



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

**ESTUDIO ESPECTROSCÓPICO EN EL MIR DE GALAXIAS SEYFERT 1 Y
SEYFERT 2 AISLADAS Y EN INTERACCIÓN**

PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
DOCTOR EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
M. en C. SANDRO MENDOZA CASTREJÓN

TUTORES:
DRA. DÉBORAH DULTZIN KESSLER, INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
DR. YAIR EMMANUEL KRONGOLD HERRERA, INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

MÉXICO, D. F. JUNIO 2015



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

*“Todo lo que se hace por amor,
se hace más allá del bien y del mal...”*

FRIEDRICH NIETZSCHE

*“El mundo es de quien nace para conquistarlo
y no de quien sueña que puede conquistarlo...”*

FERNANDO PESSOA

A mi familia, pilar de mi existencia

A mi padre Tomás Mendoza, donde quiera que se encuentre, siempre lo recordaré

A mi tío Teodoro Castrejón, el gran inspirador

A mi madre Enriqueta Castrejón, por su amor y apoyo incondicional

A mis hermanos Arturo, Tomás, Joel, por ser lo que merecemos

A mi esposa Anaí y a mi hijo el gran y noble Sandro, por ser mi felicidad y mis motivos

A mis sobrin@s Dasha, Sören, Tommy, Lía, Joel que traen alegría a la familia

A mis primos

Gracias totales...

Agradecimientos

Quiero agradecer a mis tutores Déborah Dultzin, Yair Krongold & Jesús Gonzáles por su apoyo y paciencia en este hermoso proyecto doctoral. A Sergio Mendoza & Julieta Fierro por su apoyo en los momentos más difíciles. A Moshe Elitzur por su colaboración en todo el proyecto doctoral.

Agradezco también a los sinodales por su apoyo para la titulación: Héctor Aceves, Vahram Chavushyan, Jesús González, Déborah Dultzin & Moshe Elitzur.

A los profesores que a lo largo de mi vida han influido de manera extraordinaria: Luís Ramírez Flores de la FES Aragón, Rafael Barrio, Pepe Marquina & Javier Fernández de la Facultad de Ciencias. A todos los profesores de la maestría que me dieron los conocimientos astronómicos necesarios para iniciar un hermoso proyecto.

Quiero agradecer profundamente a la UNAM y en especial al Instituto de Astronomía en donde viví increíbles experiencias y en donde los sueños se fueron cristalizando. Al CONACYT por la beca asignada.

A mis compañeros del posgrado, con quienes crecí personal y académicamente: Yaxkin el Consiglieri, Toño, Claudio, Mario, Rodrigo el Guatemalas pura fiesta & Aldo.

A todos ellos, gracias infinitas.

Índice general

1. Introducción	2
1.1. Núcleos Activos Galácticos	2
1.1.1. Cúal es la fuente de energía de los AGN?	2
1.2. Estructura de los AGN	6
1.2.1. Continuo	7
1.2.2. Disco de Acreción	10
1.2.3. Región de Líneas Anchas (BLR)	11
1.2.4. Región de Líneas Delgadas (NLR)	12
1.3. Taxonomía de los AGN	13
1.3.1. Cuasares	15
1.3.2. Radio Galaxias	16
1.3.3. Blazares	17
1.3.4. LINERs	17
1.3.5. Galaxias IRAS Brillantes	18
1.4. Galaxias Seyfert	19
1.5. Esquema Unificado para AGN	21
1.6. Esquemas Alternativos para AGN	25
2. Transferencia Radiativa	29
2.1. Ecuación de transferencia Radiativa	29
2.2. Emisión de un Medio con Temperatura Constante	31

2.3. Emisión de un Medio con Temperatura Variable	33
3. Polvo Astronómico y Propiedades	35
3.1. Formación del Polvo	36
3.2. Tamaños del Grano y Composición	37
3.3. Extinción del Polvo	38
3.4. Polvo de Silicatos	40
3.5. Hidrocarburos Aromáticos Policíclicos	42
4. El Polvo en AGN	44
4.1. Silicatos en AGN	47
4.2. El Toro de Polvo	48
4.2.1. El Contenido del Polvo y sus Ragos Espectrales	49
4.2.2. Oscurecimiento en Rayos X	50
4.2.3. Espesor Geométrico	50
4.2.4. El Tamaño del Toro	51
4.3. Modelos de Toros de Polvo	53
4.3.1. Modelo de Toro Uniforme (<i>Smooth</i>)	53
4.3.2. Modelo de Toro Grumoso (<i>Clumpy</i>)	54
5. Distribución del Polvo en Galaxias Sy1 y Sy2, Aisladas y en Interacción	58
6. Actividad Nuclear Inducida en Pares de Galaxias con Diferentes Mor- fologías (E+E), (E+S) and (S+S).	68
7. Conclusiones Generales	89
8. Trabajo a Futuro	93

Índice de figuras

1-1. Esquema de la región central de un AGN, se muestra el agujero negro, el disco de acreción, los jets, el toro de polvo molecular, la región de líneas anchas (BLR) y la región de líneas delgadas (NLR). Figura tomada de Urry & Padovi (1995).	7
1-2. Representación esquemática de la SED del continuo típico visto en diferentes AGN. El espectro de los radiocallados se puede dividir en tres componentes principales: la joroba en el IR, la cual se piensa surge de reprocesar la emisión UV por el polvo en un rango de temperaturas y distancias; la gran joroba azul (<i>big blue bump</i> en inglés), que está relacionada directamente con el mecanismo principal de producción de energía y puede ser debido a un disco de acreción; y la región de rayos X, que se puede interpretar como la continuación de alta energía de la gran joroba azul junto con una ley de potencia derivada por efecto Compton con fluorescencia y reflexión de material “frío” (Koratkar & Blaes, 1999).	8
1-3. Mapa del VLA (<i>Very Large Array</i> en inglés) de un cuasar radiofuerte, muestra un núcleo en escala de parsec, el (aparente) jet de un solo lado y los doble lóbulos. Crédito: <i>National Radio Astronomy Observatory</i>	16
1-4. Densidad total de flujo del espectro de un objeto BL Lac (2200+420, VRO 42.22.01), observado con el telescopio <i>Hale</i> el 21 de Mayo de 1995. Figura tomada de Vermeulen et al. (1995).	18
1-5. El espectro óptico de la galaxia Seyfert 2 NGC1667	20

1-6. El espectro óptico de la galaxia Seyfert 1 NGC1275. Cortesía de A. V. Filippenko.	21
1-7. El esquema unificado para AGN. Cortesía de Beckmann & Shrader (2012)	23
2-1. Imagen de la radiación incidente.	30
2-2. Sección efectiva del coeficiente de extinción del polvo interestelar y sus componentes de absorción y dispersión: $\sigma_{\text{ext}} = \sigma_{\text{sca}} + \sigma_{\text{abs}}$. El grano interestelar estándar, mezcla de propiedades ópticas de Ossenkopf, Henning, & Mathis (1992) para la componente de silicatos y de Draine (2003) para el grafito	32
3-1. Sección efectiva total del polvo de silicatos, fríos y ricos en oxígeno, de Ossenkopf et al. (1992) como una función de la longitud de onda (negro). Una interpolación spline es ajustada en los intervalos de 5-7 μm , 14-14.5 μm y 25-31.5 μm (rojo), la cual representa la emisión del continuo del polvo, excluyendo los rasgos de silicatos en 10 y 18 μm	42
4-1. Distribución de energía espectral para diversas galaxias activas desde el radio a rayos X. Para QSOs radiofuertes y radiocallados (Sanders et al. 1989a) y Blazares (Impey & Neugebauer 1988).	46
4-2. Clasificación de los AGN de acuerdo a los modelos de unificación. En la izquierda se encuentra un toroide de densidad uniforme, el ángulo de visión $i = \frac{1}{2}\pi - \sigma$ diferencia entre los AGN tipo 1 y tipo 2. La figura derecha muestra un toroide grumoso (Elitzur 2008).	54

Resumen

En el presente trabajo realizamos un estudio espectrocópico sobre la distribución geométrica del polvo en la región circumnuclear de una muestra de galaxias activas. Analizamos el espectro en el MIR de 39 galaxias Seyfert, observadas con el Espectrógrafo Infrarrojo, el cual se encuentra a bordo del *Telescopio Espacial Spitzer* (IRS/SPITZER). La muestra consiste de 19 galaxias Seyfert tipo 1 (Sy1), tres galaxias Seyfert intermedias y 17 galaxias Seyfert tipo 2 (Sy2). Las galaxias activas fueron extraídas de una muestra mucho más grande cuyo ambiente circumgaláctico fue estudiado por Dultzin-Hacyan et al., quienes concluyeron que las galaxias Sy1 y Sy2 muestran diferentes ambientes: las galaxias Sy2 se encuentran con mayor frecuencia en interacción con compañeras cercanas, dentro de un radio de búsqueda no mayor a 100 kpc, al compararse con galaxias no activas, pero las Sy1 no muestran esta tendencia. En este trabajo por primera vez se toma en cuenta la distribución del polvo circumnuclear y el ambiente circumgaláctico.

Por otro lado, los Silicatos siendo el mayor constituyente del polvo astronómico, cuya emisión domina el espectro en el MIR de las galaxias Seyfert, es posible identificarlos a través de rasgos espectrales alrededor de 10 y 18 μm . En general, el polvo puede producir tanto el continuo como los rasgos espectrales en emisión y absorción de los Silicatos. Si el rasgo en absorción a 10 μm es intenso, puede ser un buen discriminante sobre la distribución uniforme (*smooth*) o grumosa (*clumpy*) de las regiones polvorientas (Levenson et al. 2007), pero si utilizamos también el rasgo espectral a 18 μm resulta ser una herramienta analítica muy poderosa para conocer la distribución del polvo circumnuclear (Sirocky et al. 2008). Así, para conocer la distribución del polvo en este tipo de galaxias, con su

ambiente circumgaláctico ya muy bien caracterizado, cuantificamos la intensidad de los rasgos de los Silicatos con el objeto de encontrar, si existe, una correlación entre la distribución geométrica del polvo en la región circumnuclear y la frecuencia de interacción entre galaxias.

Para cuantificar la banda espectral de los Silicatos, la intensidad de la absorción o emisión debe ser medida respecto a un continuo subyacente. Una dificultad en el MIR, es que el polvo es responsable tanto del continuo observado como de los rasgos espectrales, es decir, no tienen orígenes independientes. Los rasgos, que son evidentes en los espectros, son una consecuencia de la variación en la sección efectiva del polvo. Sirocky et al. (2008) modelaron la transferencia radiativa de un polvo sintético, es decir, un polvo que carece deliberadamente de estos rasgos espectrales (*featureless dust*) con la finalidad de generar un continuo subyacente; entonces, fue posible definir a los rasgos espectrales como un exceso sobre este “continuo”. Por otro lado, realizaron un ajuste del continuo utilizando un método de interpolación con *splines* cúbicos y encontraron que ambos modelos se asemejan de manera congruente. Por lo tanto, en este trabajo modelamos dicho “continuo” utilizando ésta última técnica: Interpolación con *splines* cúbicos sobre los espectros de la muestra.

En este trabajo de tesis hemos cuantificado la intensidad de emisión y absorción de los rasgos de los Silicatos y hemos encontrado una correlación entre la distribución geométrica del polvo circumnuclear, el tipo de actividad nuclear (AGN) y la incidencia de compañeras cercanas. Nuestros resultados arrojan que todas las galaxias Sy1 aisladas muestran una distribución *cumply*, mientras que las Sy1 con compañeras cercanas pueden tener distribuciones *clumpy* o *smooth*. En el caso de las Sy2 con una o más compañeras cercanas, la mayoría muestra una distribución *smooth* del polvo, mientras que las Sy2 aisladas tienen distribuciones *cumply* o *smooth* del polvo circumnuclear indistintamente.

Por otro lado, con el objetivo estudiar el rol del ambiente circumgaláctico en la actividad nuclear de galaxias en interacción, hemos analizado 385 espectros del SDSS (DR7) (por sus siglas en inglés de *Sloan Digital Sky Survey Data Release 7*) pertenecientes

al catálogo de Karachentsev de pares aislados de galaxias (CPG). Los espectros corresponden a pares físicos de galaxias (E+E), (E+S) y (S+S). Buscamos la incidencia de actividad nuclear térmica (starburst) y no térmica (AGN).

Se analizan las implicaciones de estos resultados

Capítulo 1

Introducción

1.1. Núcleos Activos Galácticos

Los Núcleos Activos de Galaxias (AGN, por sus siglas en inglés de *Active Galactic Nuclei*) o galaxias activas, son el fenómeno más poderoso y espectacular de nuestro Universo. Son fuentes compactas, inferido por estudios de variabilidad (e.g., Peterson et al. 2004), ubicadas en el centro de muchas galaxias. Una fracción significativa de la energía emitida es de origen no térmico, es decir, no proviene de estrellas o de gas interestelar, esta radiación no sigue el espectro típico de un *cuerpo negro*. La luminosidad de los AGN puede ser extremadamente grande ($L_{bol} \sim 10^{42-47} \text{ erg s}^{-1}$), en otras palabras, $\sim 10^{3-4}$ veces mayor que el resto de su galaxia huésped. Entonces, la pregunta esencial consiste en saber cómo se genera la extraordinaria energía observada, la cual se emite desde una región relativamente compacta.

