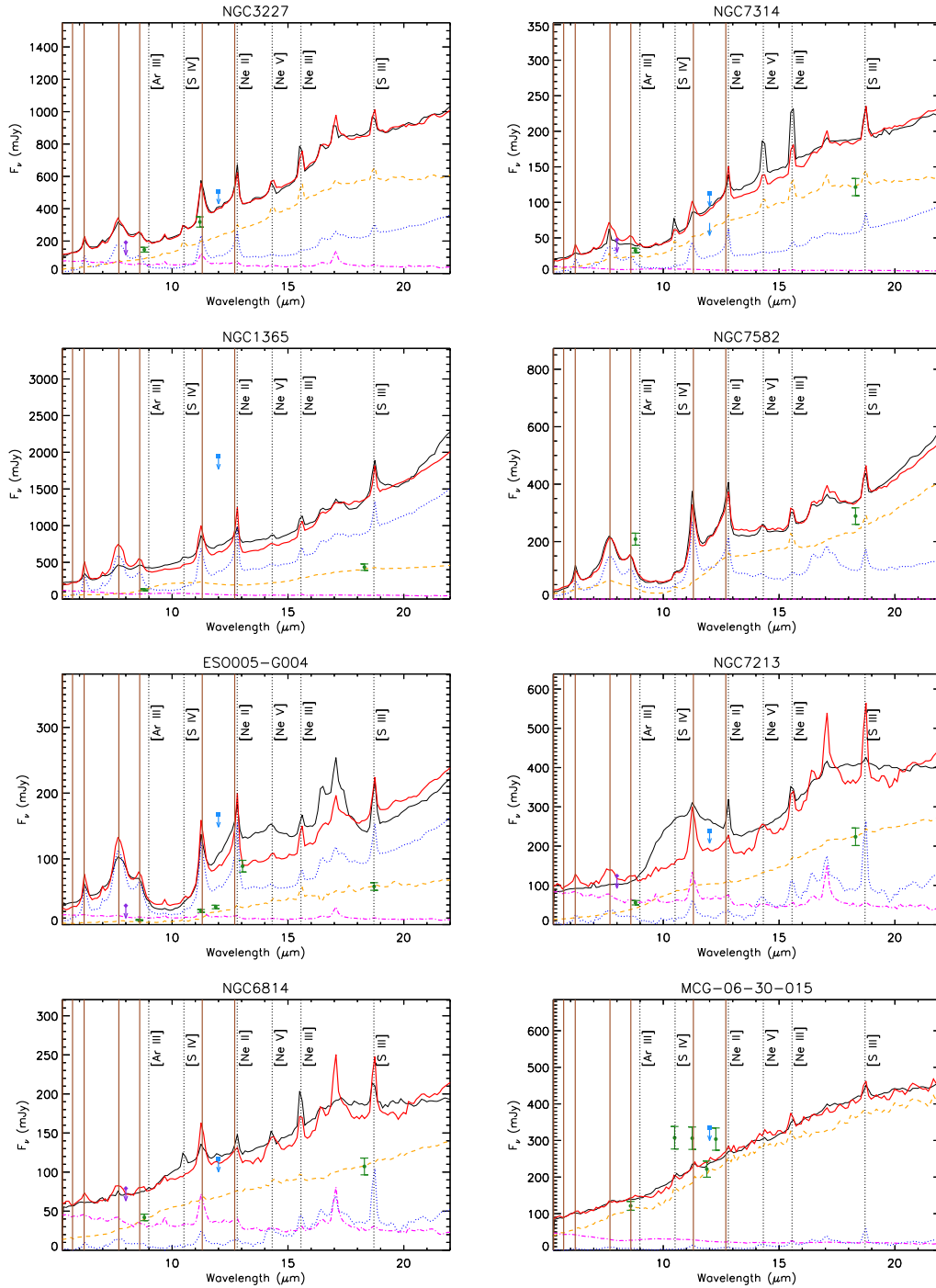
3552 *I. García-Bernete et al.*

Figure B1 – continued

The mid-infrared emission of Seyfert galaxies 3553

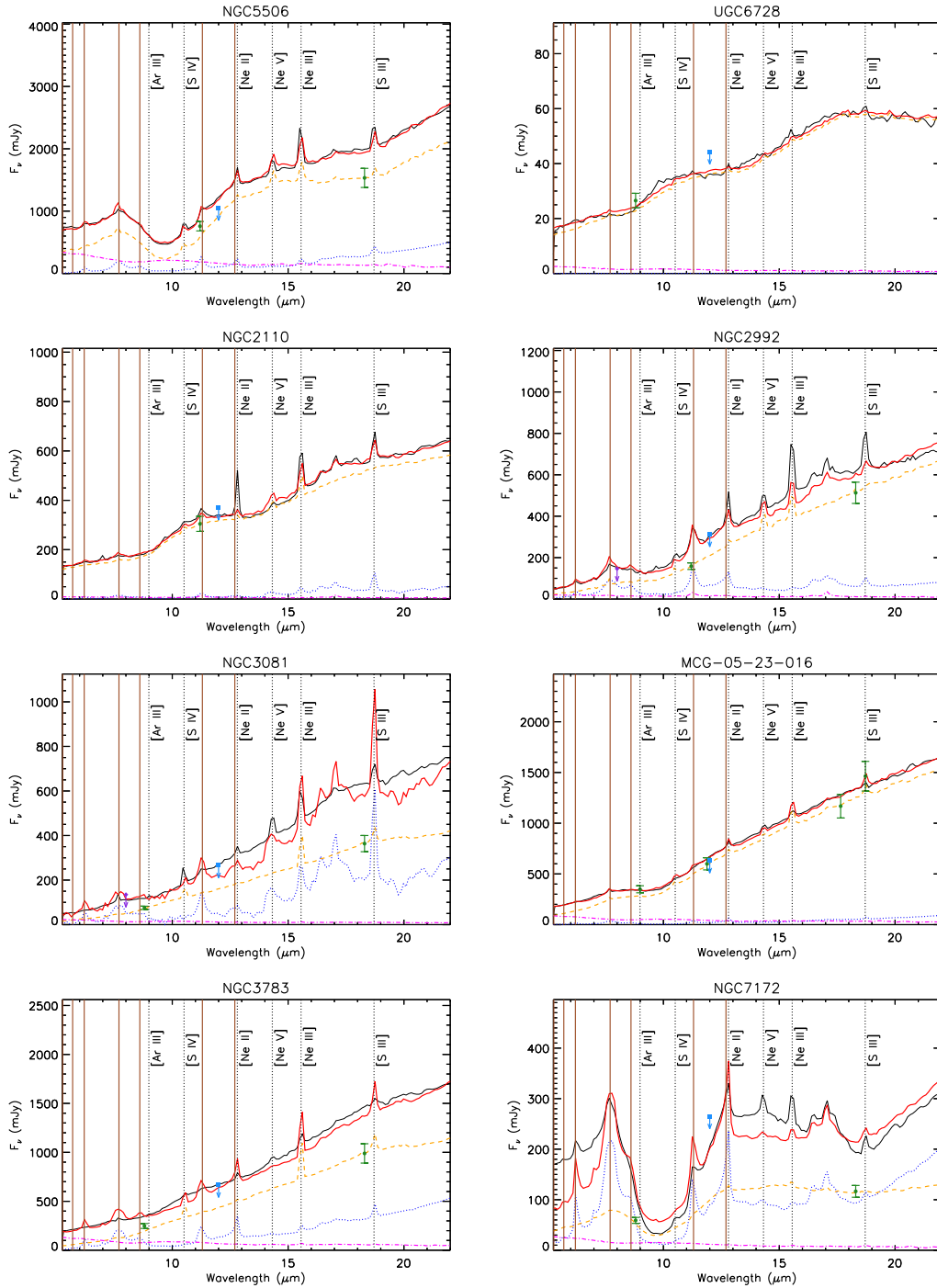


Figure B1 – continued

3554 *I. García-Berete et al.*

**Table B1.** Properties derived from the spectral decomposition of the *Spitzer*/IRS spectra of BCS<sub>40</sub> sample. Columns 2–4 correspond to the fractional contribution of the AGN component, the PAH component and the stellar component to the MIR spectrum, respectively. Columns 5 and 6 list the spectral index of the AGN component and the silicate strength, respectively (positive and negative values correspond to emission and absorption features, respectively). Columns 7 and 8 correspond to the fractional contribution of the AGN component to the rest-frame spectrum at 6  $\mu\text{m}$  and 12  $\mu\text{m}$ , respectively. Column 9 is the same as column 8, but for the PAH component. Finally, column 10 lists the systems classification (see Appendix B for details).

Name	$F_{\text{AGN}}$	$F_{\text{PAH}}$	$F_{\text{Stellar}}$	$\alpha_{\text{AGN}}$	$S_{\text{Si}}$	$L_{6\mu\text{m}}^{\text{AGN}}$	$L_{12\mu\text{m}}^{\text{AGN}}$	$L_{12\mu\text{m}}^{\text{PAH}}$	Classification
NGC 4395	0.64	0.36	0.00	-2.83	-0.09	0.62	0.66	0.34	composite
NGC 5128 (CenA)	0.62	0.23	0.15	-1.71	-1.06	0.47	0.67	0.23	composite
NGC 4945	0.05	0.95	0.00	-2.48	-1.36	0.04	0.05	0.95	SF-dominated
NGC 4051	0.85	0.15	0.00	-2.09	0.24	0.83	0.86	0.14	AGN-dominated
NGC 6300	0.62	0.17	0.21	-2.31	-1.50	0.26	0.66	0.17	composite
NGC 4388	0.63	0.23	0.14	-3.71	-1.04	0.27	0.71	0.20	composite
NGC 4138	0.17	0.24	0.59	-2.79	0.20	0.05	0.21	0.28	SF-dominated
NGC 4151	0.83	0.06	0.11	-2.04	-0.08	0.61	0.88	0.05	AGN-dominated
NGC 3227	0.53	0.28	0.19	-2.68	-0.09	0.26	0.57	0.27	composite
NGC 7314	0.62	0.29	0.09	-2.62	-0.33	0.37	0.67	0.27	composite
NGC 1365	0.29	0.57	0.14	-1.92	0.60	0.21	0.32	0.59	SF-dominated
NGC 7582	0.48	0.52	0.00	-2.18	-1.36	0.52	0.48	0.52	SF-dominated
ESO 005-G004	0.18	0.66	0.16	-3.71	-1.04	0.07	0.22	0.65	SF-dominated
NGC 7213	0.45	0.14	0.41	-2.74	0.32	0.15	0.54	0.11	composite
NGC 6814	0.53	0.10	0.37	-2.09	0.24	0.26	0.61	0.07	composite
MCG-06-30-015	0.82	0.03	0.15	-1.91	-0.19	0.54	0.88	0.02	AGN-dominated
NGC 5506	0.72	0.09	0.19	-1.37	-1.19	0.53	0.77	0.09	AGN-dominated
UGC 6728	0.95	0.00	0.05	-1.24	0.12	0.87	0.96	0.00	AGN-dominated
NGC 2110	0.94	0.03	0.03	-1.62	0.18	0.92	0.95	0.02	AGN-dominated
NGC 2992	0.71	0.22	0.07	-2.58	-0.27	0.49	0.71	0.23	composite
NGC 3081	0.63	0.29	0.08	-2.79	0.20	0.38	0.73	0.22	composite
MCG-05-23-016	0.87	0.03	0.10	-2.14	-0.26	0.60	0.90	0.03	AGN-dominated
NGC 3783	0.63	0.21	0.16	-2.79	0.20	0.31	0.68	0.21	composite
NGC 7172	0.45	0.46	0.09	-1.01	-1.06	0.45	0.50	0.45	SF-dominated

### APPENDIX C: NOTES ON INDIVIDUAL OBJECTS

Below, we comment on the possible origin of the heating source of the extended emission for the six objects with extended MIR morphologies at large scales ( $>400$  pc, which is the sample average value) in the high angular resolution data presented in Section 5.2. To do so, we first use the arcsecond and subarcsecond resolution images to compare the extended MIR emission structures of these galaxies (see Fig. 7 of Section 5.2). Then, we investigate the origin of the MIR emission using the *Spitzer*/IRS spectra to look for AGN and/or SF activity indicators.

We find that for four of these six galaxies, the bulk of the extended MIR emission is mainly related to SF. On the other hand, for NGC 3081 and NGC 5506, the *Spitzer*/IRS spectra show faint PAH features, weak [Ne II] emission line and prominent AGN tracers. We also found that the majority of these galaxies have a relatively small contribution of AGN emission ( $<50$  per cent) to the *Spitzer*/IRS spectra, except for NGC 2992, NGC 3081 and NGC 5506, which have AGN contributions of 71 per cent, 63 per cent and 72 per cent, respectively (see Appendix B).

**NGC 4945** is a practically edge-on spiral galaxy with a highly obscured nucleus containing both an AGN and a starburst. This galaxy presents a bright cluster close to the central region ( $\sim 50$  pc) and extended emission along  $\text{PA} \sim 45^\circ$  out to  $\sim 500$  pc in the  $N$ -band image, being weaker in the  $Q$  band. NGC 4945 shows the most prominent  $6.2 \mu\text{m}$  PAH feature of the sample and it also presents the  $11.3 \mu\text{m}$  PAH feature and strong [Ne II] emission. On the other hand, there is no significant [S IV] and [Ne V] emission. Therefore, the bulk of the extended MIR emission of this galaxy is mainly

SF activity. See Imanishi et al. (2011) for a detailed study of this galaxy.

**NGC 1365** is a barred spiral galaxy which presents bright clusters around the nucleus in the  $N$  and  $Q$  band, which are also visible in the IRAC image. There is also faint extended emission towards the south ( $\text{PA} \sim 210^\circ$ ;  $\sim 600$  pc from the nucleus) of the  $N$ - and  $Q$ -band images, which becomes weaker in the  $Q$  band and matches that of the IRAC image. The *Spitzer*/IRS spectrum shows strong  $6.2$  and  $11.3 \mu\text{m}$  PAH features as well as [Ne II] and [Ne III]. This galaxy also presents weak AGN tracers such as [S IV] or [Ne V]. Therefore, we conclude that the bulk of this MIR emission is due to SF activity. See Alonso-Herrero et al. (2012) for a detailed study of this galaxy.

**NGC 7582** is a highly inclined barred spiral galaxy. This galaxy has an obscured AGN surrounded by a star-forming disc and a dust lane crossing over the nucleus. The subarcsecond resolution  $Q$ -band image reveals a bright cluster towards the south, at  $\sim 200$  pc from the nucleus, which is not present in the  $N$ -band image. There is also faint emission extending out to  $\sim 630$  pc from the south-east to the north-west ( $\text{PA} \sim 155^\circ$ ). The *Spitzer*/IRS spectrum shows important  $6.2$  and  $11.3 \mu\text{m}$  PAH features and also strong [Ne II] emission. On the contrary, the spectrum shows really weak AGN indicators, such as [S IV] and [Ne V]. Therefore, the bulk of this MIR emission is likely related with SF activity. See Wold et al. (2006) and Wold & Galliano (2006) for a detailed study of this galaxy.

**NGC 5506** is a practically edge-on spiral galaxy which shows extended MIR emission around the nucleus in the  $N$ - and  $Q$ -band images. The high angular resolution  $N$ -band image reveals faint extended emission from north to south extending out to  $\sim 560$  pc. However, there is also faint extended emission towards the east in the  $Q$ -band image. The *Spitzer*/IRS spectrum of this galaxy shows

*The mid-infrared emission of Seyfert galaxies* 3555

**Table D1.** Same as in Table 6, but in flux–flux space.

$X$	Sample	$N$	$R$	$P_{\text{null}}$	$\sigma$	$a$	$b$
$F_{2-10 \text{ KeV}}$	BCS <sub>40</sub>	24	0.64	$8.7 \times 10^{-4}$	0.49	$0.59 \pm 0.15$	−4.06
$F_{2-10 \text{ KeV}}$	BCS <sub>40</sub> <sup>★</sup>	23	0.57	$4.7 \times 10^{-3}$	0.50	$0.56 \pm 0.18$	−4.40
$F_{2-10 \text{ KeV}}$	Type 1	8	0.79	$1.9 \times 10^{-2}$	0.51	$1.19 \pm 0.38$	2.09
$F_{2-10 \text{ KeV}}$	Type 2	16	0.63	$8.8 \times 10^{-3}$	0.46	$0.48 \pm 0.16$	−5.15
$F_{14-195 \text{ KeV}}$	BCS <sub>40</sub>	24	0.77	$1.3 \times 10^{-5}$	0.25	$0.44 \pm 0.08$	−5.36
$F_{14-195 \text{ KeV}}$	BCS <sub>40</sub> <sup>★</sup>	23	0.74	$6.2 \times 10^{-5}$	0.26	$0.45 \pm 0.09$	−5.24
$F_{14-195 \text{ KeV}}$	Type 1	8	0.79	$2.1 \times 10^{-2}$	0.23	$0.52 \pm 0.17$	−4.62
$F_{14-195 \text{ KeV}}$	Type 2	16	0.80	$1.8 \times 10^{-4}$	0.25	$0.44 \pm 0.09$	−5.21
$F_{[\text{O IV}]}$	BCS <sub>40</sub>	24	0.67	$3.8 \times 10^{-4}$	0.48	$0.63 \pm 0.15$	−5.72
$F_{[\text{O IV}]}$	BCS <sub>40</sub> <sup>★</sup>	23	0.65	$8.4 \times 10^{-4}$	0.49	$0.67 \pm 0.17$	−5.28
$F_{[\text{O IV}]}$	Type 1	8	0.84	$8.8 \times 10^{-3}$	0.36	$1.02 \pm 0.27$	−1.93
$F_{[\text{O IV}]}$	Type 2	16	0.70	$2.2 \times 10^{-3}$	0.46	$0.61 \pm 0.16$	−5.81
$F_{[\text{Ne III}] \text{SF}}$	BCS <sub>40</sub> <sup>†</sup>	16	0.12	$6.7 \times 10^{-1}$	0.73	$0.12 \pm 0.27$	−11.30

strong [Ne III] and [Ne V] features and faint PAH features. Therefore, we conclude that the origin of this extended MIR emission is likely nuclear activity. See Roche et al. (2007) for a detailed study of this galaxy.

NGC 2992 is an spiral galaxy which is part of the interacting system Arp 245. The high angular resolution  $N$ -band image reveals faint extended emission along PA $\sim$ 30° and out to  $\sim$ 2 kpc, which is not present in the  $Q$  band. This extended emission is also present in the 8  $\mu\text{m}$  IRAC image. Considering the strong 6.2 and 11.3  $\mu\text{m}$  PAH features seen in the *Spitzer*/IRS spectrum, the bulk of this extended emission is likely produced by dust heated by SF activity. See García-Bernete et al. (2015) for a detailed study of this galaxy.

NGC 3081 is a barred spiral galaxy which presents extended emission in the  $N$ - and  $Q$ -band images, being brighter in the  $Q$  band. The emission is stronger towards the north, extending out to  $\sim$ 450 pc from the south-east to the north-west (PA $\sim$ 160°). The *Spitzer*/IRS spectrum of this galaxy shows faint 6.2 and 11.3  $\mu\text{m}$  PAH emission, weak [Ne II] line emission and strong [Ne III], [S IV]

and [Ne V] features. Therefore, based on the lack of PAH features in the *Spitzer*/IRS spectrum, we can conclude that the MIR emission of NGC 3081 is mainly produced by nuclear activity. See Ramos Almeida et al. (2011a) for a detailed study of this galaxy.

#### APPENDIX D: FLUX–FLUX CORRELATIONS

The luminosity–luminosity correlations might be caused, at least in part, by distance effects. Therefore, we also checked the correlations in flux–flux space. As expected, the correlations using the luminosities are stronger than the flux–flux correlations. However, they are still significant and we confirmed that the results presented in Section 6 hold in flux–flux space (see Table D1).

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.





# 4

---

## Espectro de Correlación entre la Emisión Infrarroja y los Rayos-X de las Galaxias Activas de Tipo 1

En este capítulo usamos nuevos datos obtenidos en el rango de rayos-X duros con el satélite NuSTAR para una muestra de AGN de tipo 1 no oscurecidos en rayos-X, los cuales son galaxias activas con luminosidades intermedias, la mayoría de ellas galaxias Seyfert. Haciendo uso de ellos y de datos en el NIR y el MIR, estudiamos la correlación entre diferentes bandas de rayos-X duros y la emisión IR.

Como ya se comentó anteriormente en la Introducción (ver Capítulo 1), debido a las altas energías involucradas en el proceso de acreción, los AGN son fuertes emisores en rayos-X. Por otra parte, los AGN de tipo 1 muestran una visión más directa del mecanismo central, de acuerdo con el modelo unificado (Antonucci 1993). Además, los rayos-X duros están menos afectados por cualquier tipo de oscurecimiento y permiten acceder a las regiones nucleares. Dada la patente conexión entre el continuo de alta energía producido por el AGN y la emisión IR, es de gran interés estudiar dicha relación. Aún cuando la correlación entre el IR y los rayos-X ha sido ampliamente investigada en la literatura (ver apartado 1.10.1), hasta ahora no se había estudiado detalladamente dicha relación usando el rango completo del NIR al MIR ( $\sim 1\text{-}35\ \mu\text{m}$ ) y diferentes bandas de rayos-X duros desde los 3 a los 80 keV. Este tipo de estudios nos permiten determinar las longitudes de onda IR donde se encuentran las características IR producidas por procesos relacionados con la actividad nuclear.

Para este trabajo hemos seleccionado una muestra de AGN de tipo 1 no oscurecidos en rayos-X observados con el satélite NuSTAR. Concretamente, hemos seleccionado todos los AGN de tipo 1 observados hasta Abril de 2016 con desplazamientos al rojo  $z < 0.1$ . Después, se hizo una búsqueda de las fuentes que tenían espectros en el MIR disponibles en el archivo del telescopio espacial Spitzer, resultando en una muestra de 24 fuentes de este tipo.

Utilizando los espectros de rayos-X se han obtenidos los flujos del continuo en diferentes bandas, 3-5, 2-10, 7-15, 15-40 y 40-80 keV para investigar tanto el continuo como el “*Compton hump*” (ver Sección 1.10). Por otro lado, en los espectros MIR ajustamos tanto el continuo como las bandas de PAHs y silicatos para obtener los espectros de emisión. En estos últimos medimos los flujos integrados de las líneas de emisión en el MIR: [SIV] $\lambda$  10.51, [NeII] $\lambda$  12.81, [NeV] $\lambda$  14.32, [NeIII] $\lambda$  15.56, [SIII] $\lambda$  18.71, [OIV] $\lambda$  25.89 y [SiII] $\lambda$  34.82, donde todas las longitudes de ondas vienen dadas en micras.

Para llevar a cabo el estudio usamos la técnica del espectro de correlación (CST, del Inglés

*Correlation Spectrum Technique*; Jin, Ward, & Done 2012) entre el IR y los rayos-X (IRXCS, del Inglés *IR to X-ray Correlation Spectrum*) para la muestra de 24 AGN de tipo 1. Esto nos permite ver a la longitud de onda IR a la cual se encuentra el máximo de la correlación, así como determinar las características relacionadas con el AGN.

Las principales conclusiones del trabajo que se presenta en este capítulo son las siguientes:

- Encontramos que todas las bandas de rayos-X duros presentan una buena correlación con todo el rango IR. Además, tanto la forma como la fuerza de la correlación de los IRXCS no dependen de la banda de rayos-X seleccionada. Sin embargo, la gran cantidad de límites superiores presentes en la banda de 40-80 keV evitan que podamos confirmar esto para las energías más altas. También apreciamos el mismo comportamiento para la correlación con las líneas de emisión.
- Observamos el máximo de correlación del IRXCS a  $\sim 15\text{-}20 \mu\text{m}$ , el cual coincide con el máximo de la contribución del AGN en los espectros de esta muestra. Para longitudes de onda mayores de  $20 \mu\text{m}$  el espectro de correlación decae lentamente.
- También encontramos un pico de correlación a  $\sim 2 \mu\text{m}$ , el cual asociamos al exceso en el NIR observado en las SEDs nucleares de algunos AGN de tipo 1. Los resultados de este trabajo indican que esta característica está producida por polvo calentado por el AGN.
- Todas las líneas de emisión consideradas aquí, con potenciales de ionización que van desde valores bajos a altos (8-97 eV), muestran una buena correlación con los rayos-X duros. Además, la fuerza de la correlación es independiente del potencial de ionización. Esto sugiere que en esta muestra las diferentes líneas de emisión están principalmente ionizadas por el AGN, independientemente de cual sea su potencial de ionización.

El trabajo presentado en este capítulo fue publicado en la revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, en el volumen 469, de la página 110 a la 126, del año 2017 con el título “**The infrared to X-ray correlation spectra of unobscured type 1 active galactic nuclei**”. Este artículo se adjunta a continuación.



## The infrared to X-ray correlation spectra of unobscured type 1 active galactic nuclei

I. García-Bernete,<sup>1,2★</sup> C. Ramos Almeida,<sup>1,2★</sup> H. Landt,<sup>3</sup> M. J. Ward,<sup>3</sup>  
M. Baloković<sup>4</sup> and J. A. Acosta-Pulido<sup>1,2</sup>

<sup>1</sup>*Instituto de Astrofísica de Canarias, Calle Vía Láctea, s/n, E-38205, La Laguna, Tenerife, Spain*

<sup>2</sup>*Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, E-38206, La Laguna, Tenerife, Spain*

<sup>3</sup>*Centre for Extragalactic Astronomy, Department of Physics, Durham University, South Road, Durham DH1 3LE, UK*

<sup>4</sup>*Cahill Center for Astronomy and Astrophysics, California Institute of Technology, 1216 E California Blvd, Pasadena, CA 91125, USA*

Accepted 2017 March 28. Received 2017 March 28; in original form 2017 January 26

### ABSTRACT

We use new X-ray data obtained with the *Nuclear Spectroscopic Telescope Array* (*NuSTAR*), near-infrared (NIR) fluxes and mid-infrared (MIR) spectra of a sample of 24 unobscured type 1 active galactic nuclei (AGN) to study the correlation between various hard X-ray bands between 3 and 80 keV and the infrared (IR) emission. The IR to X-ray correlation spectrum (IRXCS) shows a maximum at  $\sim 15\text{--}20\ \mu\text{m}$ , coincident with the peak of the AGN contribution to the MIR spectra of the majority of the sample. There is also an NIR correlation peak at  $\sim 2\ \mu\text{m}$ , which we associate with the NIR bump observed in some type 1 AGN at  $\sim 1\text{--}5\ \mu\text{m}$  and is likely produced by nuclear hot dust emission. The IRXCS shows practically the same behaviour in all the X-ray bands considered, indicating a common origin for all of them. We finally evaluated correlations between the X-ray luminosities and various MIR emission lines. All the lines show a good correlation with the hard X-rays ( $\rho \geq 0.7$ ), but we do not find the expected correlation between their ionization potentials and the strength of the IRXCS.