1.1.1. Cúal es la fuente de energía de los AGN?

En la actualidad, el modelo estándar más aceptado para explicar la naturaleza de éste fenómeno propone la existencia de un agujero negro supermasivo (SMBH, por sus siglas en inglés de *Supermassive Black Hole*) con masas entre 10^6 a $10^{10} M_{\odot}$. Esta máquina central se encuentra rodeada de un disco de acreción (Lynden-Bell, 1969) a través del cual

se alimenta, convirtiendo la energía gravitacional de la masa que cae en energía radiativa (Zeldovich & Novikov 1964; Salpeter 1964; Shakura & Sunyaev 1973; y Blandford & Rees 1992), energía que eventualmente es liberada a través de radiación electromagnética. Estas fuentes se caracterizan por emitir enormes luminosidades provenientes de un volumen compacto menor a 0.1 pc [1 parsec = 3.26 años luz]. Emiten en todo el espectro electromagnético, desde el radio hasta los rayos γ . Los SMBH existen en la mayoría, si no es que en todas las galaxias masivas (Kormendy 2004), la evidencia para apoyar esta idea es que la masa del agujero negro correlaciona con la dispersión de velocidades del bulbo (relación M- σ) o con la luminosidad del bulbo (e.g., Gebhardt et al. 2000; Marconi & Hunt 2003). Nuestra propia Galaxia, la Vía Láctea, posee un SMBH en su región central (Balick & Brown 1975; Ekers et al. 1975; Doeleman et al. 2001; Reid et al. 2003; Ghez et al. 2003).

Agujeros Negros. El borde interior del disco de acreción emite radiación no térmica, debido a la conversión de masa (en reposo) en energía, donde la eficiencia de éste proceso es del 10 % al 40 %. Específicamente, la región donde se libera la mayor cantidad de energía es en la última órbita estable, ubicada a tres veces el radio de Schwarzschild del agujero negro. También se produce radiación no térmica por emisión de electrones ultrarelativistas, efecto Compton inverso, aniquilación de pares (cascadas) y por procesos de radiación coherente de plasma (e.g., Blandford & Rees 1992). El disco de acreción también emite radiación térmica a través de disipación viscosa, a la temperatura local del cuerpo negro, identificada en el espectro como la joroba azul la cual contribuye de manera significativa a la luminosidad bolométrica.

Las propiedades básicas del agujero negro se pueden expresar utilizando su radio gravitacional (r_g) y radio de Schwarzschild (r_s),

$$r_g = \frac{GM}{c^2}, r_s = 2r_g. \quad (1-1)$$

También podemos definir el momento angular s como

$$s \sim I\Omega \simeq Mr_g^2 \frac{v}{r} \simeq Mr_g c, \quad (1-2)$$

donde Ω es la velocidad angular, y el momento angular específico del agujero negro (momento angular por unidad de masa) es,

$$\frac{s}{M} \equiv ac \sim r_g c \sim 5 \times 10^{23} M_8 \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1}, \quad (1-3)$$

donde M_8 es la masa en unidades de $10^8 M_\odot$. Considerando agujeros negros masivos en los núcleos galácticos, observamos que el típico momento angular específico en escalas galácticas (e.g., con $r = 1 \text{ kpc}$, $v = 300 \text{ km s}^{-1}$) son muchas órdenes de magnitud más grande que ac en la ec. 1-3. Así, para que los SMBH crezcan sustancialmente en escalas de tiempo de evolución galáctica, tiene que haber un mecanismo eficiente para eliminar el exceso de momento angular del gas acretado y así pueda caer hacia al centro. En grandes escalas, el crecimiento del SMBH depende de mecanismos tales como colisiones galácticas, fusiones (*mergers*) o inestabilidades en la barra capaces de conducir gas hacia las proximidades del agujero negro.

Las partículas de gas ubicadas muy cerca del centro, en $r_g \sim 1000$, están sometidas a diferentes tipos de fuerzas y no necesariamente son acretadas hacia el agujero negro. Para comprender su movimiento, temperatura y emisión generada requiere una discusión de estos mecanismos, incluyendo equilibrio entre fuerza de gravedad y presión de radiación.

Luminosidad de Eddington. Sea una fuente central de masa M emitiendo una luminosidad monocromática L_ν . La fuerza de presión de radiación actuando sobre una partícula de gas está dada por

$$f_{rad} = \frac{N_e \sigma_T}{4\pi r^2 c} \int_0^\infty L_\nu d\nu = \frac{N_e L \sigma_T}{4\pi r^2 c} L, \quad (1-4)$$

donde L es la luminosidad total, N_e es la densidad electrónica y σ_T es la sección efectiva de Thompson. La fuerza gravitacional es

$$f_g = \frac{GM\mu m_p N_e}{r^2} \quad (1-5)$$

donde μ es el peso molecular promedio (número promedio de protones y neutrones por electrón; $\sim 1,17$ para un gas de composición solar completamente ionizado). Para una acreción esférica, el proceso continuará mientras $f_g > f_{rad}$, pero al balancear las fuerzas $f_g = f_{rad}$, obtenemos la “luminosidad de Eddington”,

$$L_{Edd} = \frac{4\pi cGM\mu m_p}{\sigma_T} \simeq 1,5 \times 10^{38} (M/M_\odot) \text{ erg s}^{-1}, \quad (1-6)$$

el cual es la luminosidad permitida para objetos con acreción en estado estacionario. Esta definición de L_{Edd} toma en cuenta únicamente una fuente de opacidad, la dispersión Compton. Este es el caso para un plasma completamente ionizado. Para una situación más realista se puede involucrar gas parcialmente neutro y por lo tanto implicar mayor opacidad. Así, la L_{Edd} puede ser significativamente más pequeña que el valor definido en la ec. 1-6.

Dada la definición de L_{Edd} y la tasa de acreción $\dot{M} = L/\eta c^2$, donde η es la eficiencia de convertir energía potencial gravitacional a radiación electromagnética. Entonces, la “tasa de acreción Eddington”, \dot{M}_{Edd} , es la tasa de acreción requerida para producir L_{Edd} ,

$$\dot{M}_{Edd} = \frac{L_{Edd}}{\eta c^2} \simeq 3M_8 \left[\frac{\eta}{0,1} \right]^{-1} M_\odot \text{ año}^{-1}, \quad (1-7)$$

El “tiempo de Eddington”, t_{Edd} , es el tiempo típico asociado a ésta tasa de acreción y está dado por

$$t_{Edd} = \frac{M}{\dot{M}_{Edd}} \simeq 4 \times 10^8 \eta \text{ años.} \quad (1-8)$$

Esta terminología nos permite expresar la tasa de acreción relativa (tasa de acreción por unidad de masa del agujero negro) de la siguiente manera

$$\frac{L}{L_{Edd}} \propto \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{Edd}} \propto \frac{\dot{M}}{M}. \quad (1-9)$$

1.2. Estructura de los AGN

El fenómeno de AGN, definido en la región nuclear, puede cubrir un amplio rango de radios y por lo tanto un amplio rango de condiciones físicas. En particular, la existencia de un continuo, el cual se extiende a través de un amplio rango de longitudes de onda, produce fotones de alta energía capaces de generar líneas de alta ionización, tales como [O III], [N II] y [Ne III], donde el efecto de fotoionización puede explicar la existencia de éstas líneas altamente ionizadas. Otras alternativas han sido propuestas, como calentamiento colisional por ondas de choque pero es necesario una temperatura mayor a la observada en los AGN. La forma observada del espectro en la región óptica y ultravioleta (UV) ajusta a una ley de potencias de la forma:

$$L_\nu = C\nu^{-\alpha} \quad (1-10)$$

típicamente con $\alpha \approx 1 - 2$.

Los ingredientes principales del AGN son mostrados en la Figura 1-1 y explicados a continuación.

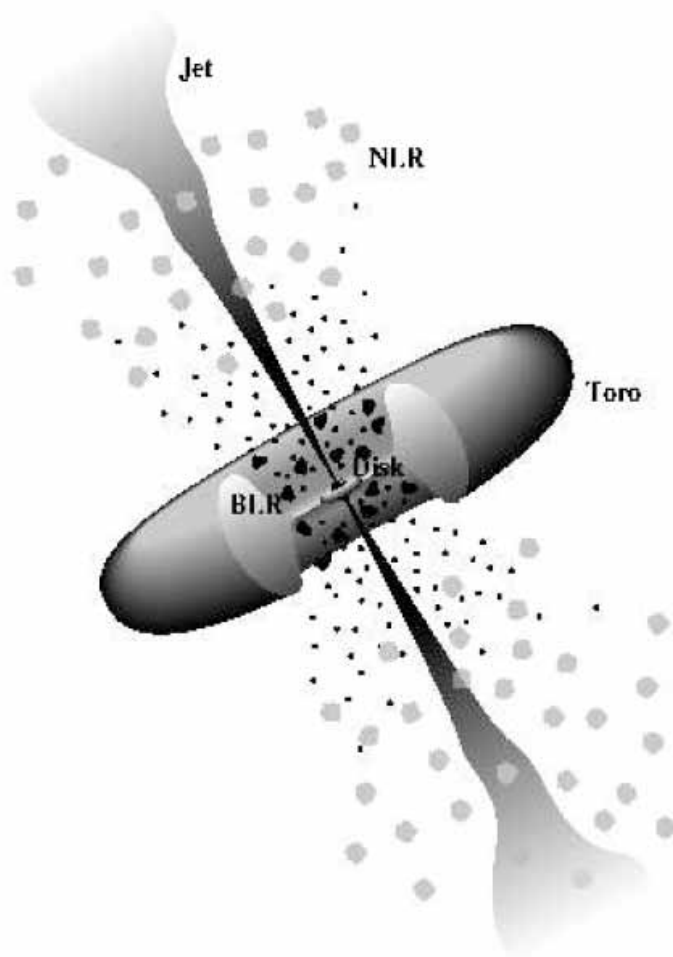


Figura 1-1: Esquema de la región central de un AGN, se muestra el agujero negro, el disco de acreción, los jets, el toro de polvo molecular, la región de líneas anchas (BLR) y la región de líneas delgadas (NLR). Figura tomada de Urry & Padovi (1995).

1.2.1. Continuo

La Figura 1-2 es una aproximación esquemática del continuo observado en muchos tipos de AGN (el logaritmo del producto νF_ν se representa en el eje vertical). El rasgo más notable de la distribución de energía espectral (SED, por sus siglas en inglés de *Spectral Energy Distribution*) es su persistencia a lo largo de 10 órdenes de magnitud en la frecuencia. Este espectro, es diferente del espectro térmico (cuerpo negro) de una estrella o el espectro combinado de una galaxia de estrellas.

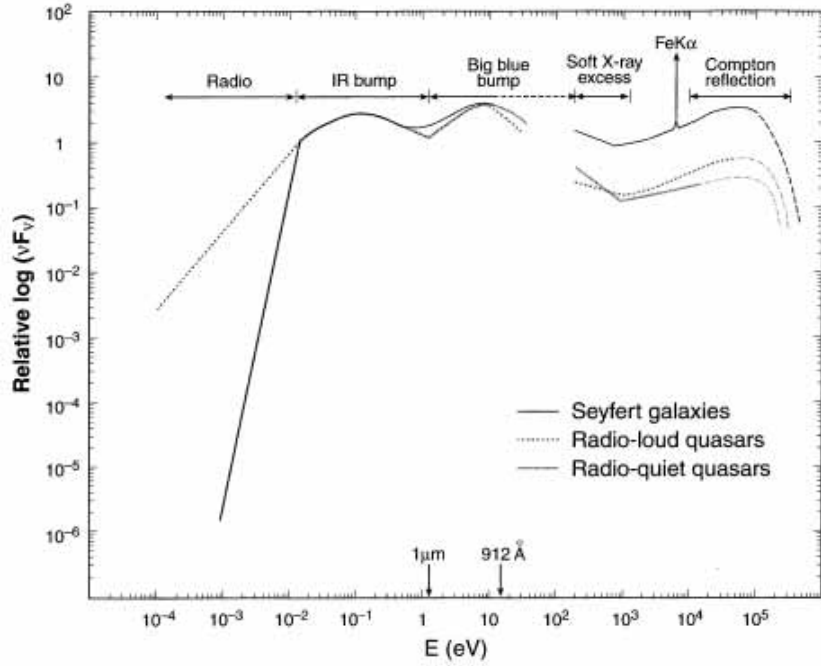


Figura 1-2: Representación esquemática de la SED del continuo típico visto en diferentes AGN. El espectro de los radiocallados se puede dividir en tres componentes principales: la joroba en el IR, la cual se piensa surge de reprocesar la emisión UV por el polvo en un rango de temperaturas y distancias; la gran joroba azul (*big blue bump* en inglés), que está relacionada directamente con el mecanismo principal de producción de energía y puede ser debido a un disco de acreción; y la región de rayos X, que se puede interpretar como la continuación de alta energía de la gran joroba azul junto con una ley de potencia derivada por efecto Compton con fluorescencia y reflexión de material “frío” (Koratkar & Blaes, 1999).

Cuando los AGN fueron estudiados por primera vez, se observó que sus espectros eran bastantes planos. En consecuencia, una ley de potencias de la forma

$$F_\nu \propto \nu^{-\alpha} \quad (1-11)$$

es utilizado para describir el flujo de energía monocromático, F_ν ¹. El índice espectral

¹ $F_\nu d\nu$ es la cantidad de energía, con una frecuencia entre $\nu + d\nu$, que llega por unidad de área por segundo al detector observando a la fuente.

², α , con un valor $\simeq 1$.

La energía recibida en un intervalo de frecuencia entre ν_1 y ν_2 es

$$L_{intervalo} \propto \int_{\nu_1}^{\nu_2} F_\nu d\nu = \int_{\nu_1}^{\nu_2} \nu F_\nu \frac{d\nu}{\nu} = \ln 10 \int_{\nu_1}^{\nu_2} \nu F_\nu d \log_{10} \nu, \quad (1-12)$$

De manera que áreas iguales bajo una gráfica de νF_ν vs. $\log_{10} \nu$ corresponde a cantidades iguales de energía; de ahí la razón de establecer $\log_{10} \nu F_\nu$ en la ordenada de la Figura 1-2.