**Key words:** galaxies: active – galaxies: nuclei – infrared: galaxies – X-rays: galaxies.

### 1 INTRODUCTION

Active galactic nuclei (AGN) are powered by accretion of material onto supermassive black holes (SMBHs), which release energy in the form of radiation and/or mechanical outflows into the host galaxy's interstellar medium. This feedback process appears to be fundamental to the formation and evolution of galaxies (Hopkins & Quataert 2010). Therefore, it is important to characterize the properties of AGN in the local universe to understand how they are triggered and whether all galaxies with SMBHs go through an active phase.

Due to the high energies involved in the accretion process, AGN are strong X-ray emitters. This emission is mainly produced by the Comptonization of accretion disc photons in a hot corona of electrons surrounding the SMBH (e.g. Haardt & Maraschi 1991). On the other hand, the unified model of AGN proposes that there is dust surrounding the active nucleus distributed in a toroidal geometry (Antonucci 1993) which obscures the central engines of type 2 AGN, and allows a direct view in the case of type 1 sources. Previous X-ray studies confirmed this scheme since, in general, type 2s have higher absorption column densities than type 1 AGN

(e.g. Awaki et al. 1991; Smith & Done 1996; Turner et al. 1997; Bassani et al. 1999; Cappi et al. 2006; Dadina 2008; Ricci et al. 2011; Singh, Shastri & Risaliti 2011). Although some exceptions have been observed (e.g. Cappi et al. 2006; de Rosa et al. 2007; Corral et al. 2011), those are expected if the broad line region (BLR) and the dusty torus have a clumpy distribution (see e.g. Elitzur 2012, and references therein).

High energy X-ray observations of active galaxies enable studies of the intrinsic emission from the central engine since: 1) they are less sensitive to the effects of obscuration than softer X-ray energies and 2) very high energies are involved in the accretion process. The main source of X-ray emission is the intrinsic AGN continuum, which is observed from  $\sim 1$  to over 100 keV. This primary X-ray emission can be reflected (e.g. inverse Compton scattering of photons from the accretion disc; Jovanović et al. 2008) and the main features of this reflection component are the so-called ‘Compton hump’, which peaks at  $\sim 30$  keV (George & Fabian 1991), and the Fe  $K_{\alpha}$  fluorescence line at 6.4 keV. The Compton hump is produced by the reprocessing of X-ray photons by Compton-thick material, but the exact location of such material (the corona, the BLR and/or the torus) is not clear.

The dusty torus absorbs the intrinsic AGN radiation, and then reprocesses it to emerge in the infrared (IR), peaking in the mid-IR (MIR;  $\sim 5\text{--}30\ \mu\text{m}$ ) according to torus models (e.g. Pier &

\*E-mail: igarcia@iac.es (IG-B); cra@iac.es (CRA)

Krolik 1992). Thus, MIR observations of active galaxies are key to study the emission of dust heated by the AGN, but also by star formation (SF) when present (e.g. Radoski et al. 2003; Packham et al. 2005; Sales et al. 2013; Esquej et al. 2014; Alonso-Herrero et al. 2014; Ramos Almeida et al. 2014; Ruschel-Dutra et al. 2014; García-Bernete et al. 2015). The main spectral features of AGN in the MIR are the silicates, the polycyclic aromatic hydrocarbon (PAH) emission bands and several emission lines of different ionization potential (IP).

The PAH features are often used to measure the star formation rate (SFR) of galaxies (see e.g. Peeters, Spoon & Tielens 2004; Wu et al. 2005; Diamond-Stanic & Rieke 2012; Esquej et al. 2014), together with low IP MIR emission lines such as [Ne II] $\lambda$ 12.81 and [S III] $\lambda$ 18.71  $\mu$ m (Spinoglio & Malkan 1992; Ho & Keto 2007; Pereira-Santaella et al. 2010b; Spinoglio et al. 2012). On the other hand, the presence and strengths of high IP emission lines such as [Ne V] $\lambda$ 14.32  $\mu$ m ( $\sim$ 97 eV) and [O IV] $\lambda$ 25.89  $\mu$ m ( $\sim$ 55 eV) are considered to be reliable indicators of the AGN power. The [O IV] emission line has proved to be a reliable AGN tracer (see e.g. García-Bernete et al. 2016, and references therein), which correlates well with both the hard X-rays (Meléndez et al. 2008a; Rigby, Diamond-Stanic & Aniano 2009; Diamond-Stanic, Rieke & Rigby 2009) and the soft X-rays (Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa 2002). Another AGN tracer commonly used is the [S IV] $\lambda$ 10.51  $\mu$ m line (IP  $\sim$  35 eV; Dasyra et al. 2011). However, this emission line can also be produced in star-forming regions, as shown by Pereira-Santaella et al. (2010a). The same applies to the [Ne III] $\lambda$ 15.56  $\mu$ m (IP  $\sim$  41 eV) emission line (Gorjian et al. 2007; Ho & Keto 2007; Meléndez et al. 2008a; Pereira-Santaella et al. 2010b).

In view of the apparent connection between the AGN’s high energy continuum and some IR features, it is of interest to examine this in detail. Although the MIR–X-ray correlation has been extensively studied in the literature (Krabbe, Böker & Maiolino 2001; Prieto et al. 2002; Lutz et al. 2004; Ramos Almeida et al. 2007; Horst et al. 2008; Fiore et al. 2009; Gandhi et al. 2009; Levenson et al. 2009; Ichikawa et al. 2012; Mason et al. 2012; Matsuta et al. 2012; Sazonov et al. 2012; Asmus et al. 2015; Mateos et al. 2015; García-Bernete et al. 2016; Ichikawa et al. 2017; Chen et al. 2017), to date there have been no detailed studies using the entire NIR-to-MIR range and selected X-ray bands from 3 to 80 keV. The aim of this work is to investigate this correlation for a sample of 24 nearby unobscured type 1 AGN using new X-ray data obtained with the *Nuclear Spectroscopic Telescope Array* (*NuSTAR*; Harrison et al. 2013) together with archival IR data.

The paper is organized as follows. Section 2 and Section 3 describe the sample selection and the observations, respectively. The X-ray and MIR spectral modelling are presented in Section 4. Section 5 describes the correlation spectrum technique. The main results on the IR to X-ray correlations are presented in Section 6. Finally, in Section 7, we present the discussion, and in Section 8, we summarize the main conclusions of this work.

Throughout this paper, we assumed a cosmology with  $H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_m = 0.27$  and  $\Omega_\Lambda = 0.73$ , and a velocity-field corrected using the Mould et al. (2000) model, which includes the influence of the Virgo cluster, the Great Attractor and the Shapley supercluster.

## 2 SAMPLE SELECTION

The sample studied here consists of 24 unobscured type 1 AGN selected from the *NuSTAR* public archive. The majority of *NuSTAR* observations employed in this work were obtained for de-

tailed broad-band spectral analyses published elsewhere (e.g. Balantyne et al. 2014; Brenneman et al. 2014; Lohfink et al. 2015; Zoghbi et al. 2015; Ursini et al. 2016). These observations are typically long (50–150 ks) and separated into multiple epochs in order to sample spectral variability. The rest of the data were taken as part of the *NuSTAR* survey of *Swift*/BAT-selected AGN, which consists of short observations (15–25 ks) of a large sample representative of the local AGN population (Baloković et al., in preparation). Because of the 100-fold increase in sensitivity between *Swift*/BAT and *NuSTAR*, for any source detected in the *Swift*/BAT all-sky survey, even a short exposure results in data with signal-to-noise ratio (SNR) high enough for spectral modelling up to  $\sim$ 70 keV (e.g. Baloković et al. 2014; Koss et al. 2015; Masini et al. 2016).

According to the unified model, in type 1 objects, we are able to observe the innermost region of the AGN and they are expected to be practically unabsorbed in X-rays. Therefore, we selected all the unobscured type 1 AGN at low redshifts ( $z \leq 0.1$ ) observed with *NuSTAR* and with the X-ray data publicly available in the HEASARC<sup>1</sup> archive. As of 2016 April, this sample consists of 67 broad-line AGN. These sources were then cross-correlated with the Spitzer Heritage Archive (SHA)<sup>2</sup> in order to select only those with available *Spitzer*/InfraRed Spectrograph (IRS) MIR spectra covering the 5–35  $\mu$ m range. The final sample used in this paper comprises 24 objects, which are listed in Table 1. We note that we have excluded from this work broad-absorption line (BAL) quasars, because their inner region geometry is thought to be significantly different from standard type 1 AGN.

## 3 OBSERVATIONS

### 3.1 X-ray *NuSTAR* data

High-energy X-ray spectra of the sample studied here were observed with the *NuSTAR* observatory (angular resolution  $\sim$ 18 arcsec), which consists of two co-aligned hard X-ray telescopes with focal lengths of 10.14 m. *NuSTAR* is the first high-energy ( $> 10 \text{ keV}$ ) orbiting observatory with focusing optics, providing  $\sim$ 2 orders of magnitude increase in sensitivity compared to previous high-energy observatories. The data were obtained across the 3–80 keV energy range, using the two *NuSTAR* focal planes: the focal plane module A (FPMA) and the focal plane module B (FPMB), which use CdZnTe chips (pixel size of 2.46 arcsec) and have a field of view (FOV) of  $\sim 12 \times 12 \text{ arcmin}^2$  at 10 keV. A detailed description of the *NuSTAR* observatory is given in Harrison et al. (2013).

We processed the raw *NuSTAR* data using the standard data processing package, NUSTARDAS, generally following the procedures described in the *NuSTAR* user’s guide<sup>3</sup> and described in more detail in Baloković et al., in preparation. The complete list of observations is given in Table 2. We used a range of software editions (HEASOFT 6.14–6.16, NUSTARDAS 1.4–1.6) and versions of the calibration data base (between 20130909 and 20150316). No significant changes were noted in updating from an older to a newer version of the data base for any of our targets. Event filtering was performed using the NUIPELINEScript with the most strict filter setting in order to avoid any possible contamination due to South Atlantic Anomaly (SAA) passages and elevated background levels. Sources exhibited a wide

<sup>1</sup> <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/>

<sup>2</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Spitzer/SHA>

<sup>3</sup> [http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/nustar/analysis/nustars\\_wguide.pdf](http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/nustar/analysis/nustars_wguide.pdf)

112 *I. García-Bernete et al.*

**Table 1.** The sample of 24 type 1 AGN studied here sorted by right ascension (RA). AGN optical type, RA and declination (Dec.) were taken from the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED). The redshift, luminosity distance and spatial scale were calculated using a cosmology with  $H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_m = 0.27$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.73$  and a velocity-field corrected using the Mould et al. (2000) model, which includes the influence of the Virgo cluster, the Great Attractor and the Shapley supercluster.

Name	Optical type	RA (J2000)	Dec. (J2000)	Redshift	Luminosity distance (Mpc)	Spatial scale (pc arcsec <sup>-1</sup> )
Mrk 335	Sy 1.2	00h06m19.52s	+20d12m10.5s	0.025	106	490
Fairall 9	Sy 1.2	01h23m45.78s	−58d48m20.8s	0.047	200	885
Mrk 1018	Sy 1.5	02h06m15.99s	−00d17m29.2s	0.042	176	787
Mrk 590	Sy 1.2	02h14m33.56s	−00d46m00.1s	0.026	107	495
Mrk 1044	Sy 1	02h30m05.53s	−08d59m53.3s	0.016	66	311
3C 120	BLRG	04h33m11.10s	+05d21m15.6s	0.032	136	620
Ark 120	Sy 1	05h16m11.42s	−00d08m59.4s	0.032	136	618
1H 0707-495	NLSy 1	07h08m41.50s	−49d33m06.9s	0.041	174	778
RBS 0770	Sy 1.2	09h23m43.00s	+22d54m32.6s	0.033	140	637
NGC 4051	Sy 1.2	12h03m09.61s	+44d31m52.8s	0.003	13	62
NGC 4151	Sy 1.5	12h10m32.58s	+39d24m20.6s	0.005	20	96
PG 1211+143	NLSy 1	12h14m17.67s	+14d03m13.1s	0.083	361	1492
NGC 4593	Sy 1	12h39m39.43s	−05d20m39.3s	0.010	42	198
Mrk 766	Sy 1.5	12h18m26.51s	+29d48m46.3s	0.015	61	289
MCG-06-30-015	Sy 1.2	13h35m53.71s	−34d17m43.9s	0.007	27	128
IC 4329A	Sy 1.2	13h49m19.27s	−30d18m34.0s	0.019	80	372
CGCG 017-073	Sy 1	13h49m52.84s	+02d04m45.1s	0.035	147	666
NGC 5548	Sy 1.5	14h17m59.53s	+25d08m12.4s	0.019	80	375
Mrk 1393	Sy 1.5	15h08m53.95s	−00d11m49.0s	0.056	242	1052
Mrk 290	Sy 1.5	15h35m52.36s	+57d54m09.2s	0.031	130	593
3C 382	BLRG	18h35m03.39s	+32d41m46.8s	0.059	253	1094
3C 390.3	BLRG	18h42m08.99s	+79d46m17.1s	0.057	242	1053
NGC 7213	Sy 1.5	22h09m16.31s	−47d09m59.8s	0.006	25	120
Mrk 915	Sy 1	22h36m46.50s	−12d32m42.6s	0.024	101	468

range of variability patterns and amplitudes, but in this work, we are concerned only with time-averaged data.

We extracted target spectra from circular regions centred on the source in each of the two focal plane modules (FPMA and FPMB), with the radii size chosen according to the total number of counts, between 30 and 150 arcsec. The different sizes used here depend on the brightness of the source. For the faintest objects we used a 30 arcsec aperture, whereas for the brightest ones we used larger apertures to collect more photons since the background is low in those cases. The background extraction region is defined as the square area of the detector onto which the target is focused, excluding the circular region 30 per cent larger than the source extraction region and excluding 30 arcsec around any detected serendipitous sources (see Lansbury et al. 2017). With its spatial resolution of  $\sim 28$  arcsec (half-power diameter; Harrison et al. 2013), *NuSTAR* cannot spatially resolve any of our targets. The source and background spectra were produced together with the ancillary response files using the `NUPRODUCTS` script. The spectral files were grouped into energy bins so that the median SNR is 5–15 in each bin (depending on the total number of counts), with a minimum SNR of 5 for most sources and 3 for the faintest ones.

### 3.2 MIR *Spitzer* Space Telescope spectra

We retrieved MIR spectra for the whole sample from the Cornell Atlas of *Spitzer*/IRS Source (`CASSIS`<sup>4</sup> v4; Lebouteiller et al. 2011). The

spectra were obtained using the IRS instrument (Houck et al. 2004). The bulk of the observations (18/24 galaxies) were made in staring mode using the low-resolution ( $R \sim 60$ –120) IRS modules: the short-low (SL; 5.2–14.5  $\mu\text{m}$ ) and the long-low (LL; 14–38  $\mu\text{m}$ ). The spectra were reduced with the `CASSIS` software, using the optimal extraction to obtain the best SNR. We only needed to apply a small offset to stitch together the different modules, taking the shorter wavelength module (SL2; 5.2–7.6  $\mu\text{m}$ ) as the basis, which has associated a slit width of 3.6 arcsec.

We note that for six galaxies (Mrk 335, Mrk 1044, 1H 0707-495, NGC 4151, NGC 4593 and Mrk 766) there are no low-resolution staring mode spectra for the LL module. Therefore, in order to cover the same spectral range, we used the SL low-resolution module together with the high-resolution (HR;  $R \sim 600$ ) IRS modules: the short-high (SH; 9.9–19.6  $\mu\text{m}$ ) and the long-high (LH; 18.7–37.2  $\mu\text{m}$ ) available in the `CASSIS`. The high-resolution module spectra are also reduced with the `CASSIS` software, using the optimal extraction. We have consistently applied a Gaussian convolution in the HR spectra to degrade the spectral resolution to be the same as that for the low-resolution spectra. The MIR spectra are shown in Appendix A. Further details on the *Spitzer* observations can be found in Table 3.

As a sanity check, and since we are interested only in AGN-dominated IR data, we estimated the possible contribution from other components to the IRS spectra of our sample. To do so, we used the `DEBLENDIRS`<sup>5</sup> routine (Hernán-Caballero et al. 2015), which decomposes MIR spectra using a linear combination of three

<sup>4</sup> <http://cassis.astro.cornell.edu/atlas/>

<sup>5</sup> <http://www.denebola.org/ahc/deblendIRS/>

**Table 2.** Summary of the X-ray observations. Columns 1 to 4 list the object name, the observation ID, the observation date and the exposure time. Columns 5 to 9 correspond to the 3–5, 2–10, 7–15, 15–40 and 40–80 keV band fluxes, respectively. The X-ray fluxes were calculated by averaging all the observations available (the fluxes are given in  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$  units). We note that for the individual observations the uncertainties correspond to  $1\sigma$  level, whereas for multiple observations the uncertainties correspond to the standard deviation between the different observations, which are larger than the propagated uncertainties.

Name	Obs. ID	Date (UT)	Exp. Time (ks)	$F_{3-5\text{keV}}$	$F_{2-10\text{keV}}$	$F_{7-15\text{keV}}$	$F_{15-40\text{keV}}$	$F_{40-80\text{keV}}$
Mrk 335	60001041002	13 June 2013	21.3	$(1.35 \pm 0.72) \times 10^{-12}$	$(4.64 \pm 2.01) \times 10^{-12}$	$(2.98 \pm 0.64) \times 10^{-12}$	$(6.63 \pm 0.65) \times 10^{-12}$	$(4.17 \pm 1.05) \times 10^{-12}$
	60001041003	13 June 2013	21.5					
	60001041005	25 June 2013	92.9					
	80001020002	20 September 2014	68.8					
Mrk 1018	60160087002	10 February 2016	20.3	$(4.91 \pm 0.52) \times 10^{-13}$	$(1.71 \pm 0.11) \times 10^{-12}$	$(1.08 \pm 0.08) \times 10^{-12}$	$(1.62 \pm 0.62) \times 10^{-12}$	$<5.04 \times 10^{-12}$
Mrk 590	60160095002	5 February 2016	17.9	$(8.89 \pm 0.66) \times 10^{-13}$	$(2.96 \pm 0.14) \times 10^{-12}$	$(1.96 \pm 0.10) \times 10^{-12}$	$(3.48 \pm 0.46) \times 10^{-12}$	$<1.07 \times 10^{-11}$
Mrk 1044	60160109002	8 February 2016	20.2	$(2.73 \pm 0.10) \times 10^{-12}$	$(8.67 \pm 0.23) \times 10^{-12}$	$(4.19 \pm 0.13) \times 10^{-12}$	$(5.98 \pm 0.47) \times 10^{-12}$	$<1.50 \times 10^{-11}$
Fairall 9	60001130002	9 May 2014	49.1	$(7.30 \pm 0.05) \times 10^{-12}$	$(2.33 \pm 0.16) \times 10^{-11}$	$(1.24 \pm 0.07) \times 10^{-11}$	$(2.04 \pm 0.07) \times 10^{-11}$	$(1.30 \pm 0.13) \times 10^{-11}$
	60001130003	9 May 2014	93.6					
3C 120	60001042002	6 February 2013	21.6	$(1.60 \pm 0.01) \times 10^{-11}$	$(5.12 \pm 0.11) \times 10^{-11}$	$(2.83 \pm 0.10) \times 10^{-11}$	$(4.57 \pm 0.25) \times 10^{-11}$	$(3.24 \pm 0.09) \times 10^{-11}$
	60001042003	6 February 2013	127.7					
Ark 120	60001044002	18 February 2013	55.3	$(9.99 \pm 3.97) \times 10^{-12}$	$(3.20 \pm 1.19) \times 10^{-11}$	$(1.75 \pm 0.51) \times 10^{-11}$	$(2.97 \pm 0.71) \times 10^{-11}$	$(2.54 \pm 0.11) \times 10^{-11}$
	60001044004	22 March 2014	65.3					
1H 0707-495	60001102002	5 May 2014	144.0	$(1.90 \pm 0.85) \times 10^{-13}$	$(5.50 \pm 2.52) \times 10^{-13}$	$(1.17 \pm 0.48) \times 10^{-13}$	$(5.04 \pm 4.40) \times 10^{-13}$	$<2.59 \times 10^{-13}$
	60001102004	10 June 2014	48.8					
	60001102006	28 June 2014	46.7					
RBS 0770	60061092002	26 December 2012	18.8	$(6.88 \pm 0.14) \times 10^{-12}$	$(2.20 \pm 0.03) \times 10^{-11}$	$(1.20 \pm 0.02) \times 10^{-11}$	$(1.92 \pm 0.07) \times 10^{-11}$	$(1.14 \pm 0.39) \times 10^{-11}$
NGC 4051	60001050002	7 June 2013	9.4	$(5.79 \pm 2.75) \times 10^{-12}$	$(1.87 \pm 0.82) \times 10^{-11}$	$(1.06 \pm 0.32) \times 10^{-11}$	$(2.18 \pm 0.43) \times 10^{-11}$	$(1.34 \pm 0.25) \times 10^{-11}$
	60001050003	17 June 2013	45.6					
	60001050005	9 October 2013	10.2					
	60001050006	9 October 2013	49.5					
NGC 4151	60001050008	16 February 2014	56.6					
	60001111002	12 November 2012	21.9	$(4.08 \pm 0.59) \times 10^{-11}$	$(1.68 \pm 0.18) \times 10^{-10}$	$(1.58 \pm 0.11) \times 10^{-10}$	$(3.37 \pm 0.18) \times 10^{-10}$	$(2.53 \pm 0.27) \times 10^{-10}$
	60001111003	12 November 2012	57.1					
	60001111005	14 November 2012	61.6					
PG 1211+143	60001100002	18 February 2014	111.2	$(1.31 \pm 0.26) \times 10^{-12}$	$(4.09 \pm 0.80) \times 10^{-12}$	$(1.99 \pm 0.35) \times 10^{-12}$	$(2.99 \pm 0.25) \times 10^{-12}$	$<5.10 \times 10^{-12}$
	60001100004	8 April 2014	48.8					
	60001100005	9 April 2014	64.3					
	60001100007	7 July 2014	67.2					
NGC 4593	60001149002	29 December 2014	23.3	$(6.37 \pm 1.82) \times 10^{-12}$	$(2.10 \pm 0.58) \times 10^{-11}$	$(1.26 \pm 0.29) \times 10^{-11}$	$(2.41 \pm 0.44) \times 10^{-11}$	$(2.04 \pm 0.28) \times 10^{-11}$
	60001149004	31 December 2014	21.6					
	60001149006	2 January 2015	21.3					
	60001149008	4 January 2015	23.1					
	60001149010	6 January 2015	21.2					
Mrk 766	60001048002	24 January 2015	81.9	$(7.32 \pm 0.07) \times 10^{-12}$	$(2.24 \pm 0.02) \times 10^{-11}$	$(9.95 \pm 0.09) \times 10^{-12}$	$(1.50 \pm 0.03) \times 10^{-11}$	$<2.46 \times 10^{-11}$
MCG-06-30-015	60001047002	29 January 2013	23.3	$(1.32 \pm 0.32) \times 10^{-11}$	$(4.18 \pm 0.97) \times 10^{-11}$	$(2.31 \pm 0.35) \times 10^{-11}$	$(3.47 \pm 0.33) \times 10^{-11}$	$(1.70 \pm 0.23) \times 10^{-11}$
	60001047003	30 January 2013	127.1					
	60001047005	2 February 2013	29.6					
IC 4329A	60001045002	12 August 2012	159.0	$(3.23 \pm 0.01) \times 10^{-11}$	$(1.07 \pm 0.01) \times 10^{-10}$	$(6.53 \pm 0.02) \times 10^{-11}$	$(1.13 \pm 0.01) \times 10^{-10}$	$(8.61 \pm 0.27) \times 10^{-11}$
CGCG 017-073	60160560002	31 March 2015	15.3	$(1.99 \pm 0.09) \times 10^{-12}$	$(6.80 \pm 0.21) \times 10^{-12}$	$(4.29 \pm 0.15) \times 10^{-12}$	$(8.39 \pm 0.61) \times 10^{-12}$	$<1.98 \times 10^{-11}$
NGC 5548	60002044002	11 July 2013	24.1	$(9.94 \pm 1.85) \times 10^{-12}$	$(3.50 \pm 0.57) \times 10^{-11}$	$(2.54 \pm 0.27) \times 10^{-11}$	$(4.84 \pm 0.38) \times 10^{-11}$	$(3.82 \pm 0.63) \times 10^{-11}$
	60002044003	12 July 2013	27.2					
	60002044005	23 July 2013	49.4					
	60002044006	10 September 2013	51.4					
	60002044008	20 December 2013	50.0					
Mrk 1393	60160607002	19 January 2016	21.5	$(5.04 \pm 0.44) \times 10^{-13}$	$(1.96 \pm 0.10) \times 10^{-12}$	$(1.63 \pm 0.08) \times 10^{-12}$	$(4.09 \pm 0.50) \times 10^{-12}$	$<8.55 \times 10^{-12}$
Mrk 290	60061266002	14 November 2013	25.0	$(2.25 \pm 0.17) \times 10^{-12}$	$(7.54 \pm 0.38) \times 10^{-12}$	$(4.80 \pm 0.07) \times 10^{-12}$	$(9.30 \pm 0.69) \times 10^{-12}$	$<2.43 \times 10^{-11}$
	60061266004	27 November 2013	26.3					
3C 382	60061286002	18 September 2012	16.6	$(1.19 \pm 0.47) \times 10^{-11}$	$(3.94 \pm 1.47) \times 10^{-11}$	$(2.30 \pm 0.75) \times 10^{-11}$	$(3.51 \pm 0.05) \times 10^{-11}$	$(2.26 \pm 0.12) \times 10^{-11}$
	60001084002	18 December 2013	82.4					
3C 390.3	60001082002	24 May 2013	23.6	$(1.26 \pm 0.01) \times 10^{-11}$	$(4.20 \pm 0.03) \times 10^{-11}$	$(2.52 \pm 0.01) \times 10^{-11}$	$(3.97 \pm 0.05) \times 10^{-11}$	$(2.96 \pm 0.04) \times 10^{-11}$
	60001082003	24 May 2013	47.5					
NGC 7213	60001031002	5 October 2014	101.5	$(4.90 \pm 0.05) \times 10^{-12}$	$(1.60 \pm 0.01) \times 10^{-11}$	$(8.66 \pm 0.07) \times 10^{-12}$	$(1.20 \pm 0.02) \times 10^{-11}$	$(7.64 \pm 1.19) \times 10^{-12}$
Mrk 915	60002060002	2 December 2014	52.9	$(1.72 \pm 0.69) \times 10^{-12}$	$(5.95 \pm 2.33) \times 10^{-12}$	$(4.25 \pm 1.35) \times 10^{-12}$	$(7.52 \pm 2.48) \times 10^{-12}$	$(6.49 \pm 2.80) \times 10^{-12}$
	60002060004	7 December 2014	54.1					
	60002060006	12 December 2014	50.6					

spectral components: AGN, PAH and stellar emission. We found that the MIR spectra of the galaxies in our sample have a high contribution of the AGN ( $\sim 90$  per cent; i.e. AGN-dominated systems), as expected for type 1 AGN. Further details on the spectral decomposition can be found in Appendix A.