El espectro del continuo de los AGN es más complicado debido a que involucran una mezcla de emisión térmica y no térmica. Si embargo, la Ecuación 1-11 aún se utiliza para parametrizar el continuo. El índice espectral tiene valores típicos entre 0.5 y 2 que usualmente se incrementa a medida que se incrementa la frecuencia, así la curva $\log_{10} \nu F_\nu$ vs. $\log_{10} \nu$ en la Figura 1-2 es generalmente cóncava hacia abajo. De hecho, el valor de α es constante solo en un rango limitado de frecuencias, tales como infrarrojo (IR) y óptico. La forma y polarización del espectro en el óptico/UV indica que puede ser descompuesta en contribución de fuentes térmicas (cuerpo negro, baja polarización) y fuentes no térmicas (espectro de ley de potencias, polarización importante). La componente térmica se muestra como la gran joroba azul (*big blue bump* en inglés), el cual puede contener una cantidad importante de luminosidad bolométrica de la fuente. Generalmente, se piensa que la emisión de la gran joroba azul se debe a un disco de acreción ópticamente grueso, aunque algunos autores han sugerido que la emisión libre-libre (*free-free* en inglés) puede ser responsable. También es evidente una joroba infrarroja (*infrared bump* en inglés) de origen térmico a la izquierda de la gran joroba azul; se debe probablemente a la emisión de polvo tibio ($T \lesssim 2000$ K). Un espectro de ley de potencias puro es la firma de radiación sincrotrón, encontrado con frecuencia en fenómenos astronómicos que involucran electrones relativistas y campos magnéticos intensos.

La emisión del continuo puede ser atribuido a cuatro principales mecanismos.

²Algunos autores definen el índice espectral con el signo opuesto

- Radio. La emisión del radio está dominada por emisión sincrotrón debido a electrones en el jet.
- Infrarrojo. Radiación térmica de un toro de polvo tibio, calentado por la máquina central.
- Óptico/UV. Emisión térmica de un disco de acreción rodeado de gas caliente.
- Rayos X/rayos γ . La emisión de alta energía está causado por electrones relativistas del gas caliente alrededor del disco de acreción. Estos electrones dispersan fotones del óptico y UV a través del efecto Compton inverso convirtiéndolos en fotones de rayos X y rayos γ .

1.2.2. Disco de Acreción

Enormes cantidades de energía son liberadas en pequeños volúmenes en la vecindad de grandes masas. Las reacciones termonucleares son incapaces de generar tal cantidad de radiación, sin embargo, la energía gravitacional puede hacerlo. El ente físico más prominente es un disco de acreción alrededor de un SMBH, debido a que la masa en reposo de la materia acreta se puede convertir en radiación. Así, la luminosidad producida se puede escribir como

$$L = \eta \dot{M} c^2 \tag{1-13}$$

con \dot{M} es la tasa de acreción y η la eficiencia del proceso, o la fracción de masa que es convertida en energía y no cae en el agujero negro. Por ejemplo, un valor de $\eta = 10\%$ para un AGN con $L = 10^{12} L_{\odot}$ la tasa de acreción necesaria es de $\dot{M} = 0,7 M_{\odot} \text{ años}^{-1}$.

El modelo más simple de disco de acreción, es un disco delgado y ópticamente grueso en todos los radios. Se considera que la energía orbital se convierte en calor por medio de la viscosidad, relacionada a la presión del gas. Entonces, la temperatura de la superficie

del disco es una simple función de la tasa de acreción, la masa del agujero negro y radios del disco, emite un continuo con espectro

$$L_\nu = C\nu^{1/3} \tag{1-14}$$

sobre un limitado rango de frecuencias, con una exponencial de altas energías correspondiente a una función de Planck con $T = 10^5$ a 10^6 K para tasas de acreción y masas típicas.

De manera global, el disco de acreción no puede seguir un solo espectro de Planck, pero sí es más ancho. Para los AGN, el máximo del espectro térmico del disco cae en la banda del UV. El espectro del continuo de cuasares muestran una clara elevación en ésta región que ha sido llamada la gran jorona azul o joroba del UV.

1.2.3. Región de Líneas Anchas (BLR)

Esta región emite en el óptico líneas anchas permitidas (BLR, por sus siglas en inglés de *Broad Line Region*), está constituida de nubes de gas con grandes densidades columnares ($\sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) y altas densidades electrónicas ($\sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$). Este gas está iluminado y fotoionizado por radiación del continuo de altas energías de la máquina central, está ubicada a ~ 1 pc del agujero negro central (donde $L/4\pi r^2 \simeq 10^9 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, para AGN muy luminosos). En esta región se considera posee un factor de cobertura global (*covering factor*) del orden de 0.1. Las nubes pueden sobrevivir tiempos dinámicos del orden de cientos de años debido a que están confinadas por presión del medio ambiente o por campos magnéticos. Las nubes muestran velocidades típicas de miles de km s^{-1} derivado de los anchos de líneas de emisión observadas, el ensanchamiento se debe al efecto Doppler. Aún no está claro si partes de ésta región están dominadas por movimientos radiales, rotacionales o turbulentos dentro del gas (Denney et al. 2010).

Las condiciones físicas en la región son tales que el parámetro de ionización del

hidrógeno $U(\text{hidrógeno}) \sim 10^{-2}$, esto significa que solamente la cara iluminada de la nube está altamente ionizada. Los iones más abundantes en ésta región son He III, O IV-VI, C III-IV, etc. Las líneas previstas más intensas de este tipo son Ly α , C IV λ 1549 y O VI λ 1035. La densidad es alta pero permite la existencia de líneas semi-prohibidas como C III] λ 1909 y O III] λ 1663. La mayor parte de éstas nubes, con densidades columnares grandes, deben estar parcialmente neutras debido a que los fotones de rayos X pueden penetrar más allá de una columna de hidrógeno de $\sim 10^{22} \text{ cm}^{-1}$. Estas nubes producirán líneas intensas de H I, Mg II y Fe II, donde ésta última sugiere temperaturas menores de 3500 K debido a que para temperaturas mayores estaría presente el Fe III por ionización colisional. Los anchos equivalentes (EW, por sus siglas en inglés de *Equivalent Width*) observados en las líneas más fuertes dependen de la emisividad y del factor de cobertura.

1.2.4. Región de Líneas Delgadas (NLR)

Esta región emite líneas delgadas (NLR, por sus siglas en inglés de *Narrow Line Region*) y está constituida de nubes con menor densidad columnar ($\sim 10^{20-21} \text{ cm}^{-2}$), temperaturas típicas de 1500 K y densidades del gas relativamente bajas ($\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) (Osterbrok, 1990), ubicada a ~ 3 kpc del centro (donde $L/4\pi r^2 \simeq 10^2 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, para AGN muy luminosos), con un factor de cobertura pequeño, del orden de 0.01-0.1. Las nubes muestran velocidades típicas, considerando un sistema ligado gravitacionalmente, de cientos de km s^{-1} . El parámetro de ionización para éste gas es similar al obtenido para la BLR

Las condiciones físicas en esta región son diferentes a la BLR, pese a tener niveles similares de ionización. La densidad columnar en algunas nubes es pequeña, suficiente para ser ópticamente delgadas en el continuo de Lyman del hidrógeno. Bajo tales circunstancias la fuerza de presión de radiación suele ser importante y los perfiles de línea pueden incluir una componente no gravitacional. Por otro lado, el gas ópticamente delgado está en promedio más ionizado que el gas ópticamente grueso con el mismo parámetro de ionización. El ancho equivalente de las líneas de emisión es considerablemente más

pequeño que las líneas de la BLR, debido a que el factor de cobertura y la opacidad del continuo de Lyman es más pequeño.

El espectro observado en esta región incluye líneas prohibidas intensas, debido a que la densidad electrónica es baja. Esto cambia el balance de enfriamiento de las líneas, de tal manera que las líneas permitidas y semi-prohibidas son más débiles relativamente. Los cocientes de líneas de iones distintos suelen proporcionar distintas temperaturas y densidades para esta región, lo cual sugiere una NLR estratificada. Otro grupo son las líneas coronales, producidas en la región más interna por transiciones de estructura fina, son observadas en el infrarrojo.

1.3. Taxonomía de los AGN

Los AGN se han clasificado de acuerdo con sus propiedades espectrales en el óptico/UV y su emisión en radio. Sin embargo, las diversas clasificaciones existentes a menudo comparten propiedades análogas. Los varios tipos de AGN, según la literatura actual, son principalmente LINERs, galaxias Seyfert, galaxias IRAS brillantes observadas por el *Infrared Astronomical Satellite* (Blandford et al. 1990), radio galaxias, cuasares y blazares, esta última especie agrupada en objetos BL Lacertae y OVVs (*Optical Violent variables*). En la región del radio los AGN se dividen convencionalmente en dos clases, radiofuertes (*radio-loud*) y radiocallados (*radio-quiet*). En los radiofuertes la contribución del *jet* y los lóbulos dominan la luminosidad del AGN, muestran una emisión de radio mayor que $10^{24} \text{ W Hz}^{-1}$ a 5 GHz, umbral establecido por Woltjer et al. (1990). Los radiocallados son muchos más simples dado que la emisión relacionada al jet pueden ser ignorada y su emisión es menor al umbral previamente mencionado, a la misma frecuencia de 5 GHz.

Una de las clasificaciones históricas de los AGN esta basado en la presencia de líneas de emisión en sus espectros ópticos y su contribución respecto al continuo (Lawrence 1987; Urry y Padovani 1995).

- **Tipo 1: AGN de líneas anchas.** Son aquellos que muestran continuos brillantes

y líneas de emisión permitidas anchas, provenientes de gas moviéndose a altas velocidades, con anchos a potencia media (FWHM, por sus siglas en inglés de *Full Width at Half Maximun*) del orden de miles de km s^{-1} . Proviene de la región conocida como BLR, localizada a más o menos 1 pc del disco de acreción del SMBH. También se observan líneas de emisión delgadas.

- **Tipo 2: AGN de líneas delgadas.** Muestran continuo débil y únicamente líneas de emisión delgadas con FWHM del orden de cientos de km s^{-1} . Se originan en la NLR, región localizada de 10 pc a 1 kpc de la máquina central.
- **Tipo 0: Blazar.** Un pequeño número de AGN poseen características espectrales inusuales. Los AGN tipo 0 carecen de rasgos de emisión o absorción fuertes (ancho equivalente $< 5 \text{ \AA}$), se observa una intensa emisión del continuo en todas las longitudes de onda. Las propiedades nucleares implican que su emisión es originada en la región interna del jet, afectada fuertemente por el efecto *beaming* relativista (Blandford & Rees, 1978).

Los AGN luminosos muestran una SED bastante “universal” (e.g, Sanders et al. 1989; Elvis et al. 1994). El continuo, desde el IR a los rayos X, es aproximadamente plano en el espacio $\log \nu F_\nu - \log \nu$, y puede ser representado por una ley de potencias de la forma:

$$F_\nu \propto \nu^{-(\alpha+1)}, \tag{1-15}$$

donde el índice espectral α cambia para distintas regiones del espectro y se interpreta como debido a la emisión sincrotrón de electrones relativistas, es decir, proviene de electrones relativistas moviéndose en espiral en campos magnéticos. Se superpone con varias componentes distintas, la más prominente es un exceso ancho de UV, llamada la gran joroba azul, se observa entre 1000 y 4000 \AA , y se interpreta como emisión térmica proveniente del gas del disco de acreción ópticamente grueso y geoméricamente delgado (Shields, 1978; Malkan & Sargent, 1982), correspondiente a una temperatura entre

25,000 y 35,000 K (ver Figura 1-2). La parte IR de la SED ($\lambda \geq 1\mu\text{m}$), con $\alpha > 1,5$ (ecuación 1-15), está dominado por procesos fuera del disco de acreción (emisión térmica del polvo y emisión sincrotón no térmica), también se encuentra una joroba entre 10 y 30 μm debido a la emisión térmica del polvo (con temperaturas entre 50 y 1000 K), con $\alpha > 2$ en longitudes de onda mayores.

1.3.1. Cuasares

Los cuasares son AGN tipo 1, descubiertos por M. Schmidt en 1963, caracterizados por líneas de emisión anchas. Son fuentes extremadamente poderosas no resueltas en el óptico/UV. En concreto, los cuasares producen hasta $\sim 1 \times 10^{39-40}$ J/s, el cual es $\sim 1 \times 10^{13}$ veces la luminosidad del sol, y ~ 1000 veces la luminosidad de nuestra propia Galaxia, la cual contiene $\sim 1 \times 10^{11-12}$ estrellas. Los cuasares también emiten en rayos X, muestran variabilidad y algunos rasgos de emisión atómica.

Alrededor del 90 % de ellos son radiocallados y el 10 % restante corresponde a los radiofuertes, son además potentes emisores de ondas de radio, producidas por procesos de sincrotón. La emisión de radio está espacialmente resuelta (e.g., Figura 1-3), y por lo general toman la forma de dos enormes “lóbulos” (~ 100 kpc o 300.000 años luz cada uno) situados a cada lado del núcleo óptico. Las estructuras lineales, llamados jet, conectan los pequeños núcleos de radio (escala de parsec) a los lóbulos.