### 3.3 NIR data

In order to complete our IR–X-ray correlation analysis, we extended our collection of data to include NIR fluxes. To achieve this, we compiled cross-dispersed NIR spectra for roughly half of

our sample (15/24 sources; see Table 2), obtained either with the SpeX spectrograph (Rayner et al. 2003) on the 3.0-m NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) or with the Gemini Near-Infrared Spectrograph (GNIRS) on the 8.1-m Gemini-North Telescope. These spectra are presented in Rodríguez-Ardila et al. (2002); Riffel et al. (2006); Landt et al. (2008, 2011, 2013); Lamperti et al. (2017) and Landt et al., in preparation. We used the Galactic extinction corrected NIR spectra to derive rest-frame  $J$ - and  $K$ -band fluxes measured in a small aperture.

Finally, for the rest of the sample, we retrieved lower angular resolution  $J$ - and  $K$ -band photometry from the Two Micron

114 *I. García-Bernete et al.*

**Table 3.** Summary of the IR observations. The columns are as follows: (1) object name. For the MIR data (2) telescope, instrument and grating, where *L* and *H* correspond to the low- and high-resolution modules, respectively; (3) observation ID; and (4) observation date. For the NIR data (5) telescope and instrument; (6) observation date; and (7) corresponding references. References: a) Landt et al. (2011); b) Skrutskie et al. (2006); c) Landt et al., in preparation; d) Rodríguez-Ardila et al. (2002); e) Landt et al. (2013); f) Riffel, Rodríguez-Ardila, & Pastoriza (2006); g) Landt et al. (2008); h) Lamperti et al. (2017).

Name	Telescope/Instrument	MIR data		Telescope/Instrument or data base	NIR data		Reference
		Observation ID	Date (UT)		Date (UT)		
Mrk 335	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	14448128-1	2005 July 8	IRTF/SpeX	2007 January 25	a	
	<i>Spitzer</i> /IRS <i>H</i>	14448128-2	2009 January 12	–	...		
Fairall 9	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	28720896	2009 January 20	2MASS	1999 October 21	b	
Mrk 1018	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	15076096	2006 January 28	Gemini/GNIRS	2012 November 16	c	
Mrk 590	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	18508544	2007 February 9	IRTF/SpeX	2007 January 24	a	
Mrk 1044	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L/H</i>	14447872	2005 August 4	IRTF/SpeX	2000 October 11	d	
3C 120	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	18505216	2007 October 6	Gemini/GNIRS	2010 December 15	e	
Ark 120	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	18941440	2005 October 5	IRTF/SpeX	2007 January 26	a	
1H 0707-495	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L/H</i>	14447360	2006 November 15	2MASS	2000 February 26	b	
RBS 0770	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	2691392	2004 December 8	2MASS	2000 November 30	b	
NGC 4051	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	14449152	2005 December 10	IRTF/SpeX	2002 April 20	f	
	<i>Spitzer</i> /IRS <i>H</i>	10342400	2005 June 1	–	...		
NGC 4151	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	3754496	2004 January 8	IRTF/SpeX	2006 January 8	g	
PG 1211+143	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	3760896	2004 January 7	Gemini/GNIRS	2011 December 18	e	
NGC 4593	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L/H</i>	4853504	2005 July 1	IRTF/SpeX	2006 June 11	g	
Mrk 766	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L/H</i>	14448896	2006 June 22	IRTF/SpeX	2002 April 21	f	
MCG-06-30-015	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	4849920	2004 June 28	2MASS	1991 April 6	b	
IC 4329A	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	18506496	2007 July 29	2MASS	1998 July 25	b	
CGCG 017-073	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	26497024	2008 August 5	2MASS	2000 February 28	b	
NGC 5548	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	18513152	2007 July 31	IRTF/SpeX	2006 June 12	g	
Mrk 1393	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	15080960	2005 August 13	2MASS	1999 March 11	b	
Mrk 290	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	14200320	2005 December 22	IRTF/SpeX	2006 June 11	g	
3C 382	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	11306496	2005 August 15	2MASS	1998 January 25	b	
3C 390.3	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	4673024	2004 March 24	Gemini/GNIRS	2011 August 4	e	
NGC 7213	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	18513152	2007 July 31	2MASS	1998 November 18	b	
Mrk 915	<i>Spitzer</i> /IRS <i>L</i>	26495488	2008 June 29	IRTF/SpeX	2011 September 15	h	

All-Sky Survey (2MASS; Skrutskie et al. 2006) Point Source Catalog<sup>6</sup>, which were obtained with 1.3-m telescopes. These fluxes were extracted with the 2MASS point source processing software, using an aperture radius of 4 arcsec. Further details on the NIR observations can be found in Table 3.

## 4 SPECTRAL MODELLING

### 4.1 X-ray modelling

We performed spectral analysis in *xSPEC* (Arnaud 1996), version 12.8.2. We analysed each observation separately, and fitted spectra from FPMA and FPMB modules simultaneously without co-adding. A cross-normalization factor was employed to account for small relative offsets between FPMA and FPMB. In all cases, it was found to be consistent with expectations from calibration, typically <5 per cent (Madsen et al. 2015). In this work, we are only dealing with photometry within the various X-ray bands, and so we did not attempt to separate out different spectral components. Instead, we performed spectrophotometry in the 3–5, 7–15, 15–40 and 40–80 keV bands. These bands were chosen to avoid the Fe K $\alpha$  and sample the continuum and the Compton hump. For each of the bands separately, we assumed a simple power-law model, which provided a satisfactory fit in nearly all cases. For spectra with very high data quality, some of these fits resulted in  $\chi^2$  greater than 1.5. In those cases, we also fitted the data with a log-parabolic model

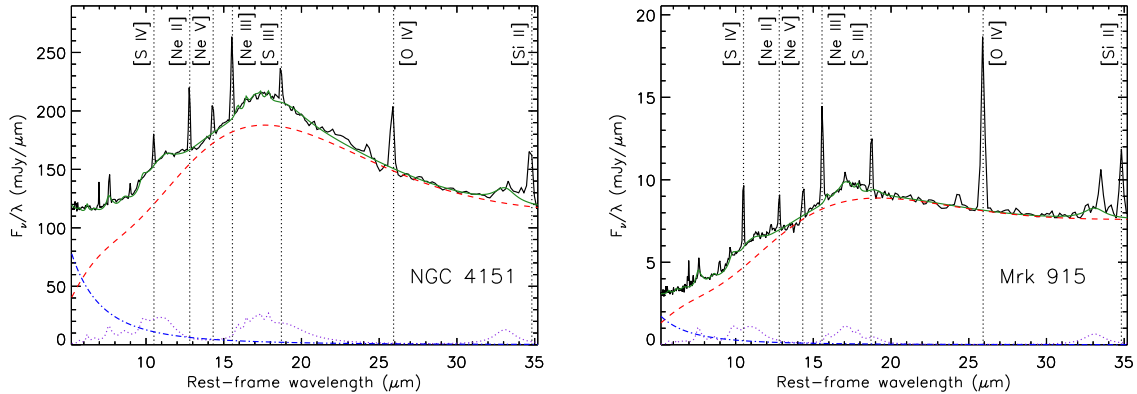
(*logpar* in *xSPEC*), which provided a better fit and did not result in a significantly different band flux. We calculated band fluxes and their statistical uncertainties (defined as 68 per cent confidence intervals) from these fits based on  $\chi^2$  statistics, which are shown in Table 2. These fluxes are corrected for the generally low Galactic column density taken from Dickey & Lockman 1990.

For approximately 40 per cent of our sample, the data in the 40–80 keV band is of insufficient quality to yield a robust flux measurement, i.e. there are too few source counts for performing the fit described above. In such cases, we extend the band towards lower energies (down to 30 keV, or 20 keV for the faintest sources) and fix the photon index to 2.0 in order to estimate the 40–80 keV flux. We adopt the upper end of the 68 per cent confidence interval of these estimates as  $1\sigma$  upper limits and, then, we calculated  $3\sigma$  upper limits that are employed in this study (see Table 2). For completeness and comparison with the literature, we also computed fluxes in the 2–10 keV band using *NuSTAR* data in the 3–5 and 7–15 keV bands, hence avoiding any flux contributed by the neutral Fe K $\alpha$  line detected in many sources in our sample. Fluxes averaged over multiple observation epochs are given in Table 2.

### 4.2 MIR modelling

We used the *PAHFIT* v1.2 routine (Smith et al. 2007) to fit the MIR continuum and the dust emission features of the IRS spectra. The purpose of these fits is to obtain emission-line spectra for all the galaxies. To do so, we used the default model continuum dust

<sup>6</sup> <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/>



**Figure 1.** Examples of the MIR spectral modelling using PAHFIT. We show the *Spitzer*/IRS rest-frame spectra (black solid lines), model fits (green solid lines), dust continuum (red dashed lines), dust emission features (purple dotted lines) and stellar continuum (blue dot-dashed lines). The black vertical dotted lines correspond to the MIR emission lines used in this study.

temperatures (300, 200, 135, 90, 65, 50, 40 and 35 K) and a stellar continuum component. Fig. 1 shows two examples of these fits.

Once we subtracted the continuum emission and the dust emission features contribution to each MIR spectrum, we obtain the emission-line spectrum for each galaxy. To measure the integrated emission line fluxes, we used the DIPSO<sup>7</sup> (Howarth et al. 2004) Emission-Line Fitting routine. Single Gaussians were sufficient to reproduce the line profiles.

In Table 4, we list the integrated fluxes of the MIR emission lines used in this study, which are [S IV] $\lambda$ 10.51, [Ne II] $\lambda$ 12.81, [Ne V] $\lambda$ 14.32, [Ne III] $\lambda$ 15.56, [S III] $\lambda$ 18.71, [O IV] $\lambda$ 25.89 and [Si II] $\lambda$ 34.82 (all wavelengths given in  $\mu\text{m}$ ). In the case of the three galaxies for which particular emission lines are not detected, we calculated  $3\sigma$  upper limits (see Table 4).

## 5 THE CORRELATION SPECTRUM TECHNIQUE (CST)

As explained in Section 1, hard X-rays are good tracers of the AGN power due to the high energies involved in the accretion process. On the other hand, dust in the central region of AGN reprocesses some fraction of these high-energy photons, which are then re-emitted in the IR. For this reason, the MIR–X-ray correlation has been widely studied for different types of AGN at various MIR wavelengths ( $\sim 6$  to  $25 \mu\text{m}$ ; see García-Bernet et al. 2016, and references therein). However, to date there have been no detailed studies across the entire IR spectral range, and in relation to a set of X-ray bands defined from 3 to 80 keV. In order to do this, we employ a new technique which can be used to determine the IR wavelength at which the correlation peaks and to identify specific features closely linked to the AGN.

Here, we present the IR to X-ray correlation spectrum (hereafter IRXCS) for our sample of 24 type 1 AGN. We used the correlation spectrum technique (CST) developed for medium to large samples of objects by Jin, Ward & Done (2012). This technique consists of cross-correlating the monochromatic luminosities at each wavelength of the entire rest-frame spectrum with a given X-ray band for a sample of sources. First, we used the *Spitzer*/IRS MIR spectral

range ( $\sim 5$ – $35 \mu\text{m}$ ) and calculated the monochromatic luminosity at  $\sim 1000$  wavelengths evenly distributed throughout it. Then we used the Spearman’s rank test to evaluate the correlation coefficients at each of these monochromatic MIR luminosities with all the X-ray bands considered here, resulting in the IRXCS for each band. We then plot the correlation coefficients for the 2–10, 7–15, 15–40 and 40–80 keV bands<sup>8</sup> against wavelength as brown solid lines in Fig. 2. The diagnostic power of this method is that it can reveal how a general correlation between a spectral range, in this case the IR, changes across it. We refer the reader to Jin et al. (2012) for further details on the CST technique.

In addition to the MIR correlation spectra, in Fig. 2 we included the NIR correlation coefficients (*J*- and *K*-bands; black asterisks) to increase the IR spectral coverage, and also those measured for the MIR emission lines (purple circles). Finally, we list the IPs of the MIR emission lines (black vertical dotted lines), the PAH and silicate features (orange and blue vertical solid lines) and the maximum of each IRXCS (grey vertical region).

The correlation coefficients plotted in Fig. 2 were calculated taking into account the upper limits to the MIR emission line luminosities (see Table 4) and also to the 40–80 keV band luminosities (see Table 2). In order to do that, the correlations were carried out with the ASURV survival analysis package (Feigelson & Nelson 1985; Isobe, Feigelson & Nelson 1986) using the Spearman’s rank test and the Buckley-James method for censored data.

To test the survival analysis, we first repeated the correlations for the emission lines without including the upper limits. As expected, we found practically the same results because there are few upper limits (only three galaxies and five upper limits in total). In contrast, the correlation spectrum when we do not consider the upper limits to the 40–80 keV band luminosities is significantly different. This indicates that in this case the number of upper limits is too large (40 per cent of the sample) to yield a robust IRXCS.

We then produced a new version of Fig. 2 for the 15 sources without upper limits in the 40–80 keV band (see Appendix B). We found the same correlation strengths and shape for all the

<sup>8</sup> Note that, we do not show the 3–5 keV IRXCS in Fig. 2 since this X-ray band is included in the 2–10 keV band and the resulting correlation spectra are practically identical.

<sup>7</sup> DIPSO is a Starlink package to analyse spectra.



**Table 4.** MIR emission line fluxes (in  $10^{-15}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  units) and *J*-, *K*-, *N*- and *Q*-band fluxes (in  $10^{-13}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  units) employed here. The estimated uncertainties for the *J*- and *K*-band (1.2 and 2.2  $\mu$ m), and MIR bands (6, 12 and 18  $\mu$ m) are  $\sim 10$  per cent and  $\sim 20$  per cent, respectively.

Object	[S IV] $\lambda$ 10.51	[Ne II] $\lambda$ 12.81	[Ne V] $\lambda$ 14.32	[Ne III] $\lambda$ 15.56	[S III] $\lambda$ 18.71	[O IV] $\lambda$ 25.89	[Si II] $\lambda$ 34.82	<i>J</i> band	<i>K</i> band	6 $\mu$ m	12 $\mu$ m	18 $\mu$ m
Mrk 335	25.5 $\pm$ 1.8	16.6 $\pm$ 1.2	10.5 $\pm$ 0.2	25.0 $\pm$ 0.7	64.4 $\pm$ 2.8	72.9 $\pm$ 1.5	78.2 $\pm$ 6.6	192.0	347.6	512.2	479.7	441.1
Fairall 9	50.3 $\pm$ 7.5	33.3 $\pm$ 4.6	21.5 $\pm$ 6.6	62.8 $\pm$ 10.1	18.8 $\pm$ 2.8	70.1 $\pm$ 6.5	23.5 $\pm$ 6.5	231.7	332.7	806.1	748.2	717.5
Mrk 1018	9.3 $\pm$ 1.2	8.9 $\pm$ 1.3	3.4 $\pm$ 1.4	17.7 $\pm$ 2.4	12.6 $\pm$ 2.1	24.6 $\pm$ 2.7	15.2 $\pm$ 2.3	91.0	84.8	182.0	141.9	128.9
Mrk 590	20.8 $\pm$ 5.1	27.4 $\pm$ 1.1	7.4 $\pm$ 3.1	31.2 $\pm$ 4.2	10.9 $\pm$ 1.7	32.9 $\pm$ 2.5	29.4 $\pm$ 9.5	359.8	291.9	112.4	234.0	309.1
Mrk 1044	19.3 $\pm$ 3.4	45.7 $\pm$ 1.6	22.0 $\pm$ 0.3	28.5 $\pm$ 0.6	16.5 $\pm$ 0.7	16.4 $\pm$ 0.3	65.4 $\pm$ 3.1	136.7	272.3	304.0	270.5	237.5
3C 120	202.7 $\pm$ 9.7	49.9 $\pm$ 4.1	173.3 $\pm$ 11.3	268.3 $\pm$ 9.2	50.7 $\pm$ 13.0	875.5 $\pm$ 21.5	142.0 $\pm$ 16.2	178.7	383.2	528.2	640.8	759.2
Ark 120	44.5 $\pm$ 15.5	26.3 $\pm$ 4.0	15.7 $\pm$ 1.4	37.1 $\pm$ 5.4	14.5 $\pm$ 3.1	60.6 $\pm$ 6.6	33.2 $\pm$ 8.4	717.5	1053.8	798.8	627.0	525.0
1H 0707-495	6.3 $\pm$ 0.9	3.8 $\pm$ 0.2	5.0 $\pm$ 0.1	21.3 $\pm$ 0.6	<5.5	21.1 $\pm$ 1.0	32.2 $\pm$ 3.3	64.4	74.4	57.1	65.1	70.0
RBS 0770	36.5 $\pm$ 7.4	25.0 $\pm$ 1.9	23.4 $\pm$ 2.0	70.1 $\pm$ 2.3	20.5 $\pm$ 1.7	70.8 $\pm$ 3.4	40.0 $\pm$ 5.4	240.1	271.4	261.5	289.9	308.3
NGC 4051	46.3 $\pm$ 17.6	198.5 $\pm$ 5.1	126.4 $\pm$ 5.0	214.2 $\pm$ 1.9	107.5 $\pm$ 4.0	354.0 $\pm$ 3.6	122.2 $\pm$ 6.6	430.8	559.4	645.9	1259.2	1415.6
NGC 4151	957.9 $\pm$ 33.7	1606.3 $\pm$ 42.8	796.1 $\pm$ 58.3	2352.0 $\pm$ 50.6	854.73 $\pm$ 61.5	1990.0 $\pm$ 101.4	1404.6 $\pm$ 192.1	1084.2	1683.4	3503.0	4916.4	6410.4
PG 1211+143	<32.3	6.2 $\pm$ 0.6	4.2 $\pm$ 0.6	11.9 $\pm$ 1.9	<9.6	9.8 $\pm$ 3.0	<22.7	127.0	202.9	391.9	402.4	403.4
NGC 4593	33.3 $\pm$ 17.5	61.2 $\pm$ 3.9	77.3 $\pm$ 3.1	115.9 $\pm$ 3.7	50.8 $\pm$ 0.7	112.2 $\pm$ 2.2	102.1 $\pm$ 3.1	393.5	707.3	971.9	846.4	841.1
Mrk 766	93.4 $\pm$ 30.3	225.4 $\pm$ 10.7	229.7 $\pm$ 2.0	290.0 $\pm$ 2.2	125.6 $\pm$ 4.0	454.5 $\pm$ 1.5	114.6 $\pm$ 3.9	285.0	517.3	502.7	825.2	1332.4
MCG-06-30-015	85.6 $\pm$ 13.6	48.0 $\pm$ 7.0	40.9 $\pm$ 11.4	60.0 $\pm$ 4.4	56.6 $\pm$ 5.8	140.4 $\pm$ 14.6	31.9 $\pm$ 5.9	506.8	711.4	499.9	596.8	675.6
IC 4329A	384.4 $\pm$ 45.0	234.8 $\pm$ 14.3	351.1 $\pm$ 19.9	611.6 $\pm$ 37.6	225.4 $\pm$ 29.3	993.4 $\pm$ 44.2	434.9 $\pm$ 46.3	1159.9	1749.4	2561.7	2672.8	2868.2
CGCG 017-073	12.5 $\pm$ 1.1	9.1 $\pm$ 1.8	14.0 $\pm$ 4.4	20.1 $\pm$ 2.0	43.0 $\pm$ 1.7	42.3 $\pm$ 1.4	18.4 $\pm$ 3.1	131.6	163.6	74.1	89.5	99.9
NGC 5548	59.1 $\pm$ 3.4	88.5 $\pm$ 3.9	33.4 $\pm$ 9.1	93.0 $\pm$ 7.4	43.2 $\pm$ 5.5	89.1 $\pm$ 15.5	97.8 $\pm$ 24.5	277.6	364.4	321.1	508.2	652.4
Mrk 1393	37.8 $\pm$ 1.2	15.5 $\pm$ 1.1	28.0 $\pm$ 2.3	63.5 $\pm$ 5.2	21.7 $\pm$ 1.8	116.5 $\pm$ 3.2	13.3 $\pm$ 3.6	101.6	97.1	64.5	88.7	140.1
Mrk 290	24.1 $\pm$ 1.5	23.0 $\pm$ 1.2	20.9 $\pm$ 2.7	42.5 $\pm$ 2.3	17.7 $\pm$ 4.4	56.6 $\pm$ 5.1	11.9 $\pm$ 3.8	167.5	233.2	173.5	225.7	272.3
3C 382	11.9 $\pm$ 1.0	10.6 $\pm$ 1.2	7.3 $\pm$ 0.4	19.9 $\pm$ 3.4	8.8 $\pm$ 1.3	18.2 $\pm$ 1.6	19.1 $\pm$ 2.2	407.8	497.2	404.8	226.1	182.6
3C 390.3	10.3 $\pm$ 2.2	35.3 $\pm$ 1.3	7.6 $\pm$ 2.2	31.4 $\pm$ 2.4	8.5 $\pm$ 0.7	31.8 $\pm$ 3.3	18.4 $\pm$ 2.9	153.9	262.1	252.4	295.3	346.9
NGC 7213	<225.3	258.0 $\pm$ 6.1	10.4 $\pm$ 2.0	162.0 $\pm$ 7.7	26.4 $\pm$ 7.8	18.0 $\pm$ 1.5	138.4 $\pm$ 14.3	1677.1	1486.3	456.1	668.6	680.3
Mrk 915	137.4 $\pm$ 4.6	58.6 $\pm$ 4.7	68.8 $\pm$ 11.3	170.8 $\pm$ 2.9	82.1 $\pm$ 5.2	344.1 $\pm$ 4.5	96.9 $\pm$ 8.1	160.6	196.3	102.8	205.1	292.9

X-ray energy bands, confirming that the lower correlation coefficients shown for the 40–80 keV band IRXCS in the bottom right-hand panel of Fig. 2 are just a consequence of including a large number of upper limits and so do not correspond to any real trend. Therefore, in the following we will only consider the results for the 3–5, 2–10, 7–15 and 15–40 keV bands, although we note that the spectral shape of the 40–80 keV IRXCS is the same as those of the lower energy bands.

Finally, we note that the luminosity–luminosity correlations might be caused, at least in part, by distance effects. Therefore, we also checked the same correlations in flux–flux space. The correlations using the luminosities are stronger than the flux–flux correlations, but the latter are still significant and show practically the same trends.

## 6 THE IRXCS OF TYPE 1 AGN

From the analysis performed here, we find that all the hard X-ray bands correlate well with the entire IR spectrum, with the correlation maximum being around  $\sim 15$ – $20$   $\mu$ m (see Fig. 2). In general, the correlation spectra are smooth, although they show some features. In the MIR, the most prominent are the silicate band at  $\sim 10$ – $10.5$   $\mu$ m, the  $\sim 33$ – $34$   $\mu$ m crystalline silicate broad plateau (e.g. Sturm et al. 2000; Smith et al. 2007) and various MIR emission lines. See Section 7 for discussion of the implications of these findings.