Tienen apariencia estelar, continuo no-térmico, variable en distintas longitudes de onda y un fuerte exceso de emisión en el UV. Aquellos con grandes corrimientos al rojo muestran absorción y polarización en sus espectros. Los menos luminosos ($M_V \leq -23$) son 100 veces más luminosos que una galaxia normal en este rango del espectro. La diferencia entre éstos dos grupos es la emisión observada en la región de rayos X, la cuál tiende a ser más débil para los radiocallados pero en el óptico las emisiones son similares. Los cuasares radiofuertes de alta luminosidad muestran espectros planos (FSRQ, por sus siglas en inglés) o espectros pronunciados (SSRQ, por sus siglas en inglés). Los radio cuasares muestran luminosidades más alta de [O III] que las radio galaxias (Jackson

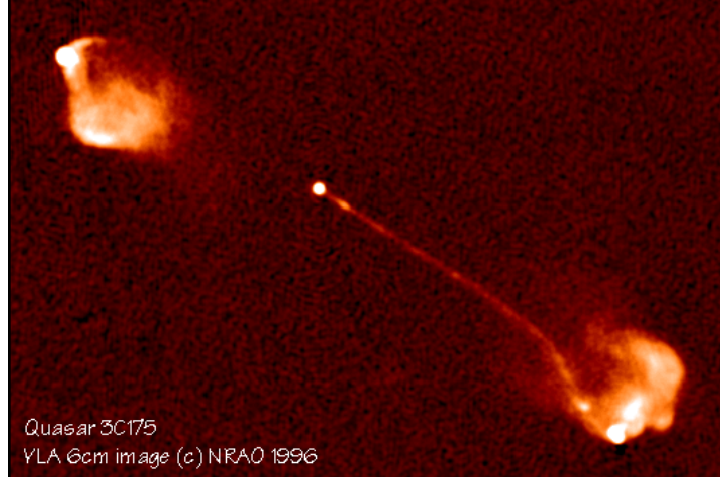


Figura 1-3: Mapa del VLA (*Very Large Array* en inglés) de un cuasar radiofuerte, muestra un núcleo en escala de parsec, el (aparente) jet de un solo lado y los doble lóbulos. Crédito: *National Radio Astronomy Observatory*.

& Browne 1990), sin embargo la línea parece ser emitida anisotrópicamente debido al obscurecimiento parcial de un toro de polvo grueso.

1.3.2. Radio Galaxias

Son galaxias AGN del tipo 1 ó 2. En la banda del óptico, éstos objetos se miran como galaxias elípticas ordinarias pero emiten gran cantidad de energía en el radio, muestran luminosidades $L_{\text{radio}} \geq 10^8 L_{\odot}$, en el rango de $10^{42-45} \text{erg s}^{-1}$ (Carrillo 1988). En cuanto a su poder, se dividen en *radio galaxias poderosas* con $P_{1.4\text{GHz}} > 10^{25} \text{W Hz}^{-1}$, mientras que las *radio galaxias débiles* se encuentran bajo este límite (Blandford 1990). La emisión de radio proviene del núcleo de la galaxia, pero con mayor frecuencia de un par de grandes lóbulos de plasma, más o menos simétricos, que se extienden a escalas de Mpc del núcleo, y el continuo de radio suele ser polarizado. Las radio galaxias se puede dividir en dos clases morfológicas, donde FR corresponde a Fanoroff & Riley (1974):

- *Fanaroff-Riley tipo 1 (FR I)*: Estas fuentes son más brillosas cerca del centro de la galaxia. En el borde de los lóbulos, las fuentes se vuelven más débiles y el espectro más pronunciado.

- *Fanaroff-Riley tipo 2 (FR II)*: Estas fuentes son de alta luminosidad y muestran potentes jets colimados, el continuo de radio suele estar polarizado, frecuentemente muestran puentes luminosos, los así llamados puntos calientes (*hot spots* en inglés), que pueden estar a varios kiloparsecs.

1.3.3. Blazares

En general, los AGN muestran variabilidad en todas las longitudes de onda, desde el radio hasta los rayos γ . Pero un subconjunto de AGN muestran variaciones muy intensas en el visible ($\Delta m \gtrsim 0,1$ mag), es decir, cambios en el nivel de flujo en tiempos cortos de \sim días. Estos flujos tienden a mostrar alta polarización también variable, en magnitud y ángulo de posición. Estas fuentes son llamados OVV (por sus siglas en inglés de *Optically Violent Variables*), son fuentes radiofuertes y muestran líneas de emisión.

Algunas de las propiedades de los objetos OVV son compartidas por los objetos BL Lac, nombrados así por el prototipo de la clase BL Lacertae (de la constelación del Lagarto) originalmente identificado como una estrella altamente variable. Los objetos BL Lac se distinguen por mostrar un espectro parecido a los cuasares excepto que carecen de líneas de emisión o absorción intensas (ver Figura 1-4). La escala de tiempo en la variabilidad es \sim horas (Angel y Stockman, 1980), para los cuales se invoca efectos relativistas (Benítez 1997).

Se piensa que los objetos OVV y BL Lac son AGN con intensa emisión debido al efecto *beaming* relativista muy cercano a la línea de visión. De manera colectiva, ambos grupos son llamados blazares³. Todos los blazares conocidos son fuentes de radio.

1.3.4. LINERs

Son AGN de baja luminosidad con Regiones de Emisión Nuclear de Baja Ionización (LINER, por sus siglas en inglés) fueron identificados por Heckman (1980). Espectroscópi-

³El término blazar fue introducido por E. Spiegel en una conferencia en el *Pittsburgh Conference* sobre objetos BL Lac en Abril de 1978 (ver Burbidge y Hewitt 1992).

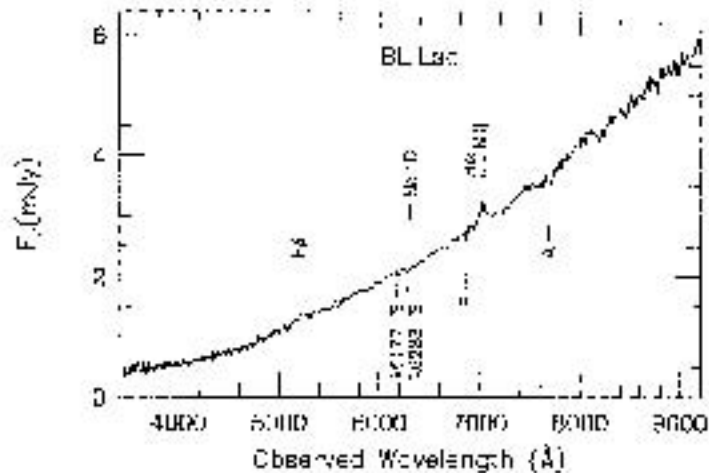


Figura 1-4: Densidad total de flujo del espectro de un objeto BL Lac (2200+420, VRO 42.22.01), observado con el telescopio *Hale* el 21 de Mayo de 1995. Figura tomada de Vermeulen et al. (1995).

amente, se asemejan a las galaxias Seyfert 2 excepto que poseen líneas de baja ionización. El nivel de ionización se determina mediante la intensidad de las líneas $[O\ II]\ \lambda 3727$, $[O\ III]\ \lambda 5007$ y $[O\ I]\ \lambda 6300$. Los LINERs son muy comunes y pueden estar presentes a niveles detectables en casi la mitad de todas las galaxias espirales (Ho, Filippenko, & Sargent 1994).

Sin embargo, la relación entre los LINERs y AGN no está completamente clara aún, existe un debate porque el espectro óptico de un LINER puede ser producido también por diferentes procesos físicos: fotoionización de estrellas calientes, fotoionización no térmica, choques de gas, estrella de post-secuencia principal o AGN (Dopita & Sutherland 1995; Heckman 1980; Ferland & Netzer 1983; Veilleux & Osterbrock 1987; Stasińska et al. 2008; Singh et al. 2013). Estudios en rayos X muestran emisión de continuo muy compacto de algunos de estos objetos que los relaciona con los AGN (Gonzalez-Martin et al. 2009).

1.3.5. Galaxias IRAS Brillantes

Con el telescopio IRAS fué posible detectar una gran cantidad de fuentes extragalácticas en el mediano y lejano IR (MIR y FAR, por sus siglas en inglés de *Mid-Infrared* y

Far-Infrared, respectivamente) (Neugebauer et al. 1984), debido a su gran sensibilidad en las bandas de $12 \mu\text{m}$, $25 \mu\text{m}$, $60 \mu\text{m}$ y $100 \mu\text{m}$. Las galaxias IRAS son los objetos más brillantes en el IR, emiten la mayor cantidad de energía en la banda de $60 \mu\text{m}$ y muestran una luminosidad infrarroja de $\log L_{IR}/L_{\odot} > 11$. En particular, las galaxias infrarrojas ultraluminosas (ULIRG, por sus siglas de inglés de *Ultraluminous Infrared Galaxies*) tienen la característica de presentar enormes luminosidades infrarrojas $\log L_{IR}/L_{\odot} > 12$, además, se ha propuesto que son los precursores de los cuasares (Sanders et al. 1999) o galaxias Starburst extremas (Kennicutt 1998), ideas aún en debate. El mecanismo de la alta luminosidad infrarroja es principalmente de origen térmico, consiste en la emisión reprocesada del polvo interestelar caliente de una galaxia. Cuando el polvo se calienta, reemite la energía absorbida como cuerpo negro, la temperatura de sublimación del polvo está entre 1500 y 2000 K, y la emisión de cuerpo negro cae en la región infrarroja. Sin embargo, un núcleo activo también puede producir el calentamiento del polvo, produciendo las luminosidades infrarrojas observadas.

1.4. Galaxias Seyfert

Carl Seyfert (1911 - 1960) astrónomo norteamericano, caracterizó por primera vez este tipo de AGN (1943) y se dió cuenta que varias galaxias mostraban fuertes líneas de emisión procedentes de la región nuclear, las cuales no están asociadas con actividad estelar pero sí con gas ionizado, la mayoría de estas galaxias eran espirales. Además, estos núcleos galácticos son brillantes en el óptico y de apariencia estelar. Khachikian y Weedman (1974) estudiaron una muestra de 71 “galaxias Seyfert” y se dieron cuenta que éstas galaxias se pueden separar en dos grupos:

Galaxias Seyfert 2 (Sy2). Muestran líneas atómicas prohibidas y líneas de Balmer ligeramente anchas, éstas últimas tienen un ancho completo a media altura (FWHM) correspondiente a una velocidad de $500 - 1000 \text{ km s}^{-1}$. Por otro lado, el ancho de las líneas de una galaxia “normal” no son más grandes que $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ (ver Figura 1-5).

Galaxias Seyfert 1 (Sy1). También muestran líneas prohibidas y de Balmer como los objetos Seyfert 2, pero las líneas de Balmer son más anchas con un FWHM correspondientes a velocidades de 2000-10000 km s^{-1} y para las prohibidas muestran FWHM con velocidades alrededor de 1000 km s^{-1} (ver Figura 1-6).

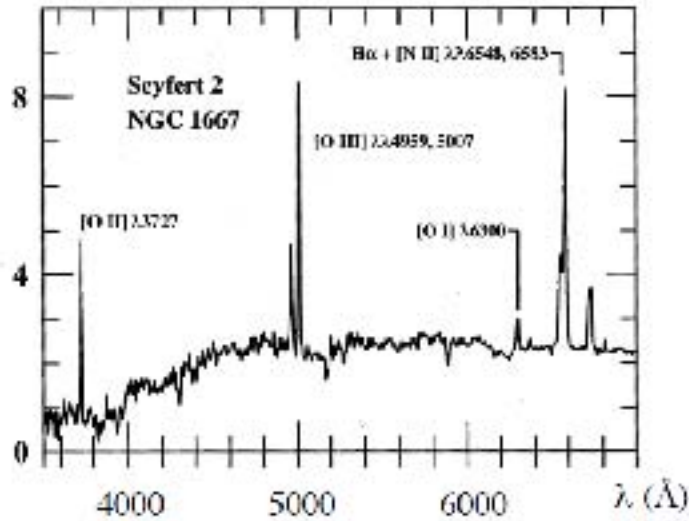


Figura 1-5: El espectro óptico de la galaxia Seyfert 2 NGC1667

Sobre la base de la intensidad relativa de las líneas anchas y delgadas, Osterbrock (1981) introdujo subgrupos (originalmente 1.8, 1.9, ahora también 1.2, 1.5), los cuales son considerados como tipos Seyfert intermedios. Se propuso que debía existir una zona que oscurecía la BLR y debido a un efecto de selección las Seyfert 2 no muestran tal región en sus espectros.

La galaxia Sy2 NGC 1068 muestra en su espectro de radiación polarizada, líneas anchas escondidas provenientes de la BLR (lo cual puede deberse a reflexión o dispersión por electrones u otras partículas; Young et al. 1995), lo que llevó a proponer la existencia de una estructura toroidal polvorienta, ubicada entre la BLR y la NLR. Entonces, por efecto de orientación entre la línea de visión, el toro y la región nuclear se explica la existencia de tales diferencias entre las galaxias Seyferts. Sin embargo, Tran (2003) mostró que no todas las Seyfert 2 poseen una BLR oscurecida (escondida) y otras no

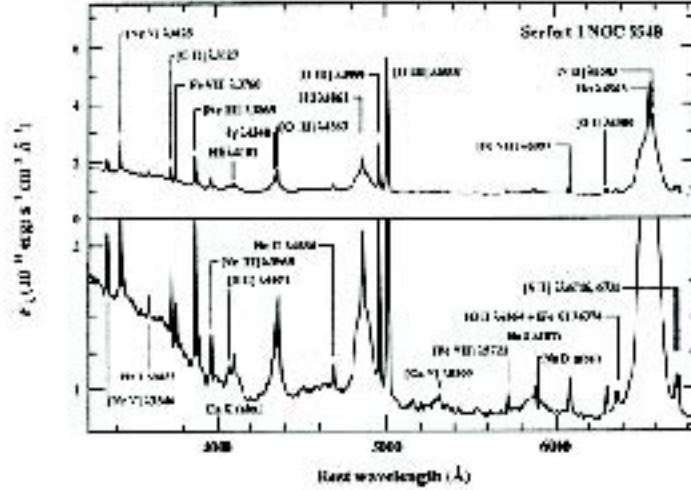


Figura 1-6: El espectro óptico de la galaxia Seyfert 1 NGC1275. Cortesía de A. V. Filippenko.

muestran oscurecimiento en la región de rayos X, indicando que se ve a la fuente central directamente (Bianchi et al. 2008). Las galaxias que hospedan a las Seyfert son galaxias espirales y son de tipo temprano (Sa-Sb). Las galaxias Seyfert 1 se encuentran más en galaxias tipo Sa (Masegoza & Márquez 2007), mientras que las Seyfert 2 en galaxias tipo Sb principalmente. Hay unas cuantas veces más Seyfert 2 que Seyfert 1. El rango de luminosidades de las galaxias Seyfert va de 10^{11} a $5 \times 10^{12} L_{\odot}$. Las galaxias más luminosas son las que tienen un núcleo activo poderoso. La emisión del continuo crece de los rayos X al óptico y tiene un pico alrededor de los $100 \mu\text{m}$ y cae rápidamente al radio. La emisión del cercano IR al lejano IR se cree es debido a emisión térmica de polvo caliente. Las galaxias Seyfert se encuentran casi seis veces más frecuente que las galaxias normales con compañeras cercanas.

1.5. Esquema Unificado para AGN

Durante décadas han habido diversos intentos de construir una visión unificada de los diferentes tipos de AGN. La idea fundamental consiste en que pocas propiedades físicas

intrínsecas pueden dar cuenta de una amplia gama de características de los AGN.

Los modelos unificados para AGN, con base en clasificaciones establecidas por observaciones, proponen que los AGN son en realidad un solo tipo de objeto físico observado bajo diferentes condiciones. El esquema de unificación de mayor aceptación actualmente es un “esquema unificado basado en la orientación”, lo que significa que las aparentes diferencias entre los diversos tipos de objetos surgen debido a diferentes orientaciones de la línea de visión del observador hacia la fuente central (Antonucci 1993; Urry & Padovani 1995 y Chiaberge 2004).

La emisión anisotrópica de los AGN puede ser adjudicado por dos razones principalmente:

- oscurecimiento de la región central por una estructura ópticamente gruesa (para los AGN radio callados y radio fuertes);
- efecto *beaming* relativista de la radiación emitida por el jet interior (en el caso de los AGN radio fuertes).

En términos generales, la imagen de los AGN sugerido por el esquema de unificación (ver Figura 1-7) es como sigue: un agujero negro supermasivo ($M_{BH} \sim 10^{6-9} M_{\odot}$) como ingrediente fundamental, localizado en el núcleo de las galaxias activas y rodeado por un disco de acreción, cuyo radio, para un agujero negro de masa $M_{BH} > 10^8 M_{\odot}$ y con un radio de Schwarzschild de $R_S \sim 3 \times 10^{13}$ cm, se extiende de $\sim 3 - 100 R_S$. El disco de acreción emite un continuo, observado desde el UV hasta los rayos X duros en la región más interna del disco, los cuales provienen de una corona caliente por encima del disco. La BLR se encuentra en un radio de $\sim 2 - 20 \times 10^{16}$ cm, el cual está constituido por un conjunto de nubes de gas que producen las líneas de emisión anchas observadas en la banda del óptico/UV, con anchos típicos de miles de km s^{-1} . Alrededor de la BLR se encuentra un toro polvoriento con un radio interno del orden de $\sim 10^{17}$ cm. Fuera del toro se encuentra la NLR, región configurada por nubes que producen las líneas de emisión delgadas con anchos del orden de cientos de km s^{-1} , extendiéndose de $\sim 10^{18} - 10^{20}$ cm.

Dos radio jets fluyendo del agujero negro alimentando los radio lóbulos. Los radio jets se pueden extender hasta 0,1 – 1 Mpc, incluso fuera de la galaxia óptica.

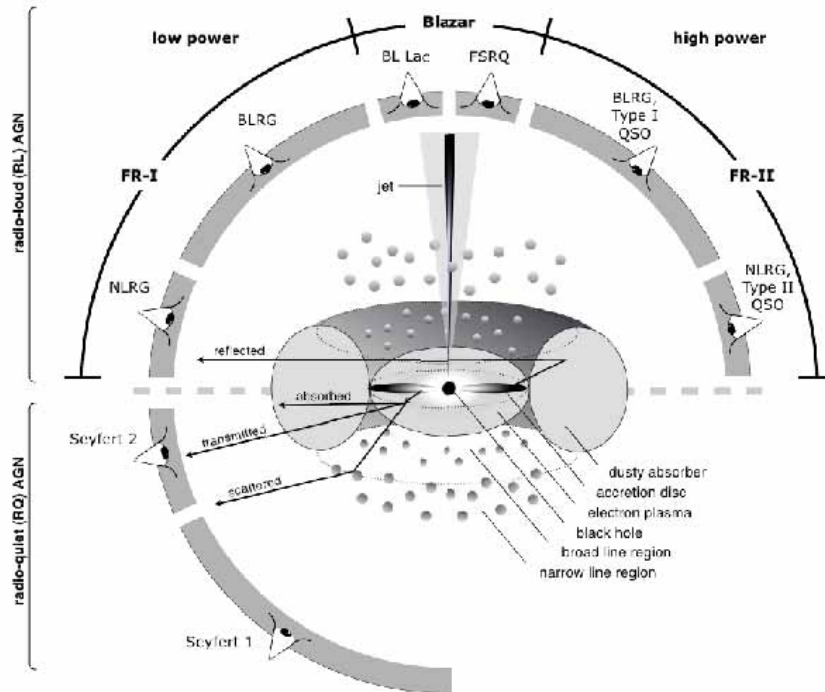


Figura 1-7: El esquema unificado para AGN. Cortesía de Beckmann & Shrader (2012)

Dada esta estructura, la separación de los AGN en objetos tipo 1, tipo 2 y blazares depende de la orientación que tenga la línea de visión. Si el ángulo de visión es grande, es decir, si se observa al núcleo activo de canto, la línea de visión interceptará el toro de polvo, entonces la emisión del continuo de la región central y la BLR quedarán ocultas al observador, lo que explica la ausencia de líneas de emisión anchas en los espectros y se clasifican como tipo 2. Entre estos objetos se encuentran aquellos que se clasifican como galaxias con Líneas de Emisión Delgadas (NLRG) y las Seyfert 2. En ángulos intermedios, si se observa al núcleo activo de frente, la línea de visión será afectada en menor medida por absorción del toro polvoriento y evitará el radio jet; tanto la BLR, NLR y la emisión del continuo pueden ser observados, pero los efectos del *beaming* relativista no serán relevantes. En este caso el objeto es clasificado como tipo 1, ejemplo de éste tipo de AGN son las galaxias Seyfert 1 y cuasares radio callados. Cuando la línea de visión intercepta al

radio jet, el cual es visto a lo largo de su eje, el *beaming* relativista amplifica intensamente la luminosidad y produce fuerte variabilidad, polarización, movimiento superlumínico y todos los efectos que muestran los blazares.

La misma dependencia del ángulo de visión para los AGN radiofuertes, se piensa puede explicar la división en los tipo 1 y tipo 2 en la taxonomía de los radiocallados, pero sin invocar el *beaming* relativista. De hecho, los jets relativistas fuertes están ausentes en los radiocallados, por lo tanto, no se espera un radiocallado equivalente de los blazares. En términos generales, el esquema de unificación se basa en el oscurecimiento: los objetos con tipo espectral tipo 2 son vistos a través del absorbedor mientras los objetos tipo 1 son vistos en la línea de visión libre de absorción. En ángulos intermedios, las líneas delgadas muestran alas anchas, las cuales tienden a ser más fuertes en la medida que el ángulo de visión disminuye, lo que lleva a una clasificación intermedia de las galaxias Seyfert en tipo 1.2, 1.5, 1.8 y 1.9 (Osterbrock 1989). También puede ser el caso de la existencia de galaxias Seyfert 2 oscurecidas, ocultando un núcleo del tipo 1 y galaxias Seyfert 2 intrínsecas no oscurecidas (Tran 2001).

La evidencia directa del oscurecimiento proviene de las siguientes observaciones:

- El espectro óptico/UV de algunos AGN tipo 2 observados en luz polarizada muestran líneas de emisión anchas tan intensas como aquellas observadas en los AGN tipo 1. La galaxia Seyfert NGC 1068 fue el primer objeto tipo 2 que mostró líneas de emisión anchas en luz polarizada, producto de la reflexión por un medio dispersor de la emisión nuclear (Antonucci & Miller 1985). Más tarde, una BLR oculta fue revelada en la radio galaxia 3C 234 (Antonucci 1984) donde también se encontró que el plano de polarización es perpendicular al eje del radio jet, lo que sugiere que el eje del absorbedor debe coincidir con el del jet. La polarización se debe principalmente a la dispersión por electrones libres, pero en otras fuentes la dispersión por polvo parece también estar presente (Miller et al. 1991).
- Si los AGN tipo 2 están oscurecidos, deben brillar en el infrarrojo dado que la profundidad óptica es mucho menor que en el caso óptico, observado en NLRG (ver

por ejemplo, Antonucci & Barvainis 1990), además de líneas anchas de Paschen en algunos casos, lo que indica la presencia de una BLR escondida (Hill et al. 1996).

- Imágenes en el óptico de algunos objetos tipo 2 revelan una estructura cónica o bicónica de la NLR extendida. Por ejemplo, la imagen del HST (*Hubble Space Telescope*) de NGC 5728 en emisión de [O III] (Wilson et al. 1993). La sugerencia en este caso, es que la radiación de la fuente nuclear está emergiendo através de un absorbedor con estructura toroidal, fotoionizando el gas en la NLR la cual brillará en una forma cónica y cuyo vértice se encuentra en el núcleo oscurecido.

Este esquema ha sido muy exitoso en explicar características observadas en los AGN tales como la existencia de AGN tipo 2 con BLR escondidas. Sin embargo, otros estudios en luz polarizada han cuestionado su validez, por ejemplo Tran (2001, 2003) encontró que hay poblaciones de galaxias Sy2 que no muestran BLR en su emisión polarizada, las llamadas Sy2 *reales* o *puras* (Gu, Maiolino & Dultzin-Hacyan 2001). Tran concluyó que, en contraste a las Sy2 con BLR escondidas, las Sy2 *puras* son intrínsecamente menos potentes. A la misma conclusión se llegó en recientes estudios estadísticos (e.g., Tommasin et al. 2010; Wu et al. 2011). Muchos autores sostienen que la falta de una BLR en el centro de estas galaxias depende principalmente de la tasa de acreción y/o la luminosidad (Nicastro 2000; Lumsden & Alexander 2001; Gu & Huang 2002; Martocchia 2002; Panessa & Bassani 2002; Tran 2003; Nicastro et al. 2003; Laor 2003; Czerny et al. 2004; Elitzur & Shlosman 2006; Elitzur 2008; Elitzur & Ho 2009; Marinucci 2012, Elitzur, Ho & Trump 2014). La baja luminosidad puede ser el resultado de una muy baja tasa de acreción y la BLR, posiblemente, puede estar ausente.

1.6. Esquemas Alternativos para AGN

Diversos estudios muestran diferencias intrínsecas entre los AGN tipo 1 y tipo 2. Por ejemplo, trabajos pioneros muestran que las Sy1 y Sy2 poseen diferentes propiedades

intrínsecas en diferentes longitudes de onda (Dultzin-Hacyan & Benitez 1994; Dultzin-Hacyan & Ruano 1996). Estudios en el óptico, las Sy2 muestran regiones de formación estelar circumnuclear con mayor frecuencia que las Sy1 (Gonzalez-Delgado & Perez 1993; Gu et al. 2001); similar tendencia fue encontrada desde el IR (Maiolino & Rieke 1995; Maiolino et al. 1997). Cid Fernandes et al. (2001) encontró que 50 % de las Sy2 de su muestra, exhiben intensos brotes estelares (SB, por sus siglas en inglés de *Starburst*).

Con respecto al ambiente circumgaláctico, la ausencia de Sy1 en pares aislados de galaxias (González et al. 2008) y en grupos compactos (Martínez et al. 2008; Bitsakis et al. 2010) está en desacuerdo con la formulación más simple del esquema unificado. Además, se ha mostrado que las galaxias Sy2 se encuentran más frecuentemente en interacción con compañeras cercanas que las galaxias normales, pero las Sy1 no muestran esta tendencia (Dultzin-Hacyan et al. 1999). La frecuencia de interacción entre las Sy2 y las galaxias Starburst son similares (Krongold, Dultzin-Hacyan & Marziani 2002). Estudios más recientes en 3D, observaciones de galaxias vecinas cercanas tomando en cuenta su velocidad radial, apoyan estos resultados (Koulouridis et al. 2006a,b).

Muchos estudios en los últimos años han desafiado **la validez del Esquema Unificado** y han propuesto como alternativa una secuencia evolutiva que vincula los diferentes tipos de actividad (e.g. Hunt & Malkan 1999; Dultzin-Hacyan, 1999; Krongold et al. 2002; Levenson et al. 2001). En particular, a pesar que la actividad nuclear inducida es todavía una cuestión abierta (Koulouridis et al. 2006a,b, 2013 y referencias ahí), la mayoría de los estudios parecen concluir que la posible evolución de la actividad nuclear sigue la trayectoria: interacción \rightarrow aumento de formación estelar \rightarrow AGN tipo II \rightarrow AGN tipo I.