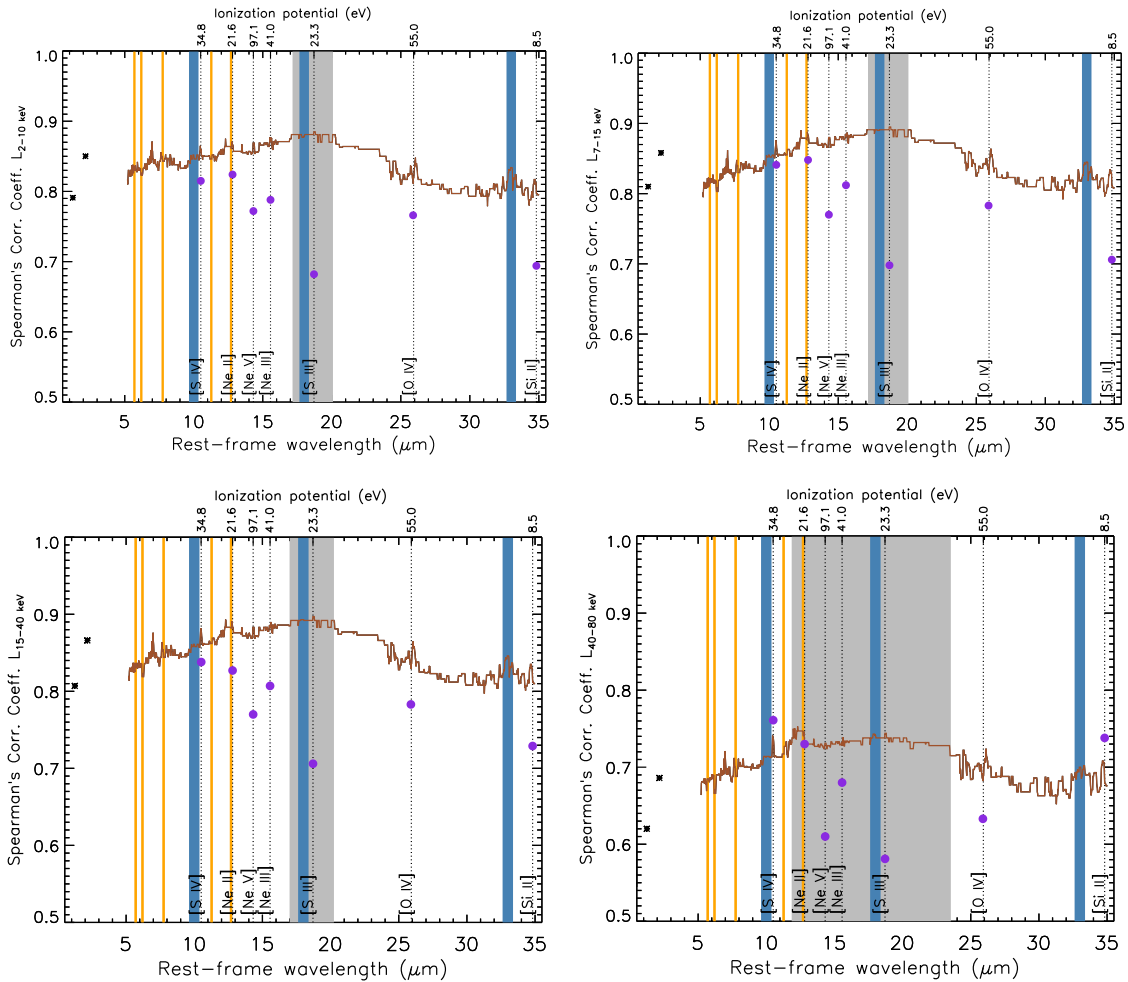
In the NIR, we find a stronger correlation for the *K* band than for the *J* band. While the *J*-band data follow the trend of the bluest part of the MIR correlation (correlation coefficient  $\sim 0.80$ ), the *K*-band data correlate with the X-rays at a similar level as found for the 10  $\mu$ m emission ( $\rho \sim 0.85$ ). The result is a correlation peak at  $\sim 2$   $\mu$ m. Although for the NIR data we have not confirmed that all the fluxes are AGN-dominated, as we did for the MIR spectra (see Appendix A), the apertures used to extract the NIR fluxes are similar or smaller than the IRS aperture. Therefore, we are confident that for the majority of the galaxies, the NIR fluxes are indeed

AGN-dominated. Note that, we find a less significant correlation for the *K*-band luminosities ( $\rho \sim 0.77$ ) and no changes for the *J*-band luminosities by using the lower angular resolution 2MASS fluxes for all the sample. This indicates that by using higher angular resolution fluxes, we can recover AGN-dominated fluxes in the *K* band, but not in the *J* band, where the host galaxy emission is much higher, as claimed by Kotilainen et al. (1992). These authors found that the non-stellar fraction generally increases towards longer NIR wavelengths in a complete hard X-ray selected sample of AGN (mainly type 1). Indeed, they found that for the majority of the sources in their sample, the *K*-band continuum from an aperture of 3-arcsec diameter is dominated by non-stellar emission.

By comparing the results for the 3–5, 2–10, 7–15 and 15–40 keV bands, we observe that the correlation coefficients derived here are practically identical (see left-hand panel of Fig. 3). The correlation coefficients are  $\sim 0.87$ – $0.88$  at 20  $\mu$ m,  $\sim 0.85$ – $0.86$  at 2.2 and 10  $\mu$ m and  $\sim 0.80$  at 1.2 and 30  $\mu$ m.

We also performed linear regressions for the commonly used 2–10 keV X-ray band in log–log space using the Buckley–James least squares method (see Feigelson & Nelson 1985 and Isobe et al. 1986 for further details) to compare with previous studies. In Fig. 4, we show these linear regressions using three monochromatic luminosities measured from the MIR spectra (6, 12 and 18  $\mu$ m). We find tight correlations for the three MIR luminosities considered ( $\rho = 0.83$ , 0.86 and 0.88, respectively; see Fig. 4). This is in agreement with the results reported by Asmus et al. (2015) using the same X-ray band and high angular resolution MIR data at 12 and 18  $\mu$ m for samples of 152 and 38 AGN, respectively. On the other hand, using lower angular resolution MIR data from the *Infrared Imaging Satellite* ‘AKARI’, Matsuta et al. (2012) reported a higher correlation significance between the 14–195 keV and 9  $\mu$ m luminosities than for those at 18  $\mu$ m for a large sample of type 1 AGN.

The slopes that we measure for the MIR–2–10 keV correlations are  $\sim 1$  (see Fig. 4), in agreement with previous studies using the same X-ray band and similar MIR wavelengths ( $\sim 6$  to 25  $\mu$ m; see



**Figure 2.** Correlation spectra of the sample of 24 type 1 AGN studied here. From top left- to bottom right-hand panels: 2–10, 7–15, 15–40 and 40–80 keV bands. We show the rest-frame IRXCS (brown solid line), the NIR (black asterisks) and the MIR emission line correlation coefficients (purple circles). The orange and blue vertical solid lines correspond to PAH and silicate features, respectively, and the black vertical dotted lines are the MIR emission lines. The grey vertical region identifies the maximum of the correlation.

García-Bernete et al. 2016, and references therein). For example, using data from ISOCAM and the *Wide-field Infrared Survey Explorer* (*WISE*) at  $\sim 6 \mu\text{m}$ , Ramos Almeida et al. (2007) and Mateos et al. (2015) found slopes of  $\sim 1.0$  and  $\sim 1.1$  for type 1 AGN, respectively. On the other hand, Fiore et al. (2009) reported a flatter slope of  $\sim 0.7$  by using  $5.8\text{-}\mu\text{m}$  fluxes of type 1 AGN from the *Spitzer*/Infrared Array Camera (IRAC) with  $\log L_{(5.8 \mu\text{m})} > 43.04$ . Using high angular resolution  $12\text{-}\mu\text{m}$  fluxes from VISIR, Gandhi et al. (2009) found a slope of  $\sim 1.2$  for a sample of type 1 AGN.

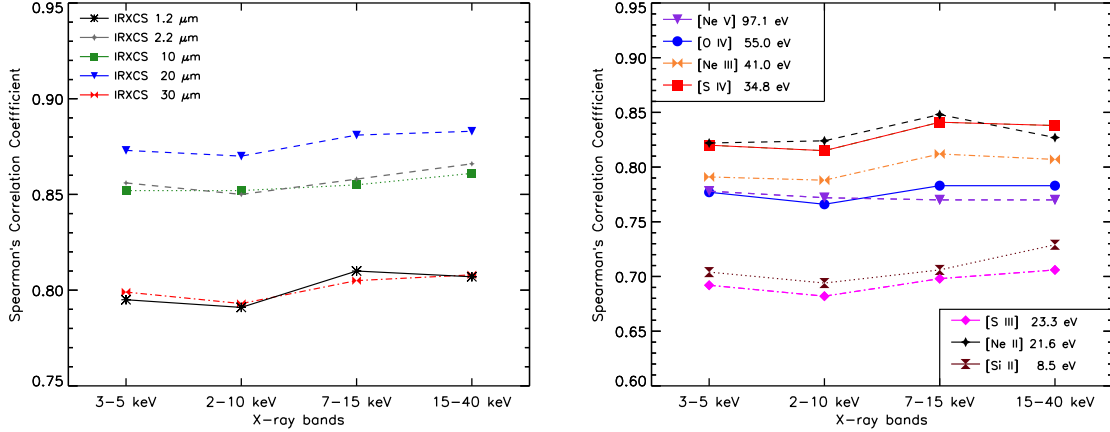
We also find identical slopes (1.12) at 12 and 18  $\mu\text{m}$  (see central and right-hand panels of Fig. 4), which is in agreement with the results reported by Asmus et al. (2015) and Ichikawa et al. (2017). Asmus et al. (2015) found slopes of  $\sim 1.0$  by using high angular resolution fluxes at 12 and 18  $\mu\text{m}$  for large samples of AGN, and Ichikawa et al. (2017) reported the same slopes for the 12  $\mu\text{m}$ –14–195 keV and 22  $\mu\text{m}$ –14–195 keV correlations (1.04 and 1.02, respectively) using low angular resolution MIR data of a large sample of AGN.

Regarding the MIR emission lines (shown as purple circles in Fig. 2), we do not find a clear correlation between IP and the correlation strength. This is shown in the right-hand panel of Fig. 3. All the lines considered here show correlation coefficients  $\geq 0.7$ . It is worth noting the strong correlation between the low IP [Ne II] line and the X-rays ( $\rho \sim 0.83$ ). The strength of the correlation is practically the same for the [Ne II] and [S IV] lines, closely followed by [Ne III], [O IV] and [Ne V]. Finally, the lower correlation coefficients are those of [S III] and [Si II].

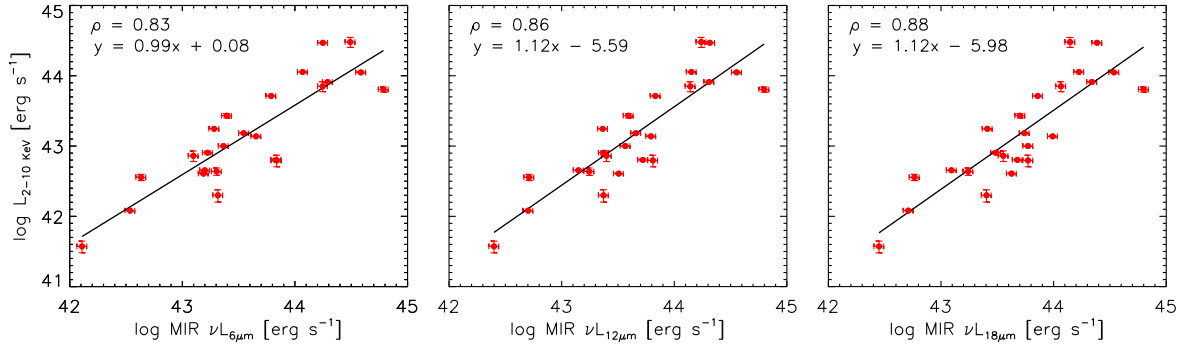
As for the IR continuum, the emission line correlation coefficients are practically constant in the four X-ray bands considered (see right-hand panel of Fig. 3).

## 7 DISCUSSION

As explained in Section 2, unobscured type 1 AGN are ideal laboratories for studies of the emission from, and components within, the nuclear region. Indeed, we confirm that the MIR spectra of



**Figure 3.** Comparison between the different correlation coefficients for each X-ray band. Left-hand panel: Correlation coefficients at different continuum wavelengths (1.2, 2.2, 10, 20 and 30  $\mu\text{m}$ ). Right-hand panel: same as in the left-hand panel, but for the MIR emission lines.



**Figure 4.** MIR-2-10 keV X-ray luminosity correlations (using 6, 12 and 18  $\mu\text{m}$  luminosities). The vertical error bars correspond to the 2–10 keV uncertainties listed in Table 2. The horizontal error bars correspond to the estimated uncertainty of the MIR fluxes, which is  $\sim 20$  per cent for the *Spitzer* spectra.

our sample galaxies are AGN-dominated ( $\sim 90$  per cent of AGN contribution; see Appendix A). This result, together with the tightness of the correlations between the hard X-rays and the entire NIR-to-MIR range (see Fig. 2), confirms that the IR emission of our sample is AGN-dominated.

The correlation method applied here allows us to examine how the IR versus X-ray correlations change across the entire IR spectral coverage ( $\sim 1\text{--}35 \mu\text{m}$ ). The IRXCS for various hard X-ray energy bands between 3 and 40 keV shows a correlation maximum at  $\sim 15\text{--}20 \mu\text{m}$  (see Fig. 2). This correlation peak coincides with the maximum AGN contribution to the MIR spectra for the majority of the sources analysed here (see Appendix A). At  $\lambda \gtrsim 20 \mu\text{m}$ , the correlation spectrum slowly decreases.

Although the spectral shape of the IRXCS are relatively smooth, there are some specific features. An example is the silicate feature, which for our sample peaks at  $\sim 10\text{--}10.5 \mu\text{m}$  (see Fig. 2 and Appendix A), as generally found for type 1 AGN (Hao et al. 2005; Landt, Buchanan & Barnby 2010; Hatziminaoglou et al. 2015). Another feature in the correlation spectrum is the  $\sim 33\text{--}34 \mu\text{m}$  broad plateau (e.g. Sturm et al. 2000; Smith et al. 2007). This feature is generally attributed to crystalline silicates such as olivines and it has also been detected in the MIR spectra of comets and planetary

nebulae (Koike, Shibai & Tuchiya 1993; Waters et al. 1998). The significant correlation of this emission feature with the hard X-rays indicates that it is produced by dust heated by the AGN. A further investigation on the influence of spectral features would be to check whether the PAH features, which are primarily related to SF, show a de-correlation. However, the galaxies in our sample show weak or absent PAH lines (fractional contribution  $< 10$  per cent according to our spectral decomposition analysis; see Table A1), preventing us from performing this test. From Fig. 2, it seems that the  $6.2 \mu\text{m}$  band is de-correlated with the X-rays, but the others are not. A sample of AGN with strong PAHs is needed to confirm this de-correlation. Another interesting result is that we observe a tendency in the different IR features detected in the IRXCS to be more prominent when they are far from the correlation maximum. This could be the result of dilution of the features where the AGN continuum contribution is at its maximum.

In the NIR, we see the correlation peak at  $\sim 2 \mu\text{m}$ , as the *K*-band emission is more strongly correlated with the X-rays than the *J*-band emission. This could be related to the NIR bump observed in the spectral energy distributions (SEDs) of some type 1 AGN ( $\sim 1\text{--}5 \mu\text{m}$ ; Mor, Netzer & Elitzur 2009; Alonso-Herrero et al. 2011; Mor & Netzer 2012; Höning et al. 2013; Hernán-Caballero

et al. 2016; Mateos et al. 2016). Various origins have been proposed for this NIR bump: (1) an extra-contribution to the nuclear fluxes from the host galaxy; (2) emission from a compact disc of hot dust detected in interferometric MIR data of some Seyfert galaxies (e.g. Hönig et al. 2013; Tristram et al. 2014); and (3) emission from a hot pure-graphite component located in the outer part of the BLR, as proposed by Mor et al. (2009).

Regarding the latter possibility, in Mor et al. (2009) the authors found for a sample of 26 type 1 quasars that their NIR SEDs required an extra hot dust component ( $T \sim 800\text{--}1800$  K), in addition to a clumpy torus model, to be reproduced. The widely used clumpy torus models of Nenkova et al. (2008a,b) assume a standard Galactic grain composition of 53 per cent silicates and 47 per cent graphites, and the sublimation temperature of silicate grains ( $\sim 1500$  K). Mor & Netzer (2012) proposed that to reproduce the NIR bump, a collection of dusty clouds of pure-graphite ( $T_{\text{sub}} \sim 1800$  K) in the outer part of the BLR is needed. This difference between the sublimation temperature of silicates and graphites has been accounted for in the latter version of the CAT3D torus models (Hönig & Kishimoto 2010), and it explains a wider variety of SED shapes (García-González et al., in preparation). On the other hand, using MIR interferometry data of the Seyfert 1 galaxy NGC 3783, Hönig et al. (2013) proposed a different scenario to reproduce the nuclear IR SED of Seyfert galaxies. The MIR bump ( $\sim 15\text{--}20$   $\mu\text{m}$ ) would be produced by polar dust within the inner parsecs of the galaxy and the NIR bump ( $\sim 1\text{--}5$   $\mu\text{m}$ ) by a compact disc structure (i.e. the torus). The results presented here indicate that this NIR bump is strongly correlated with the hard X-rays, confirming that it is AGN-related, but we cannot favour either of the two alternative origins discussed above.

The broad energy coverage of the *NuSTAR* data studied here allows us to divide the X-ray continuum emission in a set of bands between 3 and 80 keV. We find that both the shape and the correlation strengths of the IRXCS are independent of the X-ray band chosen (see left-hand panel of Fig. 3). In the 40–80 keV band, this is probably the case as well, but the large number of upper limits prevents confirmation (see Appendix B). It is not surprising to find the same behaviour for the 3–5 and 7–15 keV correlations since they are sampling the featureless AGN continuum. We might have expected a different behaviour for the 15–40 keV correlation because it includes the Compton hump, but that is not the case. A detailed spectral analysis of the *NuSTAR* data is beyond the scope of this paper, and will be presented elsewhere (Baloković et al., in preparation). However, that study shows that the contribution of the Compton hump for the galaxies in our sample is in the range 10–20 per cent. This would be consistent with the result that we see no significant differences in the correlations between the different X-ray energy bands.

We finally studied the strength of the correlation between the X-ray and the MIR emission-line luminosities. All the lines considered show a good correlation with the X-rays ( $\rho \geq 0.7$ ), and the correlation strength does not depend on the IP of the lines (see Fig. 4). For example, the strongest correlation is found for the low-IP line [Ne II], which is commonly used as an SF tracer in galaxies. Nevertheless, according to Meléndez et al. (2008b), this emission line in active galaxies has both AGN and SF contributions, and the latter is likely to be insignificant in the AGN-dominated systems that make up our sample. In principle, we expected the lines with the highest IPs ([Ne V] and [O IV]) to show the strongest correlations with the X-rays, but the correlation coefficients are intermediate between those of lower IPs. As recently shown by Landt et al. (2015a,b) for the type 1 AGN NGC 4151 and NGC 5548, both included in

our sample, variability in the coronal line region could be a potential source of ‘dilution’ of the correlation coefficient strengths, explaining the results found for these high-IP lines.

## 8 CONCLUSIONS

In this work, we apply, for the first time, the correlation spectrum technique to cross-correlate monochromatic NIR and MIR luminosities with various *NuSTAR* X-ray bands for a sample of 24 unobscured type 1 AGN. The main results are as follows:

(i) The *NuSTAR* data studied here allows to divide the X-ray emission up into selected energy bands between 3 and 80 keV. We find both the shape of the IRXCS and the correlation strengths independent of the X-ray band selected, although the large number of upper limits in the 40–80 keV band prevents confirmation at the highest energies. The same situation is apparent when considering the emission line correlations.

(ii) We find the IRXCS correlation maximum at  $\sim 15\text{--}20$   $\mu\text{m}$ . This peak coincides with the maximum contribution of the AGN to the IRS spectra analysed here. At  $\lambda \gtrsim 20$   $\mu\text{m}$ , the correlation spectrum slowly decreases.

(iii) We find an NIR correlation peak at  $\sim 2$   $\mu\text{m}$ , which we associate with the NIR bump observed in the SEDs of some type 1 AGN at  $\sim 1\text{--}5$   $\mu\text{m}$ . The results presented here indicate that this correlation feature is produced by AGN-heated dust.

(iv) All the MIR emission lines considered here, whose IPs range from 8 to 97 eV, show a good correlation with the hard X-rays ( $\rho \geq 0.7$ ). It is noteworthy that the correlation strength does not depend on the IP of the lines.

Detailed studies such as this, carried out across the whole NIR–MIR spectral range, are clearly complementary to very large statistical studies, for example Chen et al. (2017), which focus on specific X-ray and IR bands, but with wider luminosity and redshift coverage. In the future, the spectral correlation technique may be applied to AGN samples observed with the combined spectral coverage of NIRSpec and MIRI aboard the *James Webb Space Telescope* (*JWST*).

## ACKNOWLEDGEMENTS

IGB acknowledges financial support from the Instituto de Astrofísica de Canarias through Fundación La Caixa. IGB also acknowledges the Durham University for their hospitality during his stay in 2015 March and April when this project was started. CRA acknowledges the Ramón y Cajal Program of the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness through project RYC-2014-15779 and also the Plan Nacional project AYA2016-76682-C3-2-P. MB acknowledges support from NASA Headquarters under the NASA Earth and Space Science Fellowship Program, grant NNX14AQ07H. We finally acknowledge useful comments from the anonymous referee.

## REFERENCES

- Alonso-Herrero A. et al., 2011, *ApJ*, 736, 82
- Alonso-Herrero A. et al., 2014, *MNRAS*, 443, 2766
- Antonucci R., 1993, *ARA&A*, 31, 473
- Arnaud K. A., 1996, in Jacoby G. H., Barnes J., eds, *ASP Conf. Ser. Vol. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V*. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 17
- Asmus D., Gandhi P., Hönig S. F., Smette A., Duschl W. J., 2015, *MNRAS*, 454, 766

120 *I. García-Bernete et al.*

- Awaki H., Koyama K., Inoue H., Halpern J. P., 1991, PASJ, 43, 195
- Ballantyne D. R. et al., 2014, ApJ, 794, 62
- Baloković M. et al., 2014, ApJ, 794, 111
- Bassani L., Dadina M., Maiolino R., Salvati M., Risaliti G., Della Ceca R., Matt G., Zamorani G., 1999, ApJS, 121, 473
- Brenneman L. W. et al., 2014, ApJ, 788, 61
- Cappi M. et al., 2006, A&A, 446, 459
- Chen C.-T. J. et al., 2017, ApJ, 837, 145
- Corral A., Della Ceca R., Caccianiga A., Severgnini P., Brunner H., Carrera F. J., Page M. J., Schwöpe A. D., 2011, A&A, 530, A42
- Dadina M., 2008, A&A, 485, 417
- Dasyra K. M., Ho L. C., Netzer H., Combes F., Trakhtenbrot B., Sturm E., Armus L., Elbaz D., 2011, ApJ, 740, 94
- de Rosa A., Piro L., Perola G. C., Capalbi M., Cappi M., Grandi P., Maraschi L., Petrucci P. O., 2007, A&A, 463, 903
- Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., 2012, ApJ, 746, 168
- Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., Rigby J. R., 2009, ApJ, 698, 623
- Dickey J. M., Lockman F. J., 1990, ARA&A, 28, 215
- Elitzur M., 2012, ApJ, 747, L33
- Esquej P. et al., 2014, ApJ, 780, 86
- Feigelson E. D., Nelson P. I., 1985, ApJ, 293, 192
- Fiore F. et al., 2009, ApJ, 693, 447
- Gandhi P., Horst H., Smette A., Höing S., Comastri A., Gilli R., Vignali C., Duschl W., 2009, A&A, 502, 457
- García-Bernete I. et al., 2015, MNRAS, 449, 1309
- García-Bernete I. et al., 2016, MNRAS, 463, 3531
- George I. M., Fabian A. C., 1991, MNRAS, 249, 352
- Gorjian V., Cleary K., Werner M. W., Lawrence C. R., 2007, ApJ, 655, L73
- Haardt F., Maraschi L., 1991, ApJ, 380, L51
- Hao L. et al., 2005, ApJ, 625, L75
- Harrison F. A. et al., 2013, ApJ, 770, 103
- Hatziminaoglou E., Hernán-Caballero A., Feltre A., Piñol Ferrer N., 2015, ApJ, 803, 110
- Hernán-Caballero A. et al., 2015, ApJ, 803, 109
- Hernán-Caballero A., Hatziminaoglou E., Alonso-Herrero A., Mateos S., 2016, MNRAS, 463, 2064
- Ho L. C., Keto E., 2007, ApJ, 658, 314
- Höing S. F., Kishimoto M., 2010, A&A, 523, A27
- Höing S. F. et al., 2013, ApJ, 771, 87
- Hopkins P. F., Quataert E., 2010, MNRAS, 407, 1529
- Horst H., Gandhi P., Smette A., Duschl W. J., 2008, A&A, 479, 389
- Houck J. R. et al., 2004, ApJS, 154, 18
- Howarth I. D., Murray J., Mills D., Berry D. S., 2004, Starlink User Note, 50
- Ichikawa K., Ueda Y., Terashima Y., Oyabu S., Gandhi P., Matsuta K., Nakagawa T., 2012, ApJ, 754, 45
- Ichikawa K., Ricci C., Ueda Y., Matsuoaka K., Toba Y., Kawamuro T., Trakhtenbrot B., Koss M. J., 2017, ApJ, 835, 74
- Isobe T., Feigelson E. D., Nelson P. I., 1986, ApJ, 306, 490
- Jin C., Ward M., Done C., 2012, MNRAS, 422, 3268
- Jovanović P., Zakharov A. F., Popović L. Č., Petrović T., 2008, MNRAS, 386, 397
- Koike C., Shibai H., Tuchiya A., 1993, MNRAS, 264, 654
- Koss M. J. et al., 2015, ApJ, 807, 149
- Kotilainen J. K., Ward M. J., Boisson C., Depoy D. L., Smith M. G., Bryant L. R., 1992, MNRAS, 256, 125
- Krabbe A., Böker T., Maiolino R., 2001, ApJ, 557, 626
- Lamperti I. et al., 2017, MNRAS, 467, 540
- Landt H., Bentz M. C., Ward M. J., Elvis M., Peterson B. M., Korista K. T., Karovska M., 2008, ApJS, 174, 282
- Landt H., Buchanan C. L., Barmby P., 2010, MNRAS, 408, 1982
- Landt H., Elvis M., Ward M. J., Bentz M. C., Korista K. T., Karovska M., 2011, MNRAS, 414, 218
- Landt H., Ward M. J., Peterson B. M., Bentz M. C., Elvis M., Korista K. T., Karovska M., 2013, MNRAS, 432, 113
- Landt H., Ward M. J., Steenbrugge K. C., Ferland G. J., 2015a, MNRAS, 449, 3795
- Landt H., Ward M. J., Steenbrugge K. C., Ferland G. J., 2015b, MNRAS, 454, 3688
- Lansbury G. B. et al., 2017, ApJ, 836, 99
- Lebouteiller V., Barry D. J., Spoon H. W. W., Bernard-Salas J., Sloan G. C., Houck J. R., Weedman D. W., 2011, ApJS, 196, 8
- Levenson N. A., Radomski J. T., Packham C., Mason R. E., Schaefer J. J., Telesco C. M., 2009, ApJ, 703, 390
- Lohfink A. M. et al., 2015, ApJ, 814, 24
- Lutz D., Maiolino R., Spoon H. W. W., Moorwood A. F. M., 2004, A&A, 418, 465
- Madsen K. K. et al., 2015, ApJS, 220, 8
- Masini A. et al., 2016, A&A, 589, A59
- Mason R. E. et al., 2012, AJ, 144, 11
- Mateos S. et al., 2015, MNRAS, 449, 1422
- Mateos S. et al., 2016, ApJ, 819, 166
- Matsuta K. et al., 2012, ApJ, 753, 104
- Meléndez M. et al., 2008a, ApJ, 682, 94
- Meléndez M., Kraemer S. B., Schmitt H. R., Crenshaw D. M., Deo R. P., Mushotzky R. F., Bruhweiler F. C., 2008b, ApJ, 689, 95-107
- Mor R., Netzer H., 2012, MNRAS, 420, 526
- Mor R., Netzer H., Elitzur M., 2009, ApJ, 705, 298
- Mould J. R. et al., 2000, ApJ, 529, 786
- Neškova M., Sirocky M. M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008, ApJ, 685, 147
- Neškova M., Sirocky M. M., Nikutta R., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008, ApJ, 685, 160
- Packham C., Radomski J. T., Roche P. F., Aitken D. K., Perlman E., Alonso-Herrero A., Colina L., Telesco C. M., 2005, ApJ, 618, L17
- Peters E., Spoon H. W. W., Tielens A. G. G. M., 2004, ApJ, 613, 986
- Pereira-Santaella M., Diamond-Stanic A. M., Alonso-Herrero A., Rieke G. H., 2010, ApJ, 725, 2270
- Pereira-Santaella M., Alonso-Herrero A., Rieke G. H., Colina L., Díaz-Santos T., Smith J.-D. T., Pérez-González P. G., Engelbracht C. W., 2010a, ApJS, 188, 447
- Pier E. A., Krolik J. H., 1992, ApJ, 401, 99
- Prieto M. A., Pérez García A. M., Rodríguez Espinosa J. M., 2002, MNRAS, 329, 309
- Radomski J. T., Piña R. K., Packham C., Telesco C. M., De Buizer J. M., Fisher R. S., Robinson A., 2003, ApJ, 587, 117
- Ramos Almeida C., Pérez García A. M., Acosta-Pulido J. A., Rodríguez Espinosa J. M., 2007, AJ, 134, 2006
- Ramos Almeida C. et al., 2014, MNRAS, 445, 1130
- Rayner J. T., Toomey D. W., Onaka P. M., Denault A. J., Stahlberger W. E., Vacca W. D., Cushing M. C., Wang S., 2003, PASP, 115, 362
- Ricci C., Walter R., Courvoisier T. J.-L., Paltani S., 2011, A&A, 532, A102
- Riffel R., Rodríguez-Ardila A., Pastoriza M. G., 2006, A&A, 457, 61
- Rigby J. R., Diamond-Stanic A. M., Aniano G., 2009, ApJ, 700, 1878
- Rodríguez-Ardila A., Viegas S. M., Pastoriza M. G., Prato L., 2002, ApJ, 579, 214
- Ruschel-Dutra D., Pastoriza M., Riffel R., Sales D. A., Winge C., 2014, MNRAS, 438, 3434
- Sales D. A., Pastoriza M. G., Riffel R., Winge C., 2013, MNRAS, 429, 2634
- Sazonov S. et al., 2012, ApJ, 757, 181
- Shi Y. et al., 2006, ApJ, 653, 127
- Singh V., Shastri P., Risaliti G., 2011, A&A, 532, A84
- Skrutskie M. F. et al., 2006, AJ, 131, 1163
- Smith D. A., Done C., 1996, MNRAS, 280, 355
- Smith J. D. T. et al., 2007, ApJ, 656, 770
- Spinoglio L., Malkan M. A., 1992, ApJ, 399, 504
- Spinoglio L., Dasyra K. M., Franceschini A., Gruppioni C., Valiante E., Isaak K., 2012, ApJ, 745, 171
- Sturm E., Lutz D., Tran D., Feuchtgruber H., Genzel R., Kunze D., Moorwood A. F. M., Thornley M. D., 2000, A&A, 358, 481
- Tristram K. R. W., Burtscher L., Jaffe W., Meisenheimer K., Höing S. F., Kishimoto M., Schartmann M., Weigelt G., 2014, A&A, 563, A82
- Turner T. J., George I. M., Nandra K., Mushotzky R. F., 1997, ApJS, 113, 23

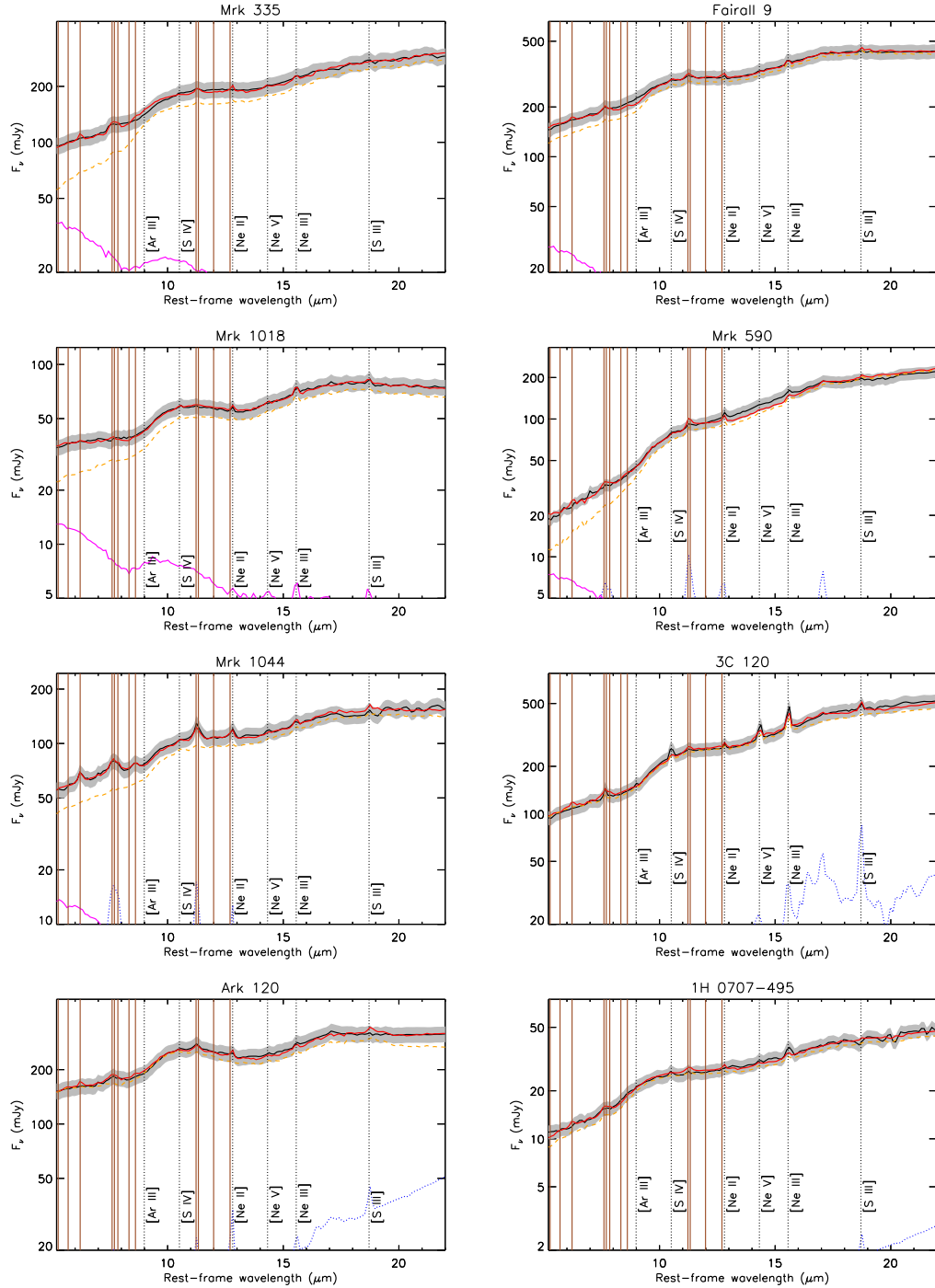
Ursini F. et al., 2016, MNRAS, 463, 382  
Waters L. B. F. M. et al., 1998, A&A, 331, L61  
Wu H., Cao C., Hao C.-N., Liu F.-S., Wang J.-L., Xia X.-Y., Deng Z.-G.,  
Young C. K.-S., 2005, ApJ, 632, L79  
Zoghbi A. et al., 2015, ApJ, 799, L24

#### APPENDIX A: SPECTRAL DECOMPOSITION

Here, we show the *Spitzer*/IRS spectra of our sample of 24 unobscured type 1 AGN, which were retrieved from the CASSIS atlas (Lebouteiller et al. 2011). Considering the spatial scales probed ( $0.2 \text{ kpc} \lesssim \text{spatial scale} \lesssim 5.4 \text{ kpc}$ ), we expect some degree of contribution from the host galaxy to the MIR spectra, in addition to the AGN. To estimate these contributions, we use the DEBLENDIRS routine (Hernán-Caballero et al. 2015), that decomposes MIR spectra using a linear combination of three spectral components: AGN, PAH and stellar emission. The spectrum of each component is se-

lected from a large library containing *Spitzer*/IRS spectra from extreme cases of galaxies dominated by AGN, PAH, or stellar emission. Note that we have consistently avoided the use of the sources themselves as templates, since few of our galaxies are in the AGN library of DEBLENDIRS. Due to limitations in the library, we cannot expand the spectral decomposition beyond  $22 \mu\text{m}$ . A detailed description of the method is given in Hernán-Caballero et al. (2015), which we already tested in García-Bernete et al. (2016).

We present the main results and properties derived from the spectral decomposition of our sample in Fig. A1 and Table A1. We found that the median value of the fractional contribution of the AGN to the *Spitzer*/IRS spectra is 0.90, as expected for type 1 AGN. For the majority of the galaxies we find the maximum of the fitted AGN template at  $20\text{--}25 \mu\text{m}$ . Note that in the case of NGC 7213 we cannot obtain a reliable fit, as the modelling does not reproduce the  $9.7 \mu\text{m}$  silicate emission feature.

122 *I. García-Bernete et al.*

**Figure A1.** Spectral decomposition of the *Spitzer*/IRS spectra of our sample. We show the rest-frame spectra (black solid lines), best fits (red solid lines), AGN component (orange dashed lines), PAH component (blue dotted lines) and stellar component (dot-dashed fuchsia lines). The brown vertical solid lines correspond to the most important PAH features and the black vertical dotted lines are the main MIR emission lines. The uncertainties of the *Spitzer*/IRS spectra are shown as grey shaded regions.

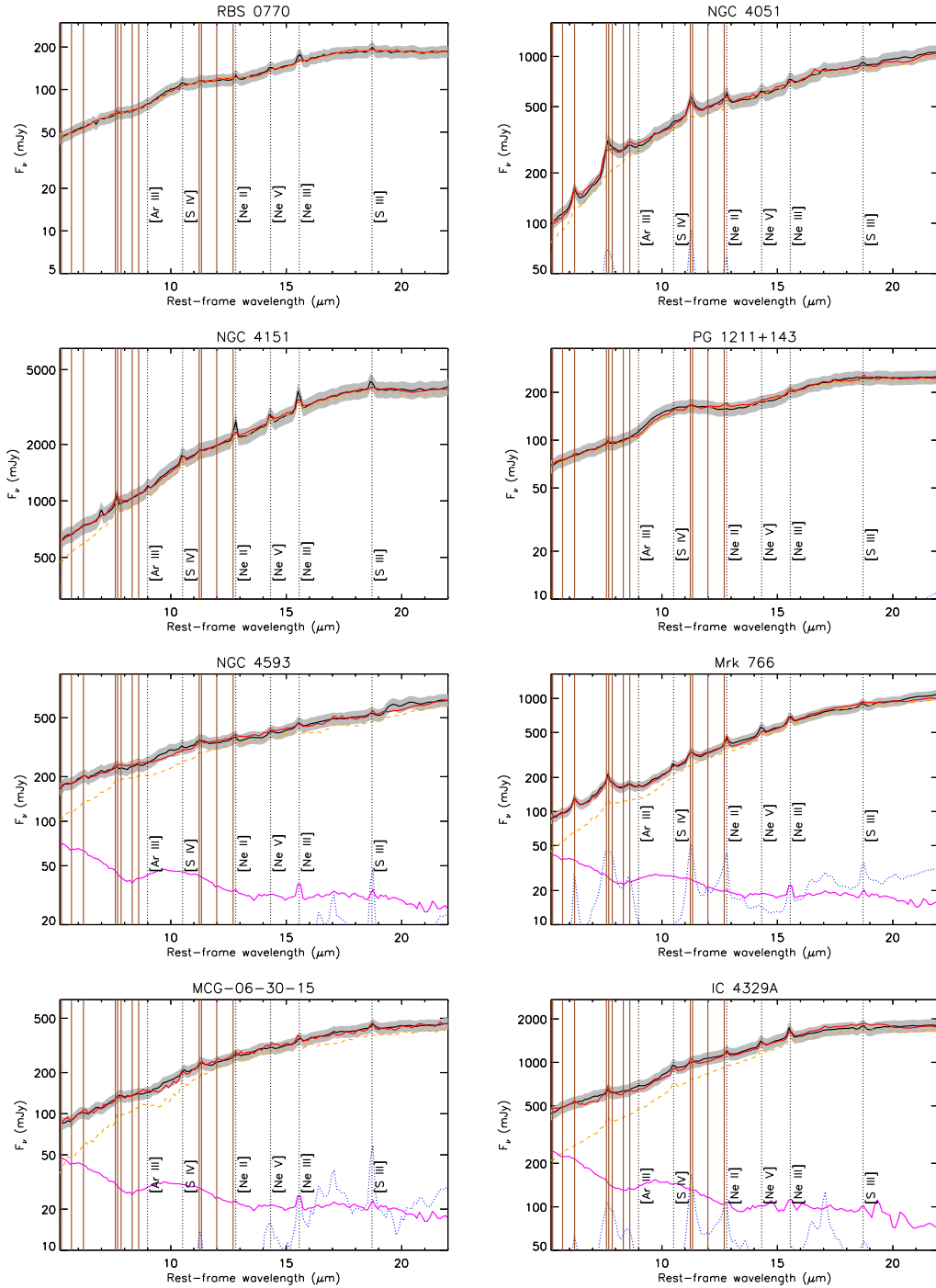


Figure A1 – continued



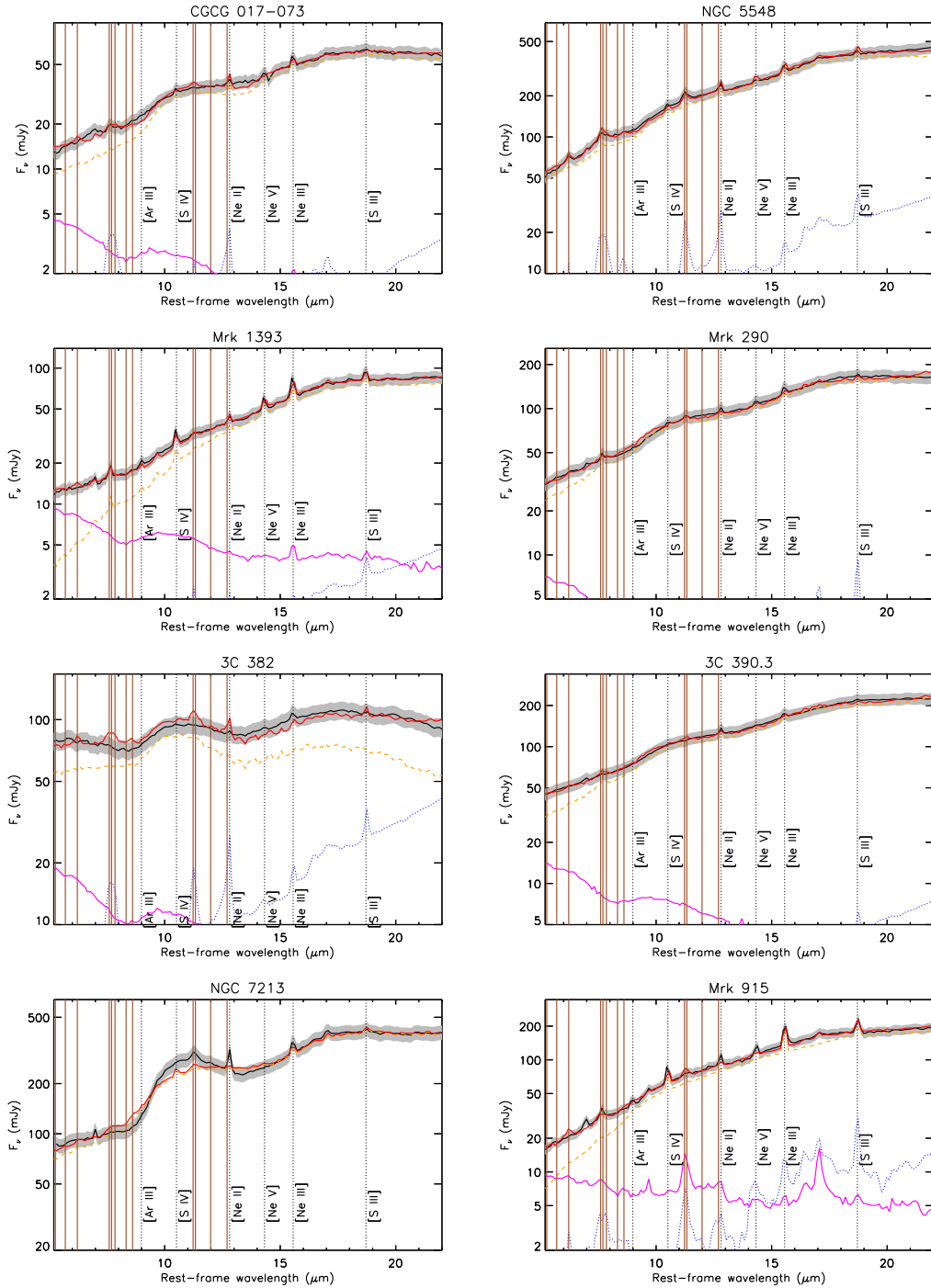
124 *I. García-Bernete et al.*

Figure A1 – continued

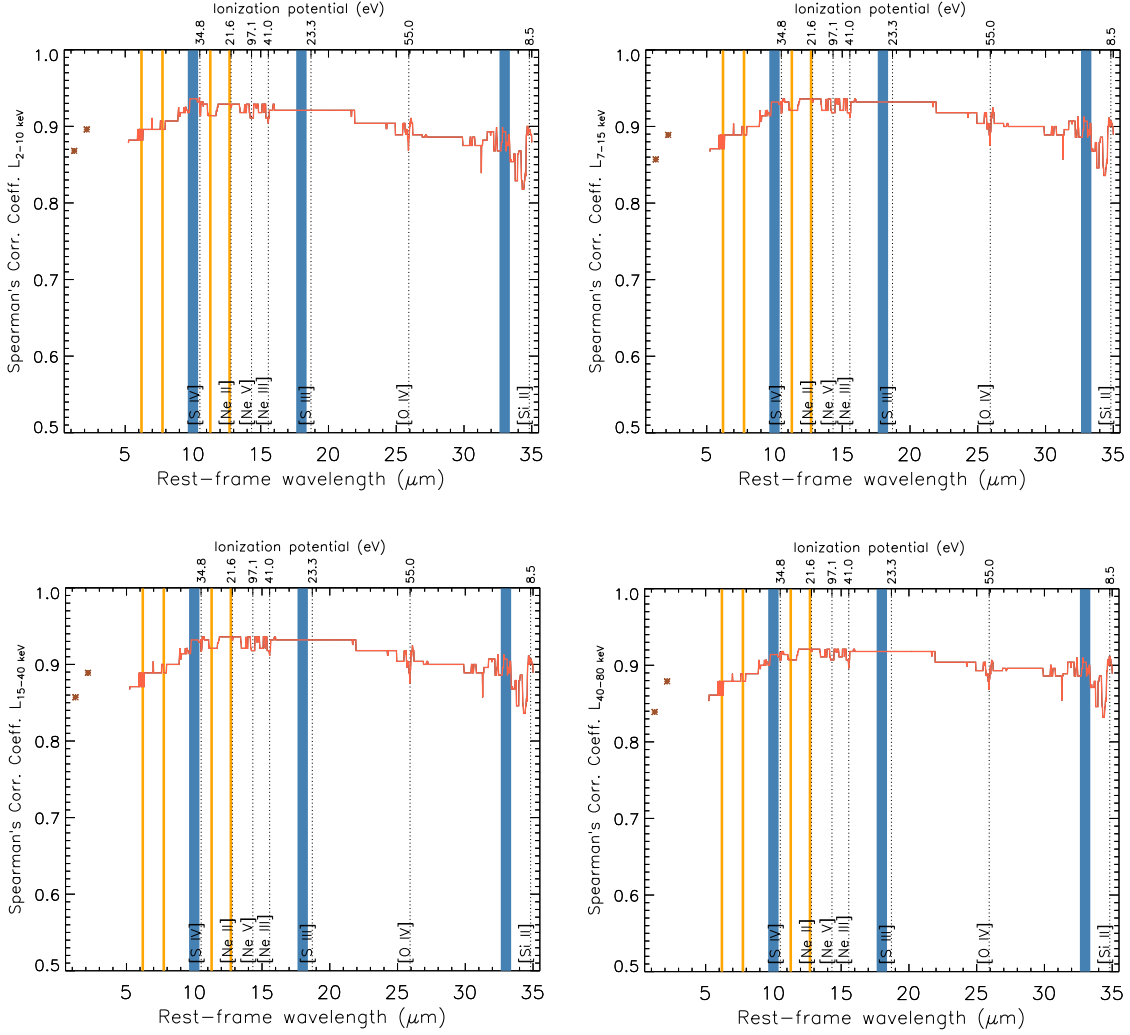
**Table A1.** Properties derived from the spectral decomposition of the *Spitzer*/IRS spectra of the sample. Columns 2, 3 and 4 correspond to the fractional contribution of the AGN, the PAH and the stellar components to the MIR spectrum. Columns 5 and 6 list the spectral index of the AGN component and the silicate strength (positive and negative values correspond to emission and absorption features, respectively). Finally, columns 7 and 9 correspond to the fractional contribution of the AGN component to the rest-frame spectrum at 6  $\mu\text{m}$ , 12  $\mu\text{m}$  and 20  $\mu\text{m}$ , respectively.

Name	$F_{\text{AGN}}$	$F_{\text{PAH}}$	$F_{\text{Stellar}}$	$\alpha_{\text{AGN}}$	$S_{\text{Si}}$	$F_{6\mu\text{m}}^{\text{AGN}}$	$F_{12\mu\text{m}}^{\text{AGN}}$	$F_{20\mu\text{m}}^{\text{AGN}}$
Mrk 335	0.82	0.04	0.14	-1.30	0.25	0.64	0.86	0.92
Fairall 9	0.91	0.02	0.07	-1.22	0.19	0.82	0.94	0.97
Mrk 1018	0.83	0.02	0.15	-1.16	0.24	0.67	0.88	0.90
Mrk 590	0.88	0.05	0.07	-2.74	0.32	0.59	0.92	0.98
Mrk 1044	0.85	0.06	0.09	-1.22	0.19	0.75	0.89	0.93
3C 120	0.96	0.04	0.00	-1.62	0.18	0.97	0.97	0.95
Ark 120	0.95	0.05	0.00	-0.64	0.28	0.98	0.95	0.88
1H 0707-495	0.94	0.03	0.03	-1.30	0.25	0.89	0.95	0.94
RBS 0770	0.99	0.01	0.00	-1.24	0.12	0.99	1.00	0.99
NGC 4051	0.91	0.07	0.02	-1.75	0.07	0.83	0.92	0.97
NGC 4151	0.93	0.02	0.05	-1.86	0.03	0.81	0.95	0.96
PG 1211+143	0.97	0.02	0.01	-1.22	0.19	0.96	0.98	0.96
NGC 4593	0.84	0.01	0.15	-1.19	-0.03	0.65	0.89	0.92
Mrk 766	0.83	0.07	0.10	-2.27	-0.17	0.57	0.88	0.95
MCG-06-30-015	0.82	0.03	0.15	-1.91	-0.19	0.54	0.88	0.92
IC 4329A	0.77	0.06	0.17	-1.86	0.03	0.49	0.82	0.93
CGCG 017-073	0.86	0.05	0.09	-1.75	0.29	0.69	0.90	0.94
NGC 5548	0.92	0.06	0.02	-1.86	0.06	0.88	0.93	0.93
Mrk 1393	0.77	0.03	0.20	-2.67	-0.09	0.35	0.84	0.91
Mrk 290	0.93	0.01	0.06	-1.66	0.17	0.80	0.96	0.97
3C 382	0.77	0.10	0.13	-0.30	0.33	0.74	0.79	0.63
3C 390.3	0.90	0.02	0.08	-1.66	0.17	0.73	0.93	0.96
NGC 7213	0.96	0.00	0.04	-1.92	0.33	0.90	0.97	0.98
Mrk 915	0.84	0.04	0.12	-2.79	0.20	0.53	0.88	0.93

**APPENDIX B: CORRELATION SPECTRA**

As a sanity check, we repeated the correlation spectra for the 2–10, 7–15, 15–40 and 40–80 keV bands, but only using the sub-sample of 15 sources without upper limits in the 40–80 keV band (see Table 2 in Section 3.1). We found that the IR–X-

ray correlations are practically identical in all the X-ray bands considered here (see Fig. B1). Therefore, we conclude that the lower significance found for the 40–80 keV IRXCS when the whole sample is considered (see bottom right-hand panel of Fig. 2) is due to the large number of upper limits included and not a real feature.

126 *I. García-Bernete et al.*

**Figure B1.** Same as in Fig. 2, but for the sub-sample of 15 sources without upper limits in the 40–80 keV band.

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.