Existe evidencia de que en los AGN de baja luminosidad (LLAGN del inglés *Low Luminosity AGN*) el toro de polvo no existe o es más delgado (e.g., Elitzur & Shlosman 2006; Perlman et al. 2007; van der Wolk et al. 2010; González-Martín et al. 2015). En consecuencia, todos los AGN de baja luminosidad deberían ser objetos de tipo 1, pero por supuesto no es el caso. La única explicación razonable es la ausencia intrínseca de la BLR en tales sistemas. Algunos autores (e.g., Nicastro 2000; Nicastro et al. 2003;

Bian et al. 2007; Marinucci et al. 2012; Elitzur, Ho & Trump 2014) argumentan que para bajas tasas de acreción al agujero negro (y por lo tanto bajas luminosidades), la BLR no existe. A partir de observaciones de AGN brillantes cercanos, Elitzur & Ho (2009) concluyeron que la BLR desaparece a partir de luminosidades bolométricas inferiores a $5 \times 10^{39} (M/10^7 M_{\odot})^{2/3} \text{erg s}^{-1}$, donde M es la masa del agujero negro. Además, argumentaron que la desaparición de la BLR y del toro de polvo puede ocurrir de manera simultánea o en secuencia con la disminución de la tasa de acreción del agujero negro y la luminosidad. Por lo tanto, un posible escenario es que las Sy2 puras carecen intrínsecamente de la BLR y posiblemente de un toro de polvo. En el caso de los LINERs, recientemente González-Martin et al. 2015 mostraron que el toro de polvo no está presente.

Un escenario alternativo, consiste en que no es posible detectar la BLR en emisión polarizada debido a un intenso oscurecimiento en las Sy2 puras. Marinucci et al. (2012) concluyó que el 64% de su muestra de Sy2 sin BLR escondidas y con alta opacidad Compton (*Compton-thick*) presentan mayores tasas de acreción que el umbral previamente establecido, el cual separa los dos tipos de Sy2. Ellos atribuyeron esta discrepancia a la intensa absorción a lo largo de nuestra línea de visión, lo que impide la detección de la BLR en sus núcleos.

Ambos escenarios están de acuerdo con el esquema evolutivo propuesto por Krongold et al. (2002), apoyado posteriormente por Villarroel et al. (2012), Koulouridis et al. (2006a, b, 2013) y Mendoza-Castrejón et al. (2015). De acuerdo con esto, la interacción de marea con una galaxia de tamaño comparable puede conducir nubes moleculares hacia el núcleo y desencadenar una secuencia evolutiva. Iniciando con un marcado aumento de la formación estelar, pasando por un objeto tipo 2 oscurecido y, finalmente, en actividad del tipo 1. Si el primer escenario es válido, se espera que durante la primera etapa de interacción la tasa de acreción del agujero negro sea baja, sin la presencia de una BLR o un toro molecular. Además, como ya se mencionó, la intensa absorción causada por la interacción también puede evitar la detección de la BLR durante la etapa inicial del ciclo de AGN. En consecuencia, en la primera etapa de la actividad nuclear debemos tener un

AGN sin BLR, emitiendo únicamente líneas delgadas.

El aumento en la tasa de acreción y luminosidad pueden generar la BLR y también empezar a disipar el intenso oscurecimiento, conduciendo primero a la fase de Sy2 con una BLR escondida y finalmente a la fase de Sy1. La escala de tiempo necesaria para que surja la actividad de tipo 1 debe ser mayor a la escala de tiempo para que la compañera que indujo la actividad pueda escapar del entorno cercano o producir una fusión (*merger*) evolucionada I (sin huella observable). Esta escala de tiempo en ambos casos es de ~ 1 Gaño después de la interacción inicial (Krongold et al. 2002). El tiempo de retraso en la aparición del núcleo Sy1, es una posible explicación de la falta de vecinos cercanos alrededor de las galaxias Sy2 con BLR escondidas y Sy1 (ver Koulouridis et al. 2006a, 2013) y para las morfologías de tipo temprano de sus galaxias huéspedes. Si el escenario evolutivo es válido, los AGN de tipo 1 no oscurecidos solo pueden existir después de la disipación del material oscurecedor y la terminación de actividad de formación estelar por el *feedback* del AGN (Krongold et al. 2007, 2009; Hopkins & Elvis 2010; ver también el escenario de vientos de disco en Elitzur & Shlosman 2006).

El Escenario Evolutivo no invalida de ningún modo al esquema unificado. Solamente implica que el efecto de orientación de la línea de visión respecto del toro de polvo puede determinar la fenomenología del AGN solo en una fase de la secuencia evolutiva. En particular, esto probablemente ocurre cuando las nubes moleculares oscurecedoras forman al toro (posiblemente cuando la actividad AGN alcanza su pico en $\sim 0,5$ Gaños después de la interacción inicial (Kaviraj et al. 2011) y antes de ser completamente barridas, posiblemente después de 1 Gaño (Krongold et al. 2002).

Capítulo 2

Transferencia Radiativa

2.1. Ecuación de transferencia Radiativa

La intensidad de la radiación es afectada únicamente por absorción y emisión, en esta discusión la dispersión es despreciable por razones descritas más adelante. Consideremos un haz de radiación con intensidad I_λ , el cual incide sobre un material, donde s es la longitud de la trayectoria en la dirección de propagación. A medida que la radiación se propaga a través de un medio, la intensidad de la radiación cambia de acuerdo con la ecuación de transferencia radiativa

$$\frac{dI_\lambda}{ds} = j_\lambda - k_\lambda I_\lambda, \quad (2-1)$$

donde j_λ y k_λ son respectivamente los coeficientes de emisión y absorción en la longitud de onda λ , el primero es una medida de emisión por unidad de volumen y el segundo es absorción por unidad de longitud. Ambos procesos ocurren en un medio tal que la radiación emergente es diferente de la radiación incidente (ver Figura 2-1).

Para cuantificar qué tan opaco es un medio, definimos la profundidad óptica τ , la cual describe cuánta absorción ocurre en una longitud de trayectoria s :

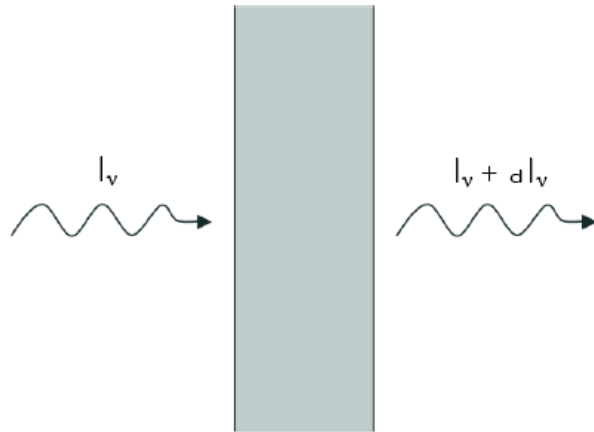


Figura 2-1: Imagen de la radiación incidente.

$$d\tau_\lambda \equiv k_\lambda ds. \quad (2-2)$$

Más aún, denotamos la función fuente S_λ como el cociente entre los coeficientes de emisión y absorción, en la medida que ésta representa la fuente de radiación del material:

$$S_\lambda \equiv \frac{j_\lambda}{k_\lambda}. \quad (2-3)$$

Reescribimos la ecuación de transferencia radiativa en términos de τ_λ y S_λ como

$$\frac{dI_\lambda}{\tau_\lambda} = S_\lambda - I_\lambda, \quad (2-4)$$

Integrando obtenemos la solución formal de la ecuación de transferencia radiativa:

$$I_\lambda = I_\lambda(0)e^{-\tau_\lambda} + \int_0^{\tau_\lambda} e^{\tau_\lambda - \tau'} S_\lambda d\tau'. \quad (2-5)$$

Esta solución tiene una simple interpretación física: la intensidad I_λ , en la profundidad óptica τ_λ , es justo la intensidad inicial $I_\lambda(0)$ atenuado por un factor $e^{-\tau_\lambda}$ en el medio, más la emisión del medio representado por el segundo término.

2.2. Emisión de un Medio con Temperatura Constante

Cuando el medio está en equilibrio termodinámico, la energía emitida y absorbida son iguales, de tal modo que $dI_\lambda/d\tau_\lambda = 0$ y entonces

$$I_\lambda = \frac{j_\lambda}{k_\lambda} = S_\lambda. \quad (2-6)$$

En el contexto de los AGN, observaciones en el mediano IR de los toros de polvo (ver Sección 4.2.) llevaron a modelar la emisión de granos de polvo esférico con distribución de tamaños según Mathis et al. (1977) y cuya composición es una mezcla Galáctica estándar de 53 % de silicatos y 47 % de grafito (ver Capítulo 3). La Figura 2-2 muestra la sección efectiva total, absorción y dispersión para la composición del polvo antes mencionada, usando las propiedades óptica del polvo de Ossenkopf et al. (1992) y Draine (2003a,b) para silicatos y grafito, respectivamente, escalado a la sección efectiva en $0.55 \mu\text{m}$. El polvo es responsable tanto del continuo subyacente como de los rasgos prominentes en 10 y $18 \mu\text{m}$, estos últimos atribuidos al polvo de los silicatos. Además, la Figura 2-2 muestra claramente que podemos despreocupar el efecto de la dispersión más allá de 1 o $2 \mu\text{m}$.

En el contexto de equilibrio termodinámico, la radiación del medio es la de un cuerpo negro donde la función fuente obedece a la ley de Kirchhoff y está dado por la ley de Planck:

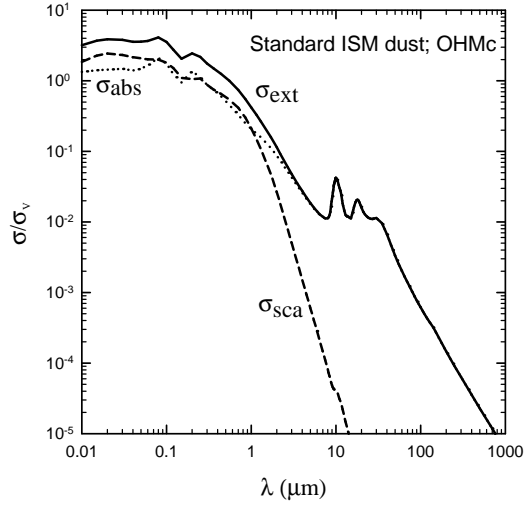


Figura 2-2: Sección efectiva del coeficiente de extinción del polvo interestelar y sus componentes de absorción y dispersión: $\sigma_{\text{ext}} = \sigma_{\text{sca}} + \sigma_{\text{abs}}$. El grano interestelar estándar, mezcla de propiedades ópticas de Ossenkopf, Henning, & Mathis (1992) para la componente de silicatos y de Draine (2003) para el grafito .

$$S_{\lambda} = B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}. \quad (2-7)$$

Podemos describir finalmente la intensidad de un medio con temperatura constante por

$$I_{\lambda}(\tau_{\lambda}) = I_{\lambda}(0)e^{-\tau_{\lambda}} + B_{\lambda}(T)(1 - e^{-\tau_{\lambda}}). \quad (2-8)$$

Si ignoramos la radiación incidente y nos concentramos en la emisión del medio, debemos considerar dos casos límite, cuando la región es ópticamente delgada ($\tau_{\lambda} \ll 1$) o cuando es ópticamente gruesa ($\tau_{\lambda} \gg 1$). En el caso de $\tau_{\lambda} \ll 1$, los dos principales términos de la expansión exponencial dominan, y la intensidad emergente es un producto de un cuerpo negro y una profundidad óptica. La Ecuación 2-8 cambia a

$$I_{\lambda}(\tau_{\lambda}) = B_{\lambda}(T)\tau_{\lambda}. \quad (\tau_{\lambda} \ll 1) \quad (2-9)$$

Cuando la nube es ópticamente gruesa, la intensidad va como

$$I_{\lambda}(\tau_{\lambda}) = B_{\lambda}(T). \quad (\tau_{\lambda} \gg 1) \quad (2-10)$$

Dado que los procesos de emisión y absorción en la nube están en equilibrio, la intensidad emergente de la nube es la de un cuerpo negro. Por lo tanto, una región con temperatura constante no es capaz de producir rasgos en emisión o absorción del polvo.

2.3. Emisión de un Medio con Temperatura Variable

Para describir la emisión de regiones con polvo y estratificación en la temperatura, se requiere de cálculos numéricos debido a que la función fuente y la intensidad deben ser resueltas de manera simultánea. En la sección anterior vimos cómo el polvo ópticamente grueso y con temperatura uniforme es incapaz de producir rasgos en emisión o absorción; la intensidad va como una función de Planck sin los rasgos característicos del polvo. Por

lo tanto, la existencia de un gradiente de temperatura es esencial para mostrar estos rasgos. Si consideramos una nube iluminada por una fuente de radiación, cuya dimensión es más pequeña que la distancia que los separa, entonces el flujo incidente a través de la nube es constante. La temperatura es uniforme a través de esta nube si los efectos de la transferencia radiativa son despreciables. Sin embargo, si el polvo es distribuido en una cáscara esférica ópticamente gruesa tal que la fuente de radiación se encuentre ubicada en el centro, un gradiente de temperatura existirá debido a la dilución espacial del flujo con la distancia radial (i.e. $F = L/4\pi D^2$, donde L es la luminosidad de la fuente y D es la distancia entre la fuente y el observador).