# 5

---

## Conclusiones

En este capítulo se resumen las principales conclusiones de esta tesis y se describe brevemente el plan de trabajo futuro relacionado con la investigación desarrollada en esta memoria.

El trabajo realizado en esta tesis consiste principalmente en caracterizar la emisión nuclear ( $\sim 70$  pc) y circumnuclear ( $\lesssim 3$  kpc) de las galaxias activas con luminosidades intermedias en el rango IR. Realizamos un estudio detallado de la correlación entre la emisión en el IR y diferentes trazadores de formación estelar y actividad nuclear para esclarecer cual es la principal fuente de calentamiento del polvo presente en las regiones nucleares y circumnucleares de los AGN. A continuación resumimos las principales conclusiones obtenidas en cada uno de los trabajos aquí presentados.

### **Emisión Nuclear y Extensa en el Infrarrojo de la Galaxia Seyfert NGC 2992**

En este trabajo empleamos datos a lo largo de todo el rango IR para estudiar la emisión nuclear y circumnuclear en dicho rango de la galaxia Seyfert NGC 2992 y del sistema en interacción al que pertenece (Arp 245). La imagen de alta resolución angular (por debajo del segundo de arco) en banda N muestra una emisión extensa débil que se extiende unos 3 kiloparsecs y que coincide con la banda de polvo que se observa en imágenes ópticas del HST. La emisión de PAHs detectada en el espectro MIR ( $\sim 900$  pc) indica que esta emisión extensa se debe principalmente a polvo calentado por formación estelar. También usamos imágenes de más baja resolución angular (por encima del segundo de arco) en el MIR y el FIR para estudiar el sistema Arp 245, obtenidos con los telescopios espaciales Spitzer y Herschel. Usando estos datos medimos flujos nucleares para la galaxia NGC 2992 empleando diferentes métodos y encontramos que sólo podemos recuperar los flujos nucleares obtenidos con los datos de alta resolución a  $20\text{-}25 \mu\text{m}$ , donde la emisión del toro domina. Realizando la descomposición del espectro de Spitzer encontramos que la componente de formación estelar domina la emisión MIR a longitudes de ondas menores que  $15 \mu\text{m}$ , mientras que para longitudes de onda mayores domina la componente del AGN, llegando hasta el 90% a  $20 \mu\text{m}$ . Finalmente, obtenemos las tasas de formación estelar, masas y temperaturas del polvo para las diferentes componentes del sistema Arp 245 y encontramos valores muy parecidos a los que se miden en otros sistemas en interacción que se encuentran en las primeras etapas de la interacción.

### **Emisión Nuclear y Extensa en el Infrarrojo Medio de las Galaxias Seyfert**

Para este estudio empleamos imágenes de alta resolución angular en el MIR obtenidas con grandes telescopios (8-10 m) localizados en tierra para una muestra completa de galaxias Seyfert, la cual seleccionamos del catálogo de nueve meses de Swift/BAT (Tueller et al. 2008) que usa rayos-X

muy duros (14-195 keV). Usamos estas imágenes para estudiar la emisión nuclear y circumnuclear de las galaxias. Utilizando diferentes métodos para clasificar las morfologías en el MIR encontramos que la mayoría (75-83 %) de la muestra presenta morfologías extendidas, mientras que el 17-25 % restante son puntuales. Esta emisión extensa en el MIR ( $\sim 400$  pc) representa el  $\sim 30$  % de la emisión total en el MIR. Observamos que las galaxias cuya emisión circumnuclear en el MIR está dominada por la formación estelar muestran una mayor extensión ( $650 \pm 700$  pc) que los sistemas dominados por el AGN ( $300 \pm 100$  pc). Encontramos que la emisión nuclear en el MIR ( $\sim 70$  pc internos) está producida por polvo calentado por el AGN. Para la emisión circumnuclear encontramos prácticamente el mismo resultado, lo que indica que el AGN domina la emisión en el MIR en los  $\sim 400$  pc centrales de las galaxias, aunque con una cierta contribución de la formación estelar.

### **Espectro de Correlación entre la Emisión Infrarroja y los Rayos-X de las Galaxias Activas de Tipo 1**

Para este análisis utilizamos nuevos datos obtenidos en el rango de rayos-X duros con el satélite NuSTAR para una muestra de AGN de tipo 1 no oscurecidos en rayos-X, los cuales son galaxias activas con luminosidades intermedias, la mayoría de ellas galaxias Seyfert. Usamos los datos del satélite NuSTAR, flujos en el NIR y espectros en el MIR para estudiar la correlación entre las diferentes bandas de rayos-X duros (3-80 keV) y la emisión IR. El espectro de correlación muestra un máximo a  $\sim 15$ - $20 \mu\text{m}$ , el cual coincide con el máximo de la contribución del AGN en los espectros MIR de la muestra y confirma la buena correspondencia entre la emisión MIR y de rayos-X duros. También encontramos un pico de correlación a  $\sim 2 \mu\text{m}$  que asociamos al exceso en el NIR observado en las SEDs nucleares de algunos AGN de tipo 1 y estaría producido por la emisión de polvo nuclear calentado por el AGN a mayores temperaturas que el que emite en el MIR. El espectro de correlación muestra prácticamente el mismo comportamiento en todas las bandas de rayos-X consideradas en este estudio, indicando un origen común para todas ellas. Finalmente, observamos que todas las líneas de emisión muestran una buena correlación con los rayos-X, pero no encontramos una dependencia entre sus potenciales de ionización, que van desde 8 a 97 keV, y la fuerza de la correlación.

## **5.1. Conclusiones Generales**

Las mayoría de las galaxias Seyfert presentan emisión circumnuclear en el MIR que puede extenderse hasta unos pocos kiloparsecs ( $\lesssim 3$  kpc), aunque ésta suele ser relativamente compacta ( $\sim 400$  pc). Dicha emisión circumnuclear está producida principalmente por polvo calentado por el AGN. Los sistemas cuya emisión circumnuclear está dominada por el AGN suelen presentar una emisión extensa en el MIR más compacta que aquellos con contribución adicional de formación estelar (p. ej., la galaxia NGC 2992). Sin embargo, la componente de formación estelar contribuye muy poco a la emisión MIR de las galaxias de tipo Sy1 (contribución de la emisión de los PAHs  $\lesssim 10$  % en el MIR), la cual generalmente se encuentra dominada por el AGN.

Encontramos una buena correlación entre la emisión NIR-MIR y los rayos-X duros (3-80 keV) para AGN de tipo 1, y observamos un máximo de dicha correlación a 15-20  $\mu\text{m}$ . También utilizando una muestra completa de galaxias Seyfert (que incluye Sy1 y Sy2) confirmamos la existencia de una fuerte correlación de la emisión nuclear y circumnuclear en el MIR con diferentes trazadores del AGN. Además, hemos comprobado que es precisamente a  $\sim 20 \mu\text{m}$  donde la emisión del toro domina el espectro MIR. De todos estos resultados concluimos que la emisión nuclear ( $\sim 70$  pc) y circumnuclear ( $\lesssim 3$  kpc) en el MIR generalmente está dominada por el toro de polvo en AGN de luminosidad intermedia, aunque algunos objetos pueden presentar una cierta contribución de formación estelar en su emisión circumnuclear.

Por otro lado, usando la muestra completa de galaxias Seyfert, encontramos una correlación

significativa entre las líneas de  $[\text{Ne II}]\lambda 12.81 \mu\text{m}$  y  $[\text{O IV}]\lambda 25.89 \mu\text{m}$  para aquellos sistemas que se encuentran dominados por el AGN. Esto indica que una línea comúnmente utilizada para trazar la formación estelar, como es el caso del  $[\text{Ne II}]\lambda 12.81 \mu\text{m}$ , puede estar contaminada por la emisión del AGN en las galaxias Seyfert. De acuerdo con esto último, observamos que tanto las líneas de emisión que trazan formación estelar como actividad nuclear (diferentes potenciales de ionización, desde 8 a 97 eV) presentan una buena correlación con los rayos-X duros (3-80 keV) para una muestra de AGN de tipo 1, las cuales son sistemas dominados por el AGN. Esto sugiere que las diferentes líneas de emisión están principalmente ionizadas por el AGN en galaxias activas de tipo 1, independientemente de cual sea su potencial de ionización.

## 5.2. Trabajo Futuro

En el futuro próximo, el JWST (lanzamiento previsto para el otoño de 2018) aportará una combinación de alta resolución angular y sensibilidad sin precedentes en el IR, y permitirá ampliar estudios como el presentado en esta tesis a galaxias más lejanas y débiles. Además, su amplia cobertura espectral desde el NIR al MIR nos permitirá observar un mayor número de líneas de emisión en dicho rango. Esto será especialmente importante en el MIR, ya que la mayoría de espectros de alta resolución en dicho rango sólo han sido observados en la banda N desde tierra.

El desarrollo de esta tesis ha dado lugar a varios proyectos relacionados con las distintas líneas de investigación aquí presentadas. A continuación se enumeran las diferentes partes de este plan de investigación futuro, ordenados por el grado de avance en el que se encuentra cada trabajo.

### Estudio de las propiedades del toro de polvo para una muestra completa de galaxias Seyfert

Como continuación del trabajo presentado en el capítulo 3 de esta tesis, donde se estudiaba la emisión nuclear y circumnuclear en el MIR para una muestra completa de galaxias Seyfert, estamos trabajando en un segundo artículo en el que modelamos las SEDs nucleares IR de esta muestra con modelos de toro grumoso. Para construir las SEDs nucleares en el IR, además de los flujos nucleares en el MIR presentados en esta memoria, añadimos espectros de alta resolución espacial en el rango MIR y flujos nucleares en el NIR obtenidos o bien de imágenes del HST o de telescopios de 8 y 10 metros desde tierra. Posteriormente, caracterizamos estas SEDs nucleares IR usando modelos de toro grumoso y la herramienta bayesiana Bayesclumpy (Asensio Ramos & Ramos Almeida 2009, 2013), para derivar las propiedades del toro de polvo de la muestra completa de galaxias Seyfert (ver Fig. 5.1). Este estudio nos aportará resultados estadísticamente significativos sobre las propiedades del toro de polvo de las galaxias Seyfert. En concreto, se comprobará si el factor de recubrimiento (en Inglés *covering factor*) del toro para las Sy1 y las Sy2 es diferente, tal y como se ha encontrado en trabajos previos con muestras más reducidas de galaxias Seyfert (Ramos Almeida et al. 2009b, 2011; Ichikawa et al. 2015).

### El origen de la emisión extensa en rayos-X blandos y en el MIR de las galaxias Seyfert

Siguiendo la línea de investigación presentada en el capítulo 3, pretendemos seguir avanzando en nuestro conocimiento acerca de la emisión extensa de las galaxias Seyfert. Varios estudios han mostrado que las morfologías en rayos-X blandos ( $E < 2 \text{ keV}$ ) y en el MIR de las galaxias Seyfert son muy parecidas a las que presenta el  $[\text{O III}]\lambda 5007 \text{ \AA}$  (Sako et al. 2000; Radomski et al. 2002, 2003; Veilleux et al. 2003; Packham et al. 2005; Bianchi, Guainazzi, & Chiaberge 2006; Gómez-Guijarro et al. 2017), el cual es un buen trazador de la NLR. Dado que la NLR está principalmente constituida por gas calentado por el AGN, parece lógico asumir que ésta es la fuente principal de la emisión

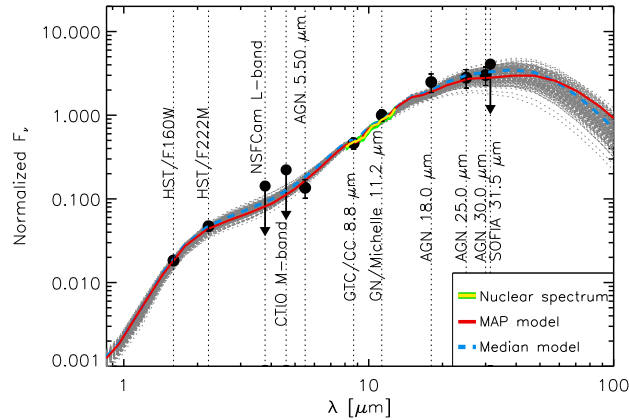


Figura 5.1: Ajuste de la SED nuclear IR de la galaxia Seyfert NGC 3227 usando modelos de toro grumoso.

de los rayos-X blandos y del MIR. Sin embargo, los resultados mostrados en estos estudios están basados en imágenes de [O III] que incluyen la emisión del continuo. No obstante, en el trabajo presentado por Ramos Almeida et al. (2014) para la galaxia Sy2 Mrk 1066 se ha encontrado que la correspondencia entre la emisión del [O III] y la de los rayos-X blandos y del MIR desaparece completamente al sustraer el continuo a la emisión del [O III]. Recientemente, Gómez-Guijarro et al. (2017) encuentran una buena correspondencia entre la emisión del [O III] (después de sustraer el continuo) y los rayos-X blandos en todas las Sy2 de su muestra, mientras que para las Sy1 dicha correspondencia sólo se da en el  $\sim 20\%$  de los casos (ver Fig. 5.2). Por lo tanto, es necesario extender este estudio para una muestra completa de galaxias Seyfert, para de este modo confirmar o descartar un origen común para la emisión del [O III] y la que se observa en los rayos-X blandos y en el MIR. Para ello haremos uso de los datos de alta resolución angular en el MIR presentados en el capítulo 2 de esta memoria, los cuales compararemos con datos de archivo de rayos-X blandos del telescopio espacial Chandra y de imágenes de [O III] tanto de archivo del HST como observados por nosotros con los instrumentos ALFOSC y MOSCA en el telescopio NOT (del Inglés *Nordic Optical Telescope*). Este estudio nos permitirá aclarar el origen de la emisión extendida en los rayos-X blandos y en el MIR de las galaxias Seyfert.

### Desenmascarando el núcleo múltiple de la galaxia ultraluminosa IR Mrk 273

Continuando con el estudio de la emisión nuclear de los AGN en el IR y su caracterización usando modelos de toro grumoso, queremos analizar las distintas componentes de la región nuclear de la galaxia ultraluminosa IR Mrk 273. Aunque ha sido estudiada en varios trabajos usando longitudes de onda IR (Genzel et al. 1998; Scoville et al. 2000; Armus et al. 2007; U et al. 2013), sigue sin estar claro el origen de la principal fuente de excitación de los tres núcleos que tiene esta galaxia. Hasta ahora no hay ningún estudio detallado de estas fuentes usando espectros NIR y MIR de alta resolución espacial (por debajo del segundo de arco). Hay evidencias de la presencia de un AGN tanto en el núcleo norte como en el núcleo sur (U et al. 2013; Rodríguez Zaurín et al. 2014). Sin embargo, para la componente sureste sólo se ha encontrado una débil detección en rayos-X (Iwasawa et al. 2011). Nuestro objetivo es clarificar la presencia o no de actividad nuclear en los tres núcleos de la galaxia y caracterizar por primera vez las propiedades de su polvo nuclear. Para ello, tenemos espectros en el NIR de cada uno de los núcleos observados por nosotros con el instrumento LIRIS en el WHT (del Inglés *William Herschel Telescope*), lo que nos permitirá distinguir la principal fuente



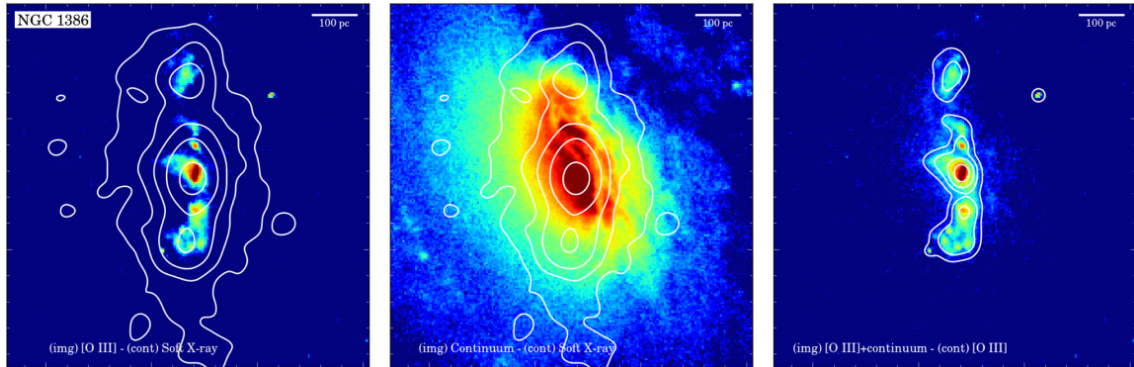


Figura 5.2: Imágenes tomadas con el HST de la galaxia NGC 1386. Izquierda: Imagen de [O III] (después de sustraer el continuo) con los contornos de los rayos-X blandos obtenidos con satélite Chandra superpuestos. Centro: Igual que el panel de la izquierda pero la imagen ahora es de la emisión del continuo. Derecha: Imagen de [O III] que incluye el continuo con los contornos de la emisión del [O III] (después de sustraer el continuo). Figura tomada de Gómez-Guijarro et al. (2017).

de ionización del gas en cada uno de ellos. También tenemos datos en el MIR observados por nosotros con el instrumento CanariCam en GTC (ver Fig. 5.3). Utilizaremos los espectros de alta resolución angular de CanariCam para estimar la contribución del AGN en aquellos núcleos que presenten actividad nuclear, lo que junto con los flujos nucleares derivados de las imágenes de alta resolución angular, nos permitirá construir la SED nuclear IR de cada núcleo. Después, usaremos modelos de toro grumoso (Nenkova et al. 2008a,b) para ajustar la emisión nuclear de cada componente con actividad nuclear.

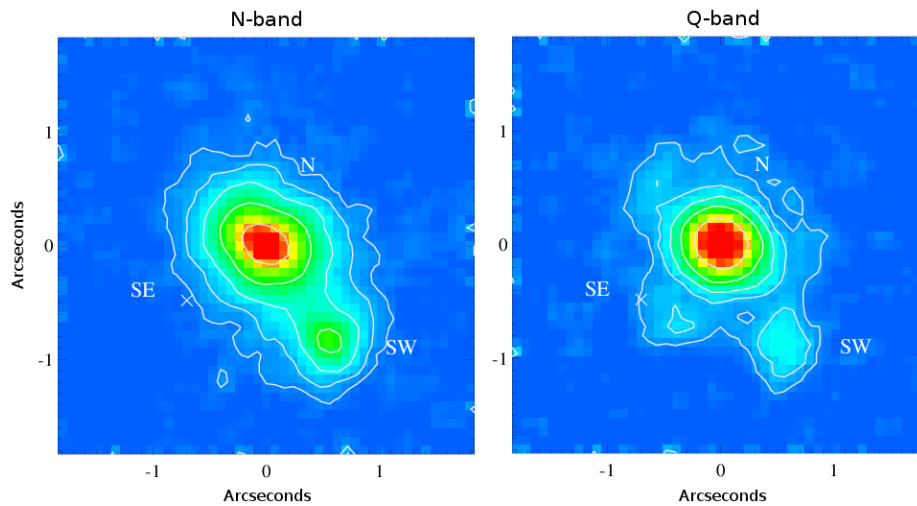


Figura 5.3: Imágenes tomadas con GTC/CanariCam de la galaxia Mrk 273. Izquierda: Imagen de banda N con sus propios contornos. Derecha: Igual que el panel de la izquierda pero para la banda Q.

### Espectro de correlación entre la emisión IR y los rayos-X para una muestra de galaxias con importante emisión de los PAHs

Como continuación del trabajo presentado en el capítulo 4, proponemos comprobar la correlación o no de las bandas de emisión de PAHs con los rayos-X duros (3-80 keV), usando la técnica del espectro de correlación (Jin, Ward, & Done 2012). Aunque los PAHs suelen ser utilizados como trazador de formación estelar (Rigopoulou et al. 1999; Peeters, Spoon, & Tielens 2004; Brandl et al. 2006), recientemente se ha propuesto la posibilidad de que las moléculas de PAHs puedan estar excitadas por el AGN en las regiones nucleares (Jensen et al. 2017). En el trabajo presentado en el capítulo 4 encontramos que la emisión de PAHs de la banda de  $6.2 \mu\text{m}$  parece estar decorrelada con los rayos-X (ver Fig. 5.4), cosa que no ocurre con las otras bandas de PAHs. Sin embargo, es difícil estudiar esta correlación o decorrelación porque la emisión de PAHs en esta muestra de AGN de tipo 1 no oscurecidos en rayos-X es muy débil (contribución  $<10\%$  de acuerdo con la descomposición espectral realizada a los espectros MIR). Por este motivo pretendemos construir una muestra de galaxias Sy2 con fuertes bandas de PAHs para confirmar o descartar su decorrelación con los rayos-X.

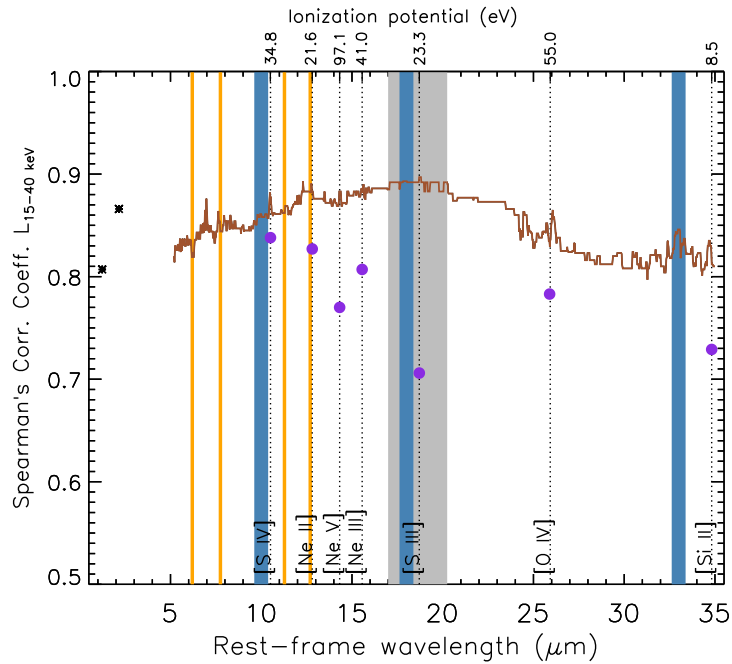


Figura 5.4: Espectro de correlación entre la emisión IR y los rayos-X duros para una muestra de AGN de tipo 1. La línea sólida marrón se corresponde con el espectro de correlación y las líneas verticales naranja se refieren a las bandas de PAHs.

# A

---

## Técnicas de Observación desde Tierra en el MIR

A pesar de las dificultades para realizar observaciones en el MIR desde tierra, observar en la banda N ( $\sim 8\text{-}13\ \mu\text{m}$ ) es bastante más sencillo que en la banda Q ( $\sim 17\text{-}25\ \mu\text{m}$ ), para la cual éstas se complican aún más debido a la mayor variabilidad de la atmósfera y a la peor transmisión de la misma (ver Fig. A.1). En el MIR, la atmósfera terrestre no sólo produce absorción, sino que tiene una importante componente de emisión, la cual puede llegar a saturar el detector. Además, otra componente de ruido térmico en el MIR es el propio telescopio y su instrumentación, ya que es en este rango donde los objetos a temperatura ambiente tienen su máxima emisión. Asimismo, las condiciones de las capas de aire cercanas al telescopio son extremadamente variables en cortos espacios de tiempo (decenas de segundos). Para evitar tanto la saturación como dichas variaciones se divide el tiempo total de observación en pequeñas exposiciones individuales (pocos milisegundos). Aún así, las fuentes observadas en el MIR normalmente son cuatro ordenes de magnitud más débiles que el fondo de emisión. Todo ello hace que sea necesario usar una técnica específica para observar en el MIR desde tierra.

Esta técnica básicamente consiste en combinar dos movimientos del telescopio. Un movimiento de basculación del espejo secundario (en Inglés *chopping*) y otro de cabeceo del espejo primario (en Inglés *nodding*). En primer lugar, se centra la fuente en el campo de visión del telescopio, en la que sería la posición inicial del *nodding* (Nod A). En el Nod A se toman exposiciones individuales tanto de la fuente centrada en el campo de visión (de ahora en adelante las llamaremos “*on-source*”, por su nombre en Inglés) como de una región adyacente donde se encuentra la fuente desplazada con la intención de medir la emisión del cielo (de ahora en adelante las llamaremos “*background*”, por su nombre en Inglés). Esto se consigue usando la técnica del *chopping*, que se realiza con una frecuencia de  $\sim 20\ \text{Hz}$ , superior a la correspondiente a las variaciones del fondo ( $\sim 1\ \text{Hz}$ ). Las exposiciones *on-source* se observan en la posición 1 del *chopping* (Chop 1) y las del *background* se toman en la posición 2 (Chop 2). Sin embargo, la imagen del *background* no es suficiente para la sustracción del fondo de emisión en la imagen *on-source*, debido a la diferencia entre caminos ópticos producidos por el movimiento de *chopping*. Es por esto que se introduce el movimiento de *nodding*, con el que movemos ahora el campo de visión hacia una posición adyacente donde tenemos una región de cielo y la fuente se encuentra desplazada respecto al centro (posición del Nod B y Chop 1) donde tomamos las exposiciones del *background* (ver Fig. A.2). Esta nueva posición está seleccionada de modo que el movimiento de *chopping* devuelve a la fuente al centro del campo de visión (Chop 2), para que se tomen las exposiciones *on-source*, de forma contraria a lo que ocurría en el Nod A (ver Fig. A.2). Esta segunda pareja de imágenes (*background* y *on-source*) son realizadas con la misma

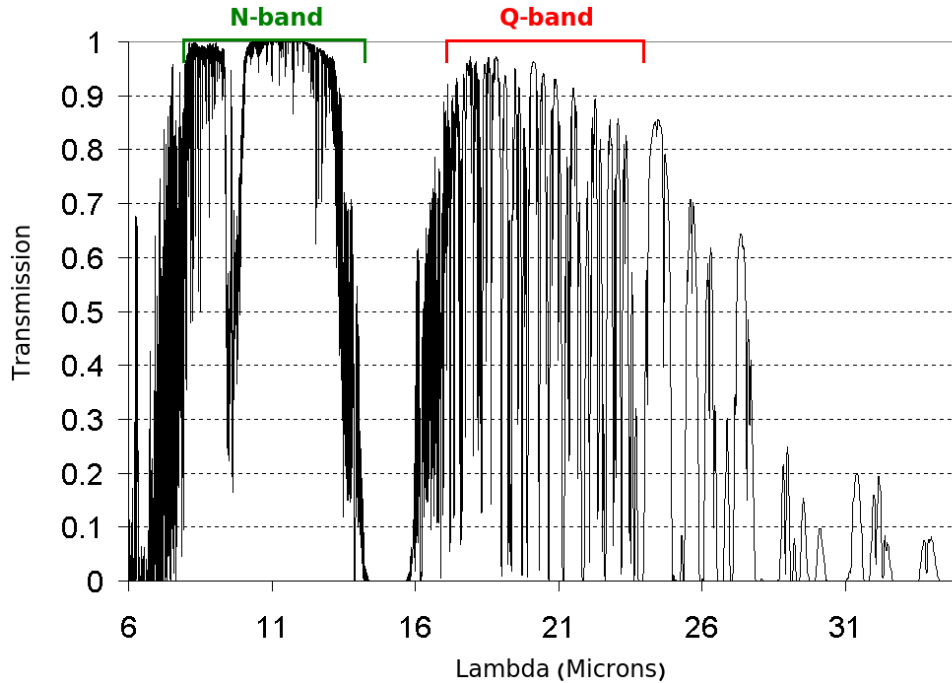


Figura A.1: Transmisión de las ventanas atmosféricas terrestre en el MIR en función de la longitud de onda. Figura tomada de la página web <http://www.iac.es/proyecto/CCam/>.

configuración del telescopio e iguales valores de la amplitud y la frecuencia. De este modo, usando las parejas del Nod A y Nod B se iguala el camino óptico en ambos casos y se puede sustraer el fondo correctamente. La técnica de *chopping-nodding* se repite varias veces por minuto siguiendo el patrón ABBA, que permite minimizar los tiempos de observación.