En el caso ópticamente grueso, la transferencia radiativa afecta de manera similar tanto a una geometría tipo losa (*slab-like*) como a una geometría de cáscara esférica; la radiación externa es absorbida en una corta distancia de la cara iluminada. Esto causa un enorme gradiente de temperatura cerca de la superficie, pero únicamente gradientes moderados en regiones más profundas de la nube debido a que la capa superficial absorbe la radiación incidente, y la propagación a las capas subsecuentes degradarán el fotón a longitudes de onda más grandes. Así, en la geometría tipo losa, la absorción profunda está limitada. Sin embargo, en la cáscara iluminada, la dilución espacial del flujo y los efectos de transferencia radiativa causarán rasgos de absorción profundos. A medida que la radiación se propaga desde regiones más calientes hacia el observador, pasa a través de regiones más frías donde sufre absorción, la cual no puede ser balanceada por emisión de las regiones más frías. El efecto neto es que se observen rasgos del polvo en absorción.

Capítulo 3

Polvo Astronómico y Propiedades

Trumpler (1930) fué el primero en observar que la luz de las estrellas mostraban una disminución mayor que la esperada por la ley del cuadrado inverso ($F = L/4\pi D^2$) y concluyó que el espacio interestelar debe contener partículas de polvo cósmico, el cual atenúa la luz de las estrellas.

Los granos de polvo están mezclados con el gas en prácticamente todas las regiones interestelares. Los granos son pequeñas partículas sólidas, construidas a través de colisiones de muchos átomos pegados entre si (principalmente Si, Mg, Al, C, O). La interacción de los granos con la radiación es a través de dos procesos físicos: *dispersión* y *absorción*; la suma es referida como *extinción*. La dispersión ocurre cuando la radiación es reflejada por la superficie del grano y la absorción ocurre cuando el fotón es absorbido por los granos de polvo. La interacción del polvo con la radiación sigue la teoría clásica de dispersión por pequeñas estructuras geométricas caracterizadas por una constante dieléctrica. La variación espectral de la sección efectiva σ_λ está principalmente controlada por la relación entre la longitud de onda λ de la radiación y el tamaño del grano a . Cuando $\lambda \ll a$ los granos bloquean la radiación por completo y σ_λ se acerca al límite de difracción constante. Cuando $\lambda \gg a$, σ_λ disminuye como una ley de potencia, características espectrales que reflejan excitaciones internas del material del grano. La Figura 2-2 muestra el comportamiento espectral de cada una de las tres secciones efectivas de la composición

“estándar” del polvo interestelar Galáctico: 53 % de silicatos y 47 % de grafito, con una distribución de tamaños de grano siguiendo una ley de potencia de $0.005 \mu m$ hasta $0.25 \mu m$ (Mathis, Rumpl, & Nordsieck 1977). La absorción, es por mucho, el proceso dominante para la interacción de los granos interestelares con la radiación en el mediano y lejano IR (longitudes de ondas más largas que $\sim 2\mu m$); la dispersión puede ser ignorada en estas longitudes de onda.

La profundidad óptica del polvo en la longitud de onda λ es $\tau_\lambda = \int n_d \sigma_\lambda ds$, donde σ_λ es la sección efectiva apropiada y n_d es la densidad numérica del polvo. La medida del área proyectada de los granos de polvo muestra una notable correlación $n_d \sigma_V / n_H \simeq 5 \times 10^{-22} \text{ cm}^2$, donde n_H es la densidad del hidrógeno y σ_V es la sección efectiva de extinción del polvo en el visual ($0.55 \mu m$). Este cociente es el mismo en todas las direcciones Galácticas (e.g., Sparke & Gallagher 2006). El oscurecimiento del polvo con profundidad óptica τ_V en el visual, por lo tanto, implica una densidad columnar del gas $N_H \sim 2 \times 10^{21} \tau_V \text{ cm}^{-2}$.

3.1. Formación del Polvo

Una vez que el hidrógeno del núcleo de la estrella es consumido por procesos de fusión nuclear, la estrella continúa su evolución hasta convertirse en una estrella gigante, con un enorme radio. En la fase de la rama asintótica de las gigantes, las estrellas pulsan de tal manera que transportan elementos pesados recién creados, tal como carbono y oxígeno, desde el centro hacia la envoltura exterior. A medida que el radio de la estrella fluctúa, las cáscaras de gas son eyectadas a la atmósfera exterior de la estrella. Cuando el gas es desplazado hacia afuera, el carbono y los silicatos se condensan en granos de polvo en ambientes con temperaturas más bajas. Observaciones en IR muestran que muchas estrellas gigantes y supergigantes tienen cáscaras de polvo en su entorno. Esta región envoltura está constituida principalmente por moléculas de H_2 y CO , donde el tipo de polvo circundante dependerá de la composición de la estrella. Si la abundancia de oxígeno

es mayor que el carbono en las capas exteriores de la estrella, entonces, aproximadamente todo el carbono será atrapado en CO dejando un exceso de oxígeno para formar otras moléculas, las cuales eventualmente formarán granos de silicatos. El grafito es formado de manera similar, pero en regiones donde la abundancia de carbono es mayor que el oxígeno. El polvo existe en regiones frías, $T < 1000$ K, de otro modo las capas exteriores serían evaporadas y el polvo sublimado.

3.2. Tamaños del Grano y Composición

Analizar la interacción de la radiación con el polvo es la manera más directa de estudiar sus propiedades. Los efectos observados sobre los granos de polvo, tal como “enrojecimiento” o extinción (ver sección 3.3) ofrecen información sobre las partículas involucradas, con posibles candidatos tales como sólidos de carbono (grafito, carbono amorfo, diamantes), partículas de silicatos o grandes complejos moleculares de hidrocarburos, los llamados hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs, por sus siglas en inglés de *Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*). Observaciones de extinción en el UV y dispersión en el óptico de granos de polvo, han proporcionado amplio rango de tamaños desde 0.01 hasta 0.1 μm para granos de polvo de carbono y silicatos. Los PAHs contienen típicamente de 20-100 átomos de carbono, pese a ser más pequeños son más estables y resisten temperaturas mayores a 1000 K gracias a su estructura reticular.

La espectroscopía en el mediano IR es una poderosa herramienta para conocer la composición del polvo, la contribución de la actividad de formación estelar y examinar la naturaleza de los AGN. Weedman et al. (2005) encontró una variedad de rasgos espectrales que aparecen en los espectros del MIR de una muestra pequeña de AGN clásicos con datos del Telescopio Espacial *Spitzer* (véase también Rodríguez-Espinosa et al. 1987, 1997). Grandes muestras de AGN observados con *Spitzer* han sido estudiados en detalle para cuantificar las propiedades de los AGN en el MIR (e.g., Sturm et al. 2006; Deo et al. 2007; Hao et al. 2007). Por otro lado, para modelar la emisión MIR del polvo se utiliza la

distribución de tamaños de granos de polvo según Mathis et al. (1977), cuya composición es una mezcla estándar Galáctica. Sirocky et al. (2008) mostraron que las propiedades ópticas del polvo de silicatos (fríos y ricos en oxígeno) de Ossenkopf et al. (1992) y las propiedades del grafito de Draine (2003a,b) son capaces de describir con exactitud las observaciones.

3.3. Extinción del Polvo

La extinción de la radiación emitida por objetos distantes es el efecto más obvio de la presencia del polvo, ya sea por procesos de dispersión o absorción. La radiación con longitudes de onda menor que el tamaño del grano de polvo, puede ser absorbido. El polvo es calentado a través de la absorción de fotones energéticos de UV, emitidos por estrellas o AGN, y luego enfriado a través de emisión en el IR. El polvo, además, atenúa por medio de dispersión. En el proceso de dispersión, los fotones son absorbidos por los átomos del polvo los cuales se desexcitan rápidamente y emiten con la misma longitud de onda pero en direcciones aleatorias. De esta forma, los fotones son redireccionados por interacción sin cambiar su energía. La intensidad de la luz dispersada dependerá de la longitud de onda y el tamaño del polvo. Cuando la luz es dispersada por objetos más pequeños que su longitud de onda, la intensidad de la radiación obedece la ley de dispersión de Rayleigh: $I_{scatter} \propto \lambda^{-4}$, lo cual significa que la luz azul sufre mayor dispersión que la luz roja. Cuando el tamaño de la longitud de onda y el grano de polvo son similares, la ley de dispersión que sigue es $I_{scatter} \propto \lambda^{-1}$; y el fenómeno de dispersión es independiente de la longitud de onda cuando los granos son mucho más grandes que la longitud de onda de los fotones incidentes. Vale la pena señalar que los electrones dispersan fotones por mecanismo Thomson o Compton, donde el primero ocurre en el régimen de baja energía y el segundo en el de alta energía.

Al estudiar la extinción o enrojecimiento de la luz estelar se asume que conocemos la intensidad de la radiación sin presencia del polvo. La reducción de la cantidad de

luz proveniente de una fuente es $I_\lambda = I_\lambda(0)e^{-\tau_\lambda}$, donde $I_\lambda(0)$ es la intensidad que se observaría sin la presencia del polvo en la línea de visión, I_λ es la intensidad observada y τ_λ es la profundidad óptica en la longitud de onda observada. La extinción se especifica por el valor de τ_λ en la dirección del objeto. Se caracterizan los efectos de atenuación del polvo por extinción como A_λ , medido en magnitudes a cierta longitud de onda, definimos entonces

$$\frac{A_\lambda}{mag} = 2,5 \log_{10} \left(\frac{F_\lambda(0)}{F_\lambda} \right), \quad (3-1)$$

donde F es el flujo observado, $F(0)$ es el flujo que sería observado si solo estuviera presente la atenuación por la ley del cuadrado inverso. Esta fórmula está relacionada a la profundidad via

$$\frac{A_\lambda}{mag} = 2,5 \log_{10} \left(\frac{F_\lambda(0)}{F_\lambda} \right) = 2,5 \log_{10}(e^{\tau_\lambda}) = 1,086 \tau_\lambda. \quad (3-2)$$

La extinción A_λ , como una función de la longitud de onda, muestra un rápido crecimiento en extinción del rojo al azul, tal que la radiación que nos llega será enrojecida debido a una mayor atenuación del azul. Los astrónomo frecuentemente describen el enrojecimiento usando el exceso de color $E(B - V) = A_B - A_V$, el cual es la diferencia en extinción entre los dos filtros de longitud de onda B y V , centrados en ~ 4400 nm y 5500 nm, respectivamente. Además, el cociente $R_V = A_V/E(B - V)$ compara la extinción y propiedades de enrojecimiento de los granos de polvo, ambos sensibles a la composición, tamaño y forma del grano. El medio interestelar difuso y la Galaxia tienen ≈ 3.1 . Más aún, la cantidad de extinción visual a lo largo de la línea de visión está fuertemente correlacionada con la densidad columnar del hidrógeno, con valores típicos de $A_V/N(H) = 5,3 \times 10^{-22}$ mag cm², aunque el cociente depende de las propiedades del grano de polvo y del cociente polvo a gas. En el contexto de los AGN, el polvo existente

en la línea de visión a las galaxias distante puede ser enorme, con extinción $A_V=1000$ para alguna fuentes (Ramos Almeida et al. 2011).

3.4. Polvo de Silicatos

Diversos modelos de grano se han propuesto en la búsqueda de replicar la emisión IR de los AGN, muchos de ellos con diferentes composiciones, pero también muchos que consisten en granos carbonosos y silicatos amorfos (Sirocky et al. 2008; Draine & Li 2007). Independientemente del modelo, las regiones circundantes de los AGN se cree consisten de silicatos debido a que estos minerales muestran intensa absorción por resonancias, atribuibles al modo estiramiento (*stretching mode*) de la configuración Si-O cerca de $10 \mu\text{m}$ y al modo flexión (*bending mode*) de la configuración Si-O-Si cerca de $18 \mu\text{m}$ en silicatos amorfos, rasgos que han sido observados por décadas en galaxias Starburts y AGN (e.g., Gillett et al. 1975; Rieke & Low 1975a,b; Kleinmann et al. 1976). Estos rasgos se asignan generalmente a los silicatos por que la emisión en $10 \mu\text{m}$ es observado en flujos salientes de estrellas ricas en oxígeno (las cuales condensarían polvo de silicatos), pero no en flujos salientes de estrellas ricas en carbono (ver Sección 3.1).

El reprocesamiento del polvo de silicatos domina el espectro en el MIR, y es responsable tanto de la emisión del continuo como de los rasgos en 10 y $18 \mu\text{m}$. La emisión del continuo en el MIR depende solo débilmente de la química del polvo, pero la comparación de los dos rasgos provee uno de los pocos diagnósticos de la composición del polvo. Sirocky et al. (2008) consideró las propiedades ópticas de tres modelos diferentes de química de polvo: silicatos ricos en oxígeno y fríos, típicos del medio interestelar difuso; silicatos con deficiencia en oxígeno y tibios, que pueden ser típicos de regiones circumstelares, ambos de Ossenkopf et al. (1992); y el “silicato astronómico” de Draine (2003a,b). Los modelos consistían en granos de 53 % de silicatos y 47 % de grafito, para este último utilizaron las propiedades ópticas de Draine (2003a,b). La intensidad de los rasgos depende físicamente de la composición mineral del polvo, Sirocky et al. (2008) encontró en sus comparaciones

de las secciones efectivas totales del polvo, de los tres modelos, que el rasgo en $18 \mu\text{m}$ es relativamente más intenso en el polvo frío de Ossenkopf et al. (1992). Además, esta diferencia es lo suficientemente grande para describir observaciones de ULIRGs, mientras que modelos con diferentes composiciones químicas de polvo no podían.