La figura A.2 muestra el esquema básico de la técnica *chopping-nodding*. Los paneles de la izquierda de la figura se corresponden con el Nod A, donde tenemos la posición del Chop 1 (imagen *on-source*), la posición del Chop 2 (imagen del *background*) y la sustracción de ambas. En los paneles de la derecha se muestra lo mismo que en los de la izquierda pero para el Nod B, donde ahora la posición del Chop 1 es la imagen *background* y la del Chop 2 es la imagen *on-source*. De este modo nos queda:  $\mathbf{On-source}_{NodA} (\mathbf{Fuente} + \mathbf{Fondo}_{Chop1}) - \mathbf{Background}_{NodA} (\mathbf{Fondo}_{Chop2}) - [\mathbf{Background}_{NodB} (\mathbf{Fondo}_{Chop1}) - \mathbf{On-source}_{NodB} (\mathbf{Fuente} + \mathbf{Fondo}_{Chop2})] = 2 \times \mathbf{Fuente}$ . En la figura A.3 se puede ver un ejemplo de observación usando esta técnica. La técnica de *chopping-nodding* es muy costosa en cuanto a tiempo; por ejemplo, usando el instrumento CanariCam, una integración que consume 50 minutos de tiempo total de telescopio (incluyendo apuntado del telescopio, imagen de adquisición y observación del objeto), se traduce en una observación de solo  $\sim 12$  minutos *on-source*.

Aunque los telescopios espaciales son mucho más sensibles que los situados en tierra debido al menor fondo térmico y a la ausencia de atmósfera, los grandes telescopios en tierra son fundamentales en las observaciones MIR. Mientras que las observaciones en el visible están limitadas por la visibilidad atmosférica (en Inglés *seeing*), en el MIR suelen estar limitadas por difracción. Esto se debe a que, a pesar de que el *seeing* mejora desde la banda V ( $\sim 500$  nm) hasta el rango MIR en un factor  $\sim 2$  (Rodríguez Espinosa, Herrero, & Sánchez 1997), el límite de difracción del telescopio aumenta a un ritmo mayor ( $\Theta = 1.22(\lambda/D)$ ); donde  $\Theta$  es el límite de difracción,  $\lambda$  es la longitud de onda y D es el diámetro del telescopio) que la mejora del *seeing*. Dado que el límite de difracción es inver-

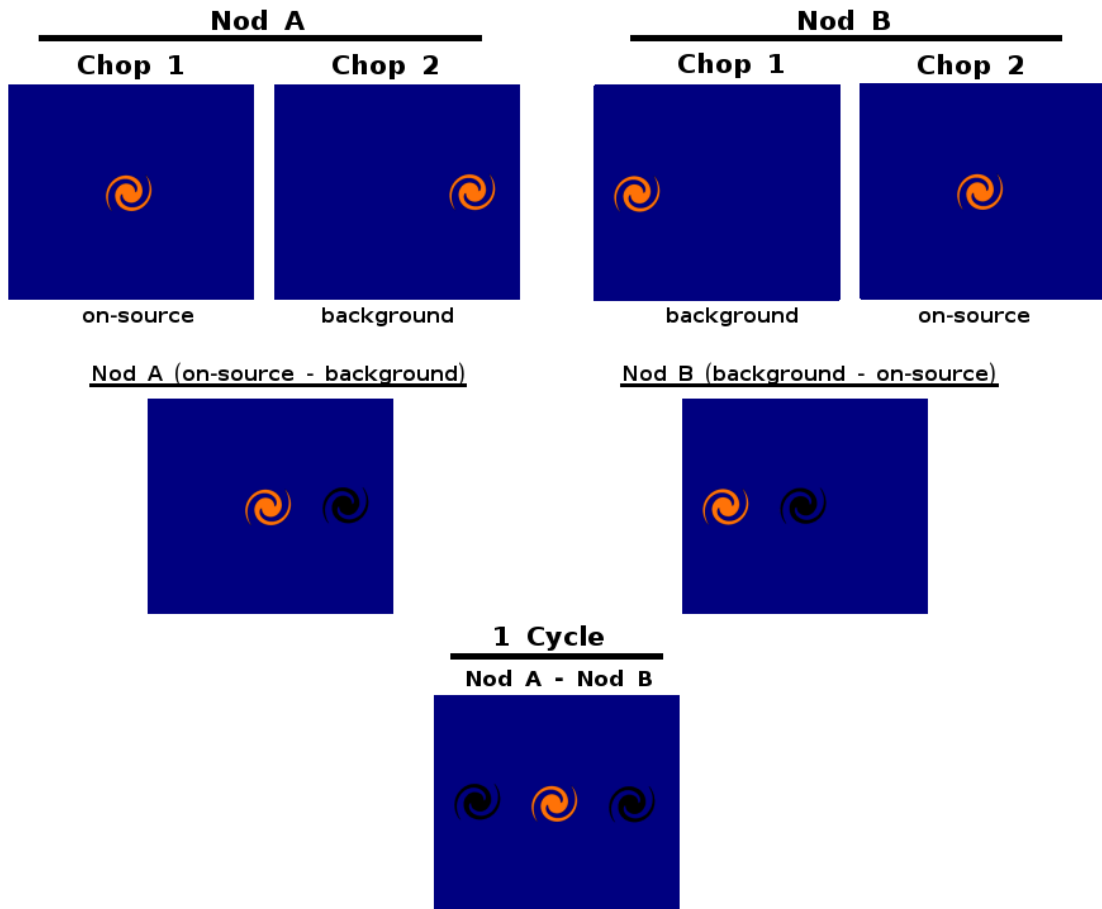


Figura A.2: Esquema básico de la técnica *chopping-nodding*.

samente proporcional al diámetro del telescopio, una gran ventaja de los telescopios de 8 y 10 metros en tierra respecto a los telescopios espaciales que actualmente operan el MIR (diámetro  $\lesssim 1$  m), es que sus resoluciones angulares teóricas son mucho mayores (más de un orden de magnitud mejores). Esto cambiará con el lanzamiento del JWST (6.5 metros de diámetro) que proporcionará una combinación de alta resolución angular y de sensibilidad sin precedentes.

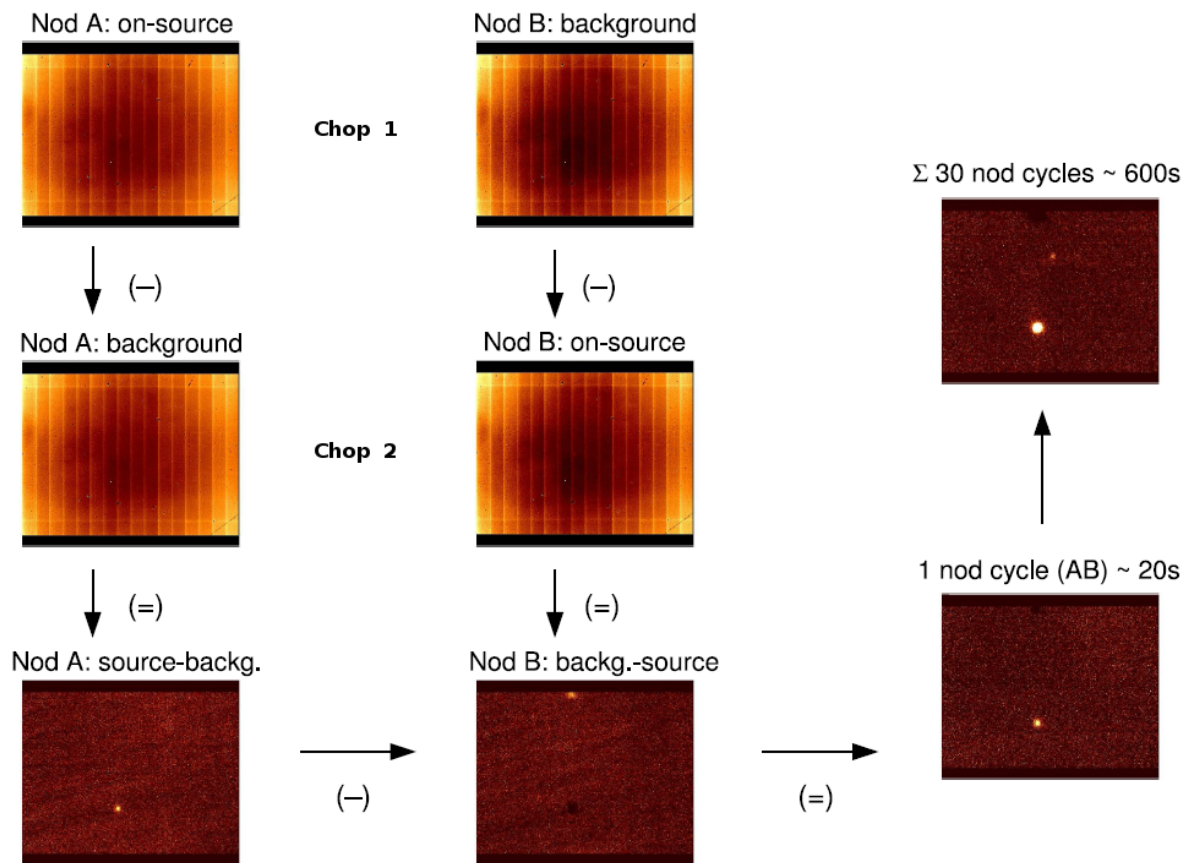


Figura A.3: Ejemplo de una observación MIR con el instrumento T-ReCS (telescopio Gemini) usando la técnica *chopping-nodding*, donde se muestran las diferentes operaciones realizadas hasta llegar a la imagen final. Figura tomada de la memoria de tesis presentada por Tanio Díaz Santos para optar al grado de Doctor en Ciencias Físicas (Díaz-Santos 2009).

# Bibliografía

- Adams T. F., 1977, *ApJS*, 33, 19
- Alexander D. M., Heisler C. A., Young S., Lumsden S. L., Hough J. H., Bailey J. A., 2000, *MNRAS*, 313, 815
- Alonso-Herrero A., et al., 2016, *MNRAS*, 455, 563
- Alonso-Herrero A., et al., 2014, *MNRAS*, 443, 2766
- Alonso-Herrero A., et al., 2011, *ApJ*, 736, 82
- Alonso-Herrero A., Rieke G. H., Rieke M. J., Colina L., Pérez-González P. G., Ryder S. D., 2006, *ApJ*, 650, 835
- Alonso-Herrero A., Quillen A. C., Rieke G. H., Ivanov V. D., Efstathiou A., 2003, *AJ*, 126, 81
- Alonso-Herrero A., Rieke M. J., Rieke G. H., Ruiz M., 1997, *ApJ*, 482, 747
- Alonso-Herrero A., Ward M. J., Kotilainen J. K., 1996, *MNRAS*, 278, 902
- Antonucci R., 1993, *ARA&A*, 31, 473
- Antonucci R. R. J., Miller J. S., 1985, *ApJ*, 297, 621
- Antonucci R. R. J., 1984, *ApJ*, 278, 499
- Armus L., et al., 2007, *ApJ*, 656, 148
- Arnaud K. A., et al., 1985, *MNRAS*, 217, 105
- Asensio Ramos A., Ramos Almeida C., 2013, *MNRAS*, 428, 195
- Asensio Ramos A., Ramos Almeida C., 2009, *ApJ*, 696, 2075
- Ashby M. L. N., et al., 2009, *ApJ*, 701, 428
- Asmus D., Gandhi P., Hönig S. F., Smette A., Duschl W. J., 2015, *MNRAS*, 454, 766
- Asmus D., Hönig S. F., Gandhi P., Smette A., Duschl W. J., 2014, *MNRAS*, 439, 1648
- Assef R. J., et al., 2010, *ApJ*, 713, 970
- Awaki H., Koyama K., Inoue H., Halpern J. P., 1991, *PASJ*, 43, 195

- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5
- Barbosa F. K. B., Storchi-Bergmann T., Cid Fernandes R., Winge C., Schmitt H., 2009, *MNRAS*, 396, 2
- Barth A. J., Filippenko A. V., Moran E. C., 1999, *ApJ*, 525, 673
- Barth A. J., Tran H. D., Brotherton M. S., Filippenko A. V., Ho L. C., van Breugel W., Antonucci R., Goodrich R. W., 1999, *AJ*, 118, 1609
- Barvainis R., 1987, *ApJ*, 320, 537
- Bassani L., Dadina M., Maiolino R., Salvati M., Risaliti G., Della Ceca R., Matt G., Zamorani G., 1999, *ApJS*, 121, 473
- Bennert V. N., Auger M. W., Treu T., Woo J.-H., Malkan M. A., 2011, *ApJ*, 726, 59
- Bianchi S., Guainazzi M., Chiaberge M., 2006, *A&A*, 448, 499
- Blanco P. R., Ward M. J., Wright G. S., 1990, *MNRAS*, 242, 4P
- Boisson C., Coupé S., Cuby J. G., Joly M., Ward M. J., 2002, *A&A*, 396, 489
- Braatz J. A., Wilson A. S., Gezari D. Y., Varosi F., Beichman C. A., 1993, *ApJ*, 409, L5
- Brandl B. R., et al., 2006, *ApJ*, 653, 1129
- Brightman M., Ueda Y., 2012, *MNRAS*, 423, 702
- Burbidge G. R., Burbidge E. M., Sandage A. R., 1963, *RvMP*, 35, 947
- Burtscher L., et al., 2013, *A&A*, 558, A149
- Burtscher L., Jaffe W., Raban D., Meisenheimer K., Tristram K. R. W., Röttgering H., 2009, *ApJ*, 705, L53
- Cai H.-B., Shu X.-W., Zheng Z.-Y., Wang J.-X., 2010, *RAA*, 10, 427
- Cameron M., Storey J. W. V., Rotaciuc V., Genzel R., Verstraete L., Drapatz S., Siebenmorgen R., Lee T. J., 1993, *ApJ*, 419, 136
- Capetti A., Macchetto F. D., Lattanzi M. G., 1997, *ApJ*, 476, L67
- Capetti A., Axon D. J., Macchetto F., Sparks W. B., Boksenberg A., 1996, *ApJ*, 469, 554
- Cappi M., et al., 2006, *A&A*, 446, 459
- Cattaneo A., et al., 2009, *Natur*, 460, 213
- Cesarsky D., Lequeux J., Abergel A., Perault M., Palazzi E., Madden S., Tran D., 1996, *A&A*, 315, L305
- Chen C.-T. J., et al., 2017, *arXiv*, arXiv:1701.05207
- Clavel J., et al., 2000, *A&A*, 357, 839
- Colina L., Vargas M. L. G., Delgado R. M. G., Mas-Hesse J. M., Pérez E., Alberdi A., Krabbe A., 1997, *ApJ*, 488, L71



- Corral A., Della Ceca R., Caccianiga A., Severgnini P., Brunner H., Carrera F. J., Page M. J., Schwope A. D., 2011, *A&A*, 530, A42
- Dadina M., 2008, *A&A*, 485, 417
- Dale D. A., et al., 2006, *ApJ*, 646, 161
- Dasyra K. M., Ho L. C., Netzer H., Combes F., Trakhtenbrot B., Sturm E., Armus L., Elbaz D., 2011, *ApJ*, 740, 94
- de Rosa A., Piro L., Perola G. C., Capalbi M., Cappi M., Grandi P., Maraschi L., Petrucci P. O., 2007, *A&A*, 463, 903
- Deo R. P., Richards G. T., Crenshaw D. M., Kraemer S. B., 2009, *ApJ*, 705, 14
- Di Matteo T., Springel V., Hernquist L., 2005, *Natur*, 433, 604
- Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., 2012, *ApJ*, 746, 168
- Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., 2010, *ApJ*, 724, 140
- Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., Rigby J. R., 2009, *ApJ*, 698, 623
- Díaz-Santos T., Alonso-Herrero A., Colina L., Packham C., Levenson N. A., Pereira-Santaella M., Roche P. F., Telesco C. M., 2010a, *ApJ*, 711, 328
- Díaz-Santos T., 2009, *A mid-infrared study of local luminous infrared galaxies* (Tesis Doctoral), Universidad Complutense de Madrid
- Donley J. L., Rieke G. H., Pérez-González P. G., Barro G., 2008, *ApJ*, 687, 111-132
- Draine B. T., 2003, *ARA&A*, 41, 241
- Duc P.-A., Brinks E., Springel V., Pichardo B., Weilbacher P., Mirabel I. F., 2000, *AJ*, 120, 1238
- Dudik R. P., Weingartner J. C., Satyapal S., Fischer J., Dudley C. C., O'Halloran B., 2007, *ApJ*, 664, 71
- Dullemond C. P., van Bemmell I. M., 2005, *A&A*, 436, 47
- Edelson R. A., Malkan M. A., Rieke G. H., 1987, *ApJ*, 321, 233
- Efstathiou A., Rowan-Robinson M., 1995, *MNRAS*, 273, 649
- Esquej P., et al., 2014, *ApJ*, 780, 86
- Fabian A. C., 2012, *ARA&A*, 50, 455
- Fabian A. C., 2006, *AN*, 327, 943
- Fabian A. C., 1999, *PNAS*, 96, 4749
- Fadda D., Giuricin G., Granato G. L., Vecchies D., 1998, *ApJ*, 496, 117
- Falcke H., Wilson A. S., Simpson C., 1998, *ApJ*, 502, 199
- Feain I. J., Papadopoulos P. P., Ekers R. D., Middelberg E., 2007, *ApJ*, 662, 872

- Ferland G. J., Osterbrock D. E., 1985, *ApJ*, 289, 105
- Ferrarese L., Merritt D., 2000, *ApJ*, 539, L9
- Fernández-Ontiveros J. A., Spinoglio L., Pereira-Santaella M., Malkan M. A., Andreani P., Dasyra K. M., 2016, *ApJS*, 226, 19
- Filippenko A. V., 1992, *ASPC*, 31, 253
- Fiore F., et al., 2009, *ApJ*, 693, 447
- Gallimore J. F., et al., 2016, *ApJ*, 829, L7
- Gandhi P., Horst H., Smette A., Hönig S., Comastri A., Gilli R., Vignali C., Duschl W., 2009, *A&A*, 502, 457
- García-Burillo S., et al., 2016, *ApJ*, 823, L12
- García-González J., et al., 2017, *arXiv*, arXiv:1706.07425
- García-González J., et al., 2016, *MNRAS*, 458, 4512
- García-Lorenzo B., Arribas S., Mediavilla E., 2001, *A&A*, 378, 787
- Gebhardt K., et al., 2000, *ApJ*, 539, L13
- Genzel R., et al., 1998, *ApJ*, 498, 579
- Gillett F. C., Forrest W. J., Merrill K. M., 1973, *ApJ*, 183, 87
- Gilli R., Maiolino R., Marconi A., Risaliti G., Dadina M., Weaver K. A., Colbert E. J. M., 2000, *A&A*, 355, 485
- Glass I. S., 1997, *MNRAS*, 292, L50
- Glikman E., Helfand D. J., White R. L., 2006, *ApJ*, 640, 579
- Gómez-Guijarro C., González-Martín O., Ramos Almeida C., Rodríguez-Espinosa J. M., Gallego J., 2017, *MNRAS*, 469, 2720
- González Delgado R. M., Heckman T., Leitherer C., Meurer G., Krolik J., Wilson A. S., Kinney A., Koratkar A., 1998, *ApJ*, 505, 174
- González-Martín O., et al., 2013, *A&A*, 553, A35
- Goodrich R. W., Veilleux S., Hill G. J., 1994, *ApJ*, 422, 521
- Gorjian V., Cleary K., Werner M. W., Lawrence C. R., 2007, *ApJ*, 655, L73
- Goulding A. D., Alexander D. M., 2009, *MNRAS*, 398, 1165
- Granato G. L., Danese L., Franceschini A., 1997, *ApJ*, 486, 147
- Granato G. L., Danese L., 1994, *MNRAS*, 268, 235
- Groves B., Dopita M., Sutherland R., 2006, *A&A*, 458, 405
- Gültekin K., et al., 2009, *ApJ*, 698, 198

- Haardt F., Maraschi L., Ghisellini G., 1994, *ApJ*, 432, L95
- Hainline K. N., Hickox R. C., Carroll C. M., Myers A. D., DiPompeo M. A., Trouille L., 2014, *ApJ*, 795, 124
- Hao L., Weedman D. W., Spoon H. W. W., Marshall J. A., Levenson N. A., Elitzur M., Houck J. R., 2007, *ApJ*, 655, L77
- Hao L., et al., 2005c, *ApJ*, 625, L75
- Häring N., Rix H.-W., 2004, *ApJ*, 604, L89
- Hatziminaoglou E., et al., 2010, *A&A*, 518, L33
- Heckman T. M., González-Delgado R., Leitherer C., Meurer G. R., Krolik J., Wilson A. S., Koratkar A., Kinney A., 1997, *ApJ*, 482, 114
- Heckman T. M., 1987, *IAUS*, 121, 421
- Heisler C. A., Lumsden S. L., Bailey J. A., 1997, *Natur*, 385, 700
- Hernán-Caballero A., Hatziminaoglou E., Alonso-Herrero A., Mateos S., 2016, *MNRAS*, 463, 2064
- Hernán-Caballero A., et al., 2015, *ApJ*, 803, 109
- Hernán-Caballero A., Hatziminaoglou E., 2011, *MNRAS*, 414, 500
- Heymann F., Siebenmorgen R., 2012, *ApJ*, 751, 27
- Hickox R. C., Mullaney J. R., Alexander D. M., Chen C.-T. J., Civano F. M., Goulding A. D., Hainline K. N., 2014, *ApJ*, 782, 9
- Hirschmann M., Khochfar S., Burkert A., Naab T., Genel S., Somerville R. S., 2010, *MNRAS*, 407, 1016
- Ho L. C., Keto E., 2007, *ApJ*, 658, 314
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1994, *IAUS*, 159, 275
- Hönig S. F., Kishimoto M., 2017b, *ApJ*, 838, L20
- Hönig S. F., et al., 2017a, *MNRAS*, 464, 1693
- Hoening S. F., 2013, *arXiv*, arXiv:1301.1349
- Hönig S. F., et al., 2013, *ApJ*, 771, 87
- Hönig S. F., Leipski C., Antonucci R., Haas M., 2011, *ApJ*, 736, 26
- Hönig S. F., Kishimoto M., 2010, *A&A*, 523, A27
- Hönig S. F., Kishimoto M., Gandhi P., Smette A., Asmus D., Duschl W., Polletta M., Weigelt G., 2010, *A&A*, 515, A23
- Hönig S. F., Beckert T., Ohnaka K., Weigelt G., 2006, *A&A*, 452, 459
- Hopkins P. F., Quataert E., 2010, *MNRAS*, 407, 1529

- Horst H., Gandhi P., Smette A., Duschl W. J., 2008, *A&A*, 479, 389
- Ichikawa K., Ricci C., Ueda Y., Matsuoka K., Toba Y., Kawamuro T., Trakhtenbrot B., Koss M. J., 2017, *ApJ*, 835, 74
- Ichikawa K., et al., 2015, *ApJ*, 803, 57
- Ichikawa K., Ueda Y., Terashima Y., Oyabu S., Gandhi P., Matsuta K., Nakagawa T., 2012, *ApJ*, 754, 45
- Imanishi M., Nakanishi K., Izumi T., 2016, *ApJ*, 822, L10
- Imanishi M., Dudley C. C., 2000, *ApJ*, 545, 701
- Inglis M. D., Brindle C., Hough J. H., Young S., Axon D. J., Bailey J. A., Ward M. J., 1993, *MNRAS*, 263, 895
- Ivezic Z., Nenkova M., Elitzur M., 1999, *ascl.soft*, ascl:9911.001
- Iwasawa K., et al., 2011, *A&A*, 528, A137
- Jaffe W., et al., 2004, *Natur*, 429, 47
- Jarrett T. H., et al., 2011, *ApJ*, 735, 112
- Jensen J. J., et al., 2017, *arXiv*, arXiv:1706.04811
- Jin C., Ward M., Done C., 2012, *MNRAS*, 422, 3268
- Kaiser M. E., et al., 2000, *ApJ*, 528, 260
- Kauffmann G., et al., 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- Kellermann K. I., Sramek R., Schmidt M., Shaffer D. B., Green R., 1989, *AJ*, 98, 1195
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, 556, 121
- Khachikian E. Y., Weedman D. W., 1974, *ApJ*, 192, 581
- Kishimoto M., Hönig S. F., Antonucci R., Barvainis R., Kotani T., Tristram K. R. W., Weigelt G., Levin K., 2011, *A&A*, 527, A121
- Kishimoto M., Hönig S. F., Antonucci R., Kotani T., Barvainis R., Tristram K. R. W., Weigelt G., 2009, *A&A*, 507, L57
- Knacke R. F., Thomson R. K., 1973, *PASP*, 85, 341
- Köhler M., Li A., 2010, *MNRAS*, 406, L6
- Koratkar A., Blaes O., 1999, *PASP*, 111, 1
- Kormendy J., Ho L. C., 2013, *ARA&A*, 51, 511
- Kotilainen J. K., Ward M. J., Boisson C., Depoy D. L., Smith M. G., Bryant L. R., 1992, *MNRAS*, 256, 125
- Krabbe A., Böker T., Maiolino R., 2001, *ApJ*, 557, 626

- Krolik J. H., Begelman M. C., 1988, *ApJ*, 329, 702
- Kuraszkiewicz J. K., et al., 2003, *ApJ*, 590, 128
- Lacy M., et al., 2004, *ApJS*, 154, 166
- Lamperti I., et al., 2017, *MNRAS*, 467, 540
- Leger A., Puget J. L., 1984, *A&A*, 137, L5
- Lemons S. M., Reines A. E., Plotkin R. M., Gallo E., Greene J. E., 2015, *ApJ*, 805, 12
- Levenson N. A., Radomski J. T., Packham C., Mason R. E., Schaefer J. J., Telesco C. M., 2009, *ApJ*, 703, 390
- López-Gonzaga N., Burtscher L., Tristram K. R. W., Meisenheimer K., Schartmann M., 2016, *A&A*, 591, A47
- Lumsden S. L., Alexander D. M., Hough J. H., 2004, *MNRAS*, 348, 1451
- Lumsden S. L., Heisler C. A., Bailey J. A., Hough J. H., Young S., 2001, *MNRAS*, 327, 459
- Lutz D., Maiolino R., Spoon H. W. W., Moorwood A. F. M., 2004, *A&A*, 418, 465
- Lutz D., Maiolino R., Moorwood A. F. M., Netzer H., Wagner S. J., Sturm E., Genzel R., 2002, *A&A*, 396, 439
- Lutz D., Spoon H. W. W., Rigopoulou D., Moorwood A. F. M., Genzel R., 1998, *ApJ*, 505, L103
- Madden S. C., Galliano F., Jones A. P., Sauvage M., 2006, *A&A*, 446, 877
- Maiolino R., Alonso-Herrero A., Anders S., Quillen A., Rieke M. J., Rieke G. H., Tacconi-Garman L. E., 2000, *ApJ*, 531, 219
- Maiolino R., Rieke G. H., 1995, *ApJ*, 454, 95
- Maiolino R., Ruiz M., Rieke G. H., Keller L. D., 1995, *ApJ*, 446, 561
- Malkan M. A., Gorjian V., Tam R., 1998, *ApJS*, 117, 25
- Marconi A., Hunt L. K., 2003, *ApJ*, 589, L21
- Mason R. E., et al., 2012, *AJ*, 144, 11
- Mason R. E., Levenson N. A., Shi Y., Packham C., Gorjian V., Cleary K., Rhee J., Werner M., 2009, *ApJ*, 693, L136
- Mason R. E., Geballe T. R., Packham C., Levenson N. A., Elitzur M., Fisher R. S., Perlman E., 2006, *ApJ*, 640, 612
- Mateos S., et al., 2016, *ApJ*, 819, 166
- Mateos S., et al., 2015, *MNRAS*, 449, 1422
- Mateos S., et al., 2012, *MNRAS*, 426, 3271
- Mathis J. S., Ruml W., Nordsieck K. H., 1977, *ApJ*, 217, 425

- Matsuta K., et al., 2012, *ApJ*, 753, 104
- Matt G., Perola G. C., Piro L., 1991, *A&A*, 247, 25
- McConnell N. J., Ma C.-P., 2013, *ApJ*, 764, 184
- Meléndez M., Mushotzky R. F., Shimizu T. T., Barger A. J., Cowie L. L., 2014, *ApJ*, 794, 152
- Meléndez M., Kraemer S. B., Schmitt H. R., Crenshaw D. M., Deo R. P., Mushotzky R. F., Bruhweiler F. C., 2008b, *ApJ*, 689, 95-107
- Meléndez M., et al., 2008a, *ApJ*, 682, 94-103
- Miller J. S., Goodrich R. W., 1990, *ApJ*, 355, 456
- Mor R., Netzer H., 2012, *MNRAS*, 420, 526
- Mor R., Netzer H., Elitzur M., 2009, *ApJ*, 705, 298
- Moran E. C., Kay L. E., Davis M., Filippenko A. V., Barth A. J., 2001, *ApJ*, 556, L75
- Moran E. C., Barth A. J., Kay L. E., Filippenko A. V., 2000, *ApJ*, 540, L73
- Mulchaey J. S., Koratkar A., Ward M. J., Wilson A. S., Whittle M., Antonucci R. R. J., Kinney A. L., Hurt T., 1994, *ApJ*, 436, 586
- Mullaney J. R., Alexander D. M., Goulding A. D., Hickox R. C., 2011, *MNRAS*, 414, 1082
- Muñoz Marín V. M., Storchi-Bergmann T., González Delgado R. M., Schmitt H. R., Spinelli P. F., Pérez E., Cid Fernandes R., 2009, *MNRAS*, 399, 842
- Muñoz Marín V. M., González Delgado R. M., Schmitt H. R., Cid Fernandes R., Pérez E., Storchi-Bergmann T., Heckman T., Leitherer C., 2007, *AJ*, 134, 648
- Muñoz-Mateos J. C., et al., 2009, *ApJ*, 703, 1569-1596
- Mushotzky R., 2004, *ASSL*, 308, 53
- Nagar N. M., Wilson A. S., 1999, *ApJ*, 516, 97
- Nandra K., Pounds K. A., 1994, *MNRAS*, 268, 405
- Nenkova M., Sirocky M. M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008b, *ApJ*, 685, 147-159
- Nenkova M., Sirocky M. M., Nikutta R., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008a, *ApJ*, 685, 160-180
- Nenkova M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2002, *ApJ*, 570, L9
- Netzer H., 1996, *ApJ*, 473, 781
- Neugebauer G., Green R. F., Matthews K., Schmidt M., Soifer B. T., Bennett J., 1987, *ApJS*, 63, 615
- Neugebauer G., Becklin E. E., Oke J. B., Searle L., 1976, *ApJ*, 205, 29
- Nikutta R., Elitzur M., Lacy M., 2009, *ApJ*, 707, 1550-1559
- Nucita A. A., Manni L., De Paolis F., Giordano M., Ingrosso G., 2017, *ApJ*, 837, 66

- Onori F., et al., 2017, MNRAS, 464, 1783
- Ossenkopf V., Henning T., Mathis J. S., 1992, A&A, 261, 567
- Osterbrock D. E., 1981, ApJ, 249, 462
- Osterbrock D. E., Koski A. T., 1976, MNRAS, 176, 61P
- Packham C., Radomski J. T., Roche P. F., Aitken D. K., Perlman E., Alonso-Herrero A., Colina L., Telesco C. M., 2005, ApJ, 618, L17
- Packham C., Young S., Hough J. H., Axon D. J., Bailey J. A., 1997, MNRAS, 288, 375
- Pardo K., et al., 2016, ApJ, 831, 203
- Peeters E., Spoon H. W. W., Tielens A. G. G. M., 2004, ApJ, 613, 986
- Peeters E., et al., 2002, A&A, 381, 571
- Pereira-Santaella M., Diamond-Stanic A. M., Alonso-Herrero A., Rieke G. H., 2010b, ApJ, 725, 2270
- Pereira-Santaella M., Alonso-Herrero A., Rieke G. H., Colina L., Díaz-Santos T., Smith J.-D. T., Pérez-González P. G., Engelbracht C. W., 2010a, ApJS, 188, 447
- Pérez García A. M., Rodríguez Espinosa J. M., Santolaya Rey A. E., 1998, ApJ, 500, 685
- Peterson B. M., Wanders I., Bertram R., Hunley J. F., Pogge R. W., Wagner R. M., 1998, ApJ, 501, 82
- Phinney E. S., 1989, ASIC, 290, 457
- Pier E. A., Krolik J. H., 1993, ApJ, 418, 673
- Pier E. A., Krolik J. H., 1992, ApJ, 401, 99
- Pogge R. W., 1988, ApJ, 328, 519
- Prieto M. A., Pérez García A. M., Rodríguez Espinosa J. M., 2002, MNRAS, 329, 309
- Quillen A. C., Alonso-Herrero A., Rieke M. J., Rieke G. H., Ruiz M., Kulkarni V., 1999, ApJ, 527, 696
- Raban D., Jaffe W., Röttgering H., Meisenheimer K., Tristram K. R. W., 2009, MNRAS, 394, 1325
- Radomski J. T., et al., 2008, ApJ, 681, 141-150
- Radomski J. T., Piña R. K., Packham C., Telesco C. M., De Buizer J. M., Fisher R. S., Robinson A., 2003, ApJ, 587, 117
- Radomski J. T., Piña R. K., Packham C., Telesco C. M., Tadhunter C. N., 2002, ApJ, 566, 675
- Ramos Almeida C., Ricci C., 2017, Nat. Astron., enviado
- Ramos Almeida C., Martínez González M. J., Asensio Ramos A., Acosta-Pulido J. A., Höinig S. F., Alonso-Herrero A., Tadhunter C. N., González-Martín O., 2016, MNRAS, 461, 1387
- Ramos Almeida C., et al., 2014, MNRAS, 445, 1130

- Ramos Almeida C., et al., 2011, *ApJ*, 731, 92
- Ramos Almeida C., Pérez García A. M., Acosta-Pulido J. A., 2009a, *ApJ*, 694, 1379
- Ramos Almeida C., et al., 2009b, *ApJ*, 702, 1127
- Ramos Almeida C., Pérez García A. M., Acosta-Pulido J. A., Rodríguez Espinosa J. M., 2007, *AJ*, 134, 2006
- Ricci F., et al., 2017, arXiv, arXiv:1706.06110
- Ricci C., Ueda Y., Koss M. J., Trakhtenbrot B., Bauer F. E., Gandhi P., 2015, *ApJ*, 815, L13
- Ricci C., Walter R., Courvoisier T. J.-L., Paltani S., 2011, *A&A*, 532, A102
- Rieke G. H., Alonso-Herrero A., Weiner B. J., Pérez-González P. G., Blaylock M., Donley J. L., Marcillac D., 2009, *ApJ*, 692, 556
- Rieke G. H., Lebofsky M. J., 1981, *ApJ*, 250, 87
- Rieke G. H., Lebofsky M. J., 1979, *ARA&A*, 17, 477
- Rieke G. H., Low F. J., 1975, *ApJ*, 199, L13
- Riffel R., Rodríguez-Ardila A., Aleman I., Brotherton M. S., Pastoriza M. G., Bonatto C., Dors O. L., 2013, *MNRAS*, 430, 2002
- Riffel R., Rodríguez-Ardila A., Pastoriza M. G., 2006, *A&A*, 457, 61
- Rigby J. R., Diamond-Stanic A. M., Aniano G., 2009, *ApJ*, 700, 1878
- Rigopoulou D., Kunze D., Lutz D., Genzel R., Moorwood A. F. M., 2002, *A&A*, 389, 374
- Rigopoulou D., Spoon H. W. W., Genzel R., Lutz D., Moorwood A. F. M., Tran Q. D., 1999, *AJ*, 118, 2625
- Risaliti G., Lusso E., 2017, *AN*, 338, 329
- Roche P. F., Packham C., Aitken D. K., Mason R. E., 2007, *MNRAS*, 375, 99
- Roche P. F., Aitken D. K., Smith C. H., Ward M. J., 1991, *MNRAS*, 248, 606
- Rodríguez-Ardila A., Prieto M. A., Portilla J. G., Tejeiro J. M., 2011, *ApJ*, 743, 100
- Rodríguez Espinosa J. M., Herrero A., Sánchez F., 1997, *ilt..book*,
- Rodríguez Espinosa J. M., Rudy R. J., Jones B., 1987, *ApJ*, 312, 555
- Rodríguez Zaurín J., et al., 2014, *A&A*, 571, A57
- Rubin R. H., 1985, *ApJS*, 57, 349
- Ruiz M., Alexander D. M., Young S., Hough J., Lumsden S. L., Heisler C. A., 2000, *MNRAS*, 316, 49
- Ruiz M., Rieke G. H., Schmidt G. D., 1994, *ApJ*, 423, 608
- Rupke D., et al., 2007, *ASPC*, 373, 525



- Ruschel-Dutra D., Pastoriza M., Riffel R., Sales D. A., Winge C., 2014, MNRAS, 438, 3434
- Sako M., Kahn S. M., Paerels F., Liedahl D. A., 2000, ApJ, 543, L115
- Sales D. A., Pastoriza M. G., Riffel R., 2010, ApJ, 725, 605
- Sanders D. B., Phinney E. S., Neugebauer G., Soifer B. T., Matthews K., 1989, ApJ, 347, 29
- Satyapal S., Vega D., Dudik R. P., Abel N. P., Heckman T., 2008, ApJ, 677, 926-942
- Savorgnan G. A. D., Graham A. W., 2015, MNRAS, 446, 2330
- Sazonov S., et al., 2012, ApJ, 757, 181
- Seyfert C. K., 1943, ApJ, 97, 28
- Schartmann M., Meisenheimer K., Camenzind M., Wolf S., Tristram K. R. W., Henning T., 2008, A&A, 482, 67
- Schawinski K., Koss M., Berney S., Sartori L. F., 2015, MNRAS, 451, 2517
- Schmitt H. R., Storchi-Bergmann T., Baldwin J. A., 1994, ApJ, 423, 237
- Schweitzer M., et al., 2008, ApJ, 679, 101-117
- Scoville N. Z., et al., 2000, AJ, 119, 991
- Shi Y., et al., 2006, ApJ, 653, 127
- Siebenmorgen R., Heymann F., Efstathiou A., 2015, A&A, 583, A120
- Siebenmorgen R., et al., 2008, A&A, 488, 83
- Siebenmorgen R., Haas M., Krügel E., Schulz B., 2005, A&A, 436, L5
- Siebenmorgen R., Krügel E., Spoon H. W. W., 2004, A&A, 414, 123
- Silk J., Di Cintio A., Dvorkin I., 2013, arXiv, arXiv:1312.0107
- Silk J., Mamon G. A., 2012, RAA, 12, 917
- Silk J., Norman C., 2009, ApJ, 700, 262
- Singh V., Shastri P., Risaliti G., 2011, A&A, 532, A84
- Smith D. A., Done C., 1996, MNRAS, 280, 355
- Spinoglio L., et al., 2012, ApJ, 758, 108
- Spinoglio L., Andreani P., Malkan M. A., 2002, ApJ, 572, 105
- Spinoglio L., Malkan M. A., 1992, ApJ, 399, 504
- Spoon H. W. W., Marshall J. A., Houck J. R., Elitzur M., Hao L., Armus L., Brandl B. R., Charmandaris V., 2007, ApJ, 654, L49
- Stalevski M., Fritz J., Baes M., Nakos T., Popović L. Č., 2012, MNRAS, 420, 2756

- Stern D., et al., 2012, *ApJ*, 753, 30
- Stern D., et al., 2005, *ApJ*, 631, 163
- Sturm E., et al., 2006, *ApJ*, 653, L13
- Sturm E., et al., 2005, *ApJ*, 629, L21
- Suganuma M., et al., 2006, *ApJ*, 639, 46
- Tadhunter C., Tsvetanov Z., 1989, *Natur*, 341, 422
- Tielens A. G. G. M., Hollenbach D., 1985, *ApJ*, 291, 747
- Tommasin S., Spinoglio L., Malkan M. A., Fazio G., 2010, *ApJ*, 709, 1257
- Tozzi P., et al., 2006, *A&A*, 451, 457
- Tran H. D., 2003, *ApJ*, 583, 632
- Tran H. D., 2001, *ApJ*, 554, L19
- Tran H. D., Miller J. S., Kay L. E., 1992, *ApJ*, 397, 452
- Treyer M., et al., 2010, *ApJ*, 719, 1191
- Trippe M. L., Crenshaw D. M., Deo R., Dietrich M., 2008, *AJ*, 135, 2048
- Tristram K. R. W., Burtscher L., Jaffe W., Meisenheimer K., Hönig S. F., Kishimoto M., Schartmann M., Weigelt G., 2014, *A&A*, 563, A82
- Tristram K. R. W., et al., 2009, *A&A*, 502, 67
- Tristram K. R. W., et al., 2007, *A&A*, 474, 837
- Tueller J., Mushotzky R. F., Barthelmy S., Cannizzo J. K., Gehrels N., Markwardt C. B., Skinner G. K., Winter L. M., 2008, *ApJ*, 681, 113-127
- Turner T. J., George I. M., Nandra K., Mushotzky R. F., 1997, *ApJS*, 113, 23
- U V., et al., 2013, *ApJ*, 775, 115
- Ueda Y., et al., 2015, *ApJ*, 815, 1
- Usui T., Saito M., Tomita A., 1998, *AJ*, 116, 2166
- van Bemmell I. M., Dullemond C. P., 2003, *A&A*, 404, 1
- Veilleux S., Shopbell P. L., Rupke D. S., Bland-Hawthorn J., Cecil G., 2003, *AJ*, 126, 2185
- Veilleux S., Goodrich R. W., Hill G. J., 1997, *ApJ*, 477, 631
- Voit G. M., 1992, *MNRAS*, 258, 841
- Weaver K. A., et al., 2010, *ApJ*, 716, 1151
- Weedman D. W., et al., 2005, *ApJ*, 633, 706

- 
- Weigelt G., et al., 2012, *A&A*, 541, L9
- White R. L., et al., 2000, *ApJS*, 126, 133
- Wilson A. S., Tsvetanov Z. I., 1994, *AJ*, 107, 1227
- Winter L. M., Lewis K. T., Koss M., Veilleux S., Keeney B., Mushotzky R. F., 2010, *ApJ*, 710, 503
- Winter L. M., Mushotzky R. F., Reynolds C. S., Tueller J., 2009, *ApJ*, 690, 1322
- Wu Y., Charmandaris V., Huang J., Spinoglio L., Tommasin S., 2009, *ApJ*, 701, 658
- Young S., Hough J. H., Efstathiou A., Wills B. J., Bailey J. A., Ward M. J., Axon D. J., 1996, *MNRAS*, 281, 1206
- Young S., Hough J. H., Axon D. J., Bailey J. A., Ward M. J., 1995, *MNRAS*, 272, 513
- Zel'dovich Y. B., Novikov I. D., 1964, *SPhD*, 9, 246
- Zier C., Biermann P. L., 2002, *A&A*, 396, 91
- Zinn P.-C., Middelberg E., Norris R. P., Dettmar R.-J., 2013, *ApJ*, 774, 66



## Publicaciones

### Trabajos Publicados Durante el Transcurso de esta Tesis Doctoral

1. *Circumnuclear star-formation and AGN Activity: Clues from Surface Brightness Radial Profile of PAHs and [SIV]*  
Esparza-Arredondo, D., González-Martín, O., Dultzin, D., Alonso-Herrero, A., Ramos Almeida, C., Díaz-Santos, T., **García-Bernete, I.**, Martínez-Paredes, M. & Rodríguez Espinosa, J. M., 2017, ApJ, enviado
2. *The infrared to X-ray correlation spectra of unobscured type 1 active galactic nuclei*  
**García-Bernete, I.**, Ramos Almeida, C., Landt, H., Ward, M. J., Baloković, M. & Acosta-Pulido, J. A., 2017, MNRAS, 469, 110
3. *The nuclear and extended mid-infrared emission of Seyfert galaxies*  
**García-Bernete, I.**, Ramos Almeida, C., Acosta-Pulido, J. A., Alonso-Herrero, A., González-Martín, O., Hernán-Caballero, A., Pereira-Santaella, M., Levenson, N. A., Packham, C., Perlman, E. S., Ichikawa, K., Esquej, P. & Díaz-Santos, T., 2016, MNRAS, 463, 3531
4. *Investigating the dusty torus of Seyfert galaxies using SOFIA/FORCAST photometry*  
Fuller, L., Lopez-Rodriguez, E., Packham, C., Ramos Almeida, C., Alonso-Herrero, A., Levenson, N. A., Radomski, J., Ichikawa, K., **García-Bernete, I.**, González-Martín, O., Díaz-Santos T. & Martínez-Paredes, M., 2016, MNRAS, 462, 2618
5. *A deep look at the nuclear region of UGC 5101 through high angular resolution mid-IR data with GTC/CanariCam*  
Martínez-Paredes, M., Alonso-Herrero, A., Aretxaga, I., Ramos Almeida, C., Hernán-Caballero, A., González-Martín, O., Pereira-Santaella, M., Packham, C., Asensio Ramos, A., Díaz-Santos T., Elitzur M., Esquej, P., **García-Bernete, I.**, Imanishi, M., Levenson, N. A. & Rodríguez Espinosa, J. M., 2015, MNRAS, 454, 3577
6. *The nuclear and extended infrared emission of the Seyfert galaxy NGC 2992 and the interacting system Arp 245*  
**García-Bernete, I.**, Ramos Almeida, C., Acosta-Pulido, J. A., Alonso-Herrero, A., Sánchez-Portal, M., Castillo, M., Pereira-Santaella, M., González-Martín, O., Díaz-Santos, T., Roche, P., Fisher, S., Pović, M., Pérez García, A. M., Valtchanov, I., Packham, C. & Levenson, N. A., 2015, NNRAS, 449, 1309
7. *A mid-infrared view of the inner parsecs of the Seyfert galaxy Mrk 1066 using CanariCam/GTC*  
Ramos Almeida, C., Alonso-Herrero, A., Esquej, P., González-Martín, O., Riffel, R. A., **García-Bernete, I.**, Rodríguez Espinosa, J. M., Packham, C., Levenson, N. A., Roche, P., Díaz-Santos, T., Aretxaga, I. & Álvarez, C., 2014, NNRAS, 445, 1130



## Agradecimientos

Quiero empezar dando las gracias a mis padres por su apoyo incondicional e incansable en cualquiera de los retos que me he planteado. En especial quiero agradecer a mi hermana, sin duda no sería el mismo sin ti, por la enorme alegría que me transmite siempre (“la alegría de mi casa”), siendo capaz de hacerme sonreír en los días difíciles. Gracias por ser los pilares de mi vida, sois la mejor familia que uno pude tener.

A Susana, mi compañera en el viaje más importante, por aparecer en mi vida y llenarla de alegría. A pesar de la distancia durante estos últimos años has sido mi apoyo más importante. Gracias por escucharme, leerme, aguantarme durante los momentos alegres y los de estrés. Gracias por esos momentos junto a tí que me hacen volver a la realidad, desconectar de los agobios y disfrutar de la vida. Simplemente agradecerte por formar parte de mi vida.

A la agrupación astronómica *Caronte* (en especial a José Antonio “el cartero”, José Miguel Santos y Manolo Barrios) por transmitirme el amor por la astronomía desde muy pequeño. Gracias por esas noches al raso observando objetos del catálogo de Messier.

A todas las personas e instituciones que han hecho posible este trabajo, en especial al Instituto de Astrofísica y a mis directores de tesis. Quiero destacar a Cristina por toda la ayuda, dedicación y paciencia (y correcciones infinitas ;p te debo tinta), sobre todo por motivarme en los momentos de agobio y por confiar en mí. También a Martina por soportar reuniones de AGN con sólo algunos meses de vida. Gracias José por estar siempre ahí, ayudarme con los datos y observaciones (y las horas de sueño destinadas a ello). Gracias a los dos por motivar mi espíritu investigador y por inculcarme el interés por los AGN. Gracias de verdad, siempre volvería escoger este proyecto.

A Martin Ward y Hermine por su dedicación y hospitalidad aquellos meses en Durham. Martin eres una persona increíble. A Miguel Pereira y Almudena Alonso por su ayuda durante el tiempo en Oxford. Gracias Miguel por la compañía y alguna que otra pinta. A todas las personas que forman parte de la colaboración “Los Piratas” por su confianza y apoyo. Gracias al grupo “ESTALLIDOS” por acogerme. A mi *referee* interno (Begoña) por leerse la tesis en estos meses de calor y por sus comentarios que han mejorado el texto de la tesis.

A todos los amigos del IAC por los momentos, cevecitas y discusiones para tratar de entender el mundo en el que vivimos que nunca olvidaré. Gracias por los viajes con mis *puretas del Caribe*. Sé que me llevo amigos para toda la vida. Especialmente a mis “*sonsions*” (ellos saben quiénes son) por ser mi familia en la isla, que siempre tendrán un hueco en mi corazón. Gracias Sara por leerte mi introducción y regar mis plantas. Gracias Ferra, Javi, Thor, Víctor, Morate, Dani, Pato y Awe (y muchas veces los demás) por aguantar los aburridos partidos del Betis. De verdad, os lo agradezco. Gracias Juan por la dosis de cafeína diaria sin la cual no habría sido posible este trabajo. Gracias al CAU, en especial a Joaquín, por las veces que me han salvado la vida.

A los amigos del pueblo que son mi *kit kat* personal, por esos momentos de desconexión total, incluso a los que aún piensan que soy “mirador de telescopios”. Gracias Juanma por ser el que más se preocupa por mí. A todos los amigos de Granada que hicieron posible la casi imposible tarea de acabar la carrera. Gracias por los todos los momentos inolvidables, viajes, barriles, cervezas (y tapas) y apuntes compartidos. En especial a Rebe por unirse a la aventura de empezar todo esto con la beca Sicue-Séneca. También a todos los del *PIRIPI* por ese año tan bueno.

Y gracias a todos los que de alguna manera habéis contribuido a este trabajo. Finalmente, agradecer a la Fundación La Caixa por financiar esta tesis a través del IAC y apostar por mi futuro.