La Figura 3-1 muestra la sección efectiva total del polvo de silicatos, fríos y ricos en oxígeno, utilizada en los modelos *clumpy* del Capítulo 4. La sección efectiva, como una función de la longitud de onda, se representa en negro con dos rasgos prominentes en 10 y $18 \mu\text{m}$, donde el rasgo a $10 \mu\text{m}$ está más pronunciado que el de $18 \mu\text{m}$, con $\tau_{sil,10}/\tau_{sil,18} = 0,49$. Para medir la intensidad de los rasgos, se realiza una interpolación *spline* en la sección efectiva total, pivotando sobre los intervalos de $5-7 \mu\text{m}$, $14-14.5 \mu\text{m}$, y $25-31.5 \mu\text{m}$. En otras palabras, la interpolación es la sección efectiva si los silicatos no mostraran rasgos en el MIR, por lo tanto puede ser considerada como la emisión del continuo del polvo. Entonces, realizar un ajuste similar tipo *spline* en observaciones espectroscópicas en el MIR nos permite medir la intensidad de los rasgos de silicatos (Spoon et al. 2007; Levenson et al. 2007; Georgantopoulos et al. 2011) como

$$S_{sil} = \ln \frac{F_{obs}(\lambda)}{F_{cont}(\lambda)}, \quad (3-3)$$

donde valores negativos significan rasgos en absorción y valores positivos en emisión. En el contexto de los AGN, la emisión de silicatos no fué observada universalmente en galaxias tipo 1 hasta recientemente y las galaxias tipo 2 muestran solamente absorción débil. Dado que el polvo de silicatos absorbe fotones energéticos del AGN y reemite en IR, es posible determinar la geometría del polvo estudiando la emisión e intensidad de ambos rasgos.

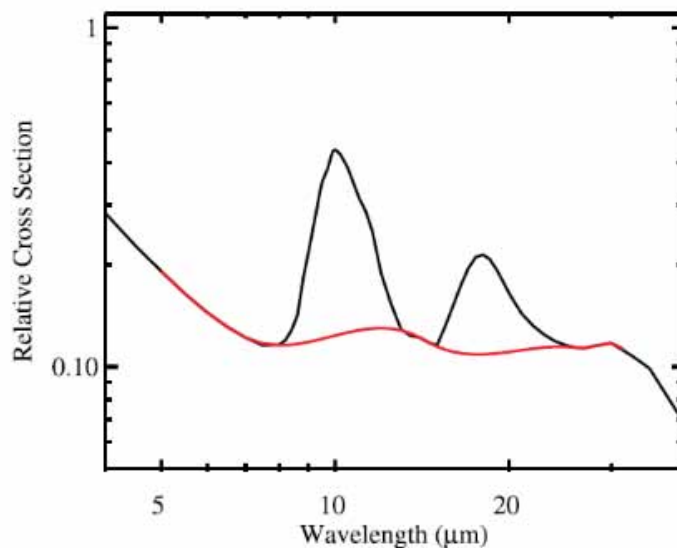


Figura 3-1: Sección efectiva total del polvo de silicatos, fríos y ricos en oxígeno, de Ossenkopf et al. (1992) como una función de la longitud de onda (negro). Una interpolación spline es ajustada en los intervalos de 5-7 μm , 14-14.5 μm y 25-31.5 μm (rojo), la cual representa la emisión del continuo del polvo, excluyendo los rasgos de silicatos en 10 y 18 μm .

3.5. Hidrocarburos Aromáticos Policíclicos

La presencia de los PAHs se ha asociado a regiones de formación estelar, dadas las correlaciones globales entre la actividad de formación estelar y las intensidad de los PAHs (e.g. Roche et al. 1991; Smith et al. 2007; Wu et al. 2009; Diamond-Stanic & Rieke 2010). Esta emisión se cree que se origina en las regiones de fotodisociación, donde las moléculas aromáticas se escudan en contra del campo de radiación producido por estrellas calientes.

El espectro de emisión en infrarrojo de moléculas PAHs contienen rasgos anchos en 3.3, 6.2, 7.7, 11.3, y 12.7 μm , todos son atribuidos a transiciones vibracionales. Estas moléculas son estructuras planas que consisten de 10-200 átomos de carbono organizados en una estructura reticular con átomos de hidrógeno unidos en los bordes. Estas grandes moléculas son excitadas por radiación óptica y UV, entonces decaen en niveles vibracionales excitados los cuales emiten fotones en las regiones mencionadas. La emisión integrada de las galaxias espirales polvorientas muestran que los rasgos de emisión de

PAHs pueden representar hasta 20 % de la luminosidad infrarroja total de la galaxia de formación estelar (Smith et al. 2007). Un complejo de emisión en $17 \mu\text{m}$ está correlacionada con los ragos en 6.2 , 7.7 , y $11.3 \mu\text{m}$, atribuible también a los PAHs.

Capítulo 4

El Polvo en AGN

El polvo se encuentra presente en los AGN. La radiación de la NLR y BLR debe pasar a través del medio interestelar de la galaxia huésped y de nuestra propia Galaxia. Además, el polvo puede existir dentro del gas que emite las líneas observadas.

Es poco probable que el polvo pueda existir en la BLR. Primero, por que líneas intensas de Al, Ca, Si, y Fe son observadas en el espectro de éstas regiones. Segundo, en estudios de escalas de tiempo obtenidas por el método de mapeo de reverberaciones, ponen al gas tan cerca de la fuente del continuo que las partículas sólidas serían calentadas arriba de su temperatura de sublimación. Es posible que partículas de polvo existan en regiones escudadas de la BLR, pero pueden ser destruidas cuando son expuestas al campos de radiación del AGN.

Diversas líneas de evidencia sugieren que el polvo se encuentra en el gas de la NLR, debido a que ésta región está ubicada lo suficientemente lejos del AGN, de tal modo que el campo de radiación no calienta a los granos de polvo a su temperatura de sublimación. De hecho, la emisión térmica infrarroja, atribuida a los granos de polvo, es detectada en la NLR.

El polvo es capaz de absorber fotones del continuo y las líneas. Un efecto importante del polvo es la destrucción de fotones de la línea $L\alpha$, y en menor medida otros fotones de líneas de resonancia, tal como $C\text{ IV } \lambda 1549$. Debido al enorme alargamiento de las

trayectorias de estos fotones por dispersión de resonancia, provoca que la absorción por polvo sea más probable que los fotones del continuo. La cantidad de destrucción depende críticamente de la longitud en la trayectoria del fotón disperso, absorción del polvo en la longitud de onda de la línea, distribución del polvo y dispersión de átomos o iones dentro del AGN. Finalmente, la absorción de radiación del continuo por polvo se vuelve más importante cuando la profundidad óptica está cerca de 912 \AA , debido a que el polvo llega a ser importante en esta banda del espectro.

La radiación absorbida por el polvo es reemitada en el IR, como ya se discutió en la sección anterior. Los AGN son fuentes intensas de emisión en infrarrojo. Parte de esta radiación proviene de la extensión del continuo IR sin rasgos espectrales y parte proviene del polvo calentado. Sin embargo, medidas infrarrojas de un número grande de galaxias, hasta longitudes de onda de $100 \mu\text{m}$ muestran claramente el exceso de polvo calentado en los AGN. La figura 4-1 muestra un pico en $\lambda \approx 1 \mu\text{m}$ en el continuo del infrarrojo y cae a longitudes de onda más cortas. Éste pico corresponde a una temperatura del polvo cercano a 10^3 K , aproximadamente a la temperatura de sublimación de muchos sólidos. La interpretación es que el polvo está presente en un rango de distancias desde el núcleo y en un rango correspondiente de temperaturas, sobre el punto donde las partículas de polvo son destruidas por sublimación. Excesos similares son vistos en galaxias con starburst o regiones H II.

Es probable que el polvo esté presente en las regiones de emisión de líneas de los AGN. El polvo puede dispersar y absorber algo de la radiación ionizante y no ionizante afectando el espectro observado. Hay clara evidencia de su existencia en la NLR, pero no en la BLR.

Si el polvo de los AGN es de composición similar al observado en el medio interestelar de nuestra galaxia, entonces podemos calcular el “radio de sublimación”, es decir, el radio mínimo donde el polvo de cierta composición puede sobrevivir al campo de radiación central sin evaporarse. Para las partículas de grafito, éste radio está dado por

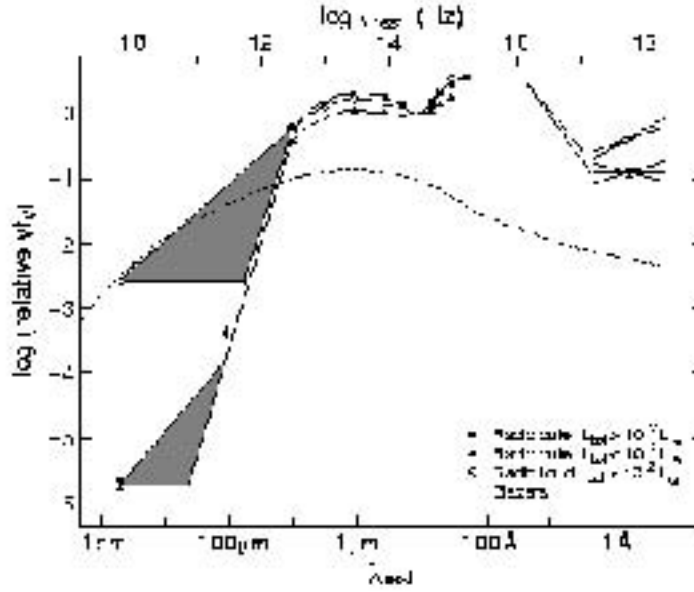


Figura 4-1: Distribución de energía espectral para diversas galaxias activas desde el radio a rayos X. Para QSOs radiofuertes y radiocallados (Sanders et al. 1989a) y Blazares (Impey & Neugebauer 1988).

$$R_{sub} \simeq 0,2L_{46}^{1/2} \text{ pc}, \quad (4-1)$$

donde $L_{46} = L/10^{46} \text{ erg s}^{-1}$. El mapeo de reverberaciones de la BLR muestra que el R_{BLR} promedio, determinado por la emisividad de la línea H_{β} , es

$$R_{BLR} \simeq 0,4L_{46}^{0,6 \pm 0,1} \text{ pc}. \quad (4-2)$$

Evidentemente, $R_{sub} \simeq R_{BLR}$ lo cual sugiere que hay una frontera natural para la BLR libre de polvo. Dado que el polvo es una componente común en todas las regiones H II conocidas, es posible que se extienda en todo el volumen del núcleo, desde la parte externa de la BLR al borde exterior de la NLR.

4.1. Silicatos en AGN

Los rasgos de silicatos en emisión y absorción atrajeron mucho la atención por su vínculo con el Esquema Unificado de los AGN. Los rasgos de absorción han sido observados frecuentemente en el espectro de los AGN tipo 2 (Roche et al. 1991, Hao et al. 2007, Zakamska et al. 2008), cuyos espectros en el óptico no muestran evidencias de gas a altas velocidades. En el Esquema Unificado de los AGN, estos objetos se consideran sistemas vistos de canto y la mayor parte de la región central está oscurecida por una gran cantidad de polvo del toro molecular. En los AGN tipo 1, sí podemos observar la componente de gas a altas velocidades de la BLR debido a que las galaxias se encuentran inclinadas hacia nosotros. Aquí, debemos ver los rasgos de emisión de silicatos provenientes de la superficie caliente de la pared interna del toro (Pier & Krolik 1993). Inesperadamente, los rasgos nunca fueron vistos en emisión antes de la misión *Spitzer*. Así, para resolver éste enigma, se han hecho varias propuestas, incluyendo modelos con diferentes propiedades de granos y diversas modificaciones en el modelo del toro (ver Schartmann et al. 2008 y referencias ahí).

Los rasgos de emisión de silicatos fueron observados con espectroscopía del *Spitzer* en galaxias con diferente actividad AGN, que van desde cuasares muy luminosos (Hao et al. 2005, Siebenmorgen et al. 2007) a galaxias Seyfert tipo 1 de menor luminosidad y LINERs (Sturm et al. 2005, Hao et al. 2007, Thompson et al. 2009). Aunque este hallazgo parece estar de acuerdo con la emisión esperada de las paredes del toro, las bajas temperaturas derivadas del polvo son inconsistentes con la emisión de polvo caliente. Además, no todos los AGN tipo 1 muestran perfiles de emisión de silicatos. Esto favorece una explicación donde la emisión de silicatos no proviene de las paredes calientes del toro, pero sí de una región extendida de emisión ópticamente delgada. Además, los rasgos de emisión fueron también detectados en cuasares tipo 2 e interpretados como provenientes de la NLR (Schweitzer et al. 2008). Sin embargo, Mason et al. (2009) notó que los rasgos de emisión podrían también ser producidos en modelos de toro *Clumpy* vistos de canto. Esta discusión muestra cómo la importancia de los rasgos de silicatos pueden ser una

herramienta analítica para restringir la distribución del polvo en AGN y cuasares.

El perfil de los espectros de cuasares y AGN en $10\ \mu\text{m}$ son a menudo diferentes del observado en el polvo del medio interestelar de nuestra Galaxia, lo que indica diferente composición, distribución de tamaño, porosidad o grado de cristalinidad (e.g., Li, Shi & Aigen 2008; Raban et al. 2009).

Interferometría con el VLTI está ahora contribuyendo para conocer mejor las propiedades del polvo en galaxias con núcleos activos (Jaffe et al. 2004, Tristram et al. 2007, Raban et al. 2009). En la galaxia Seyfert tipo 2 NGC 1068, Jaffe et al.(2004) y Raban et al.(2009) encontraron que el perfil de absorción de los silicatos, producido en el toro molecular, es diferente del polvo interestelar galáctico. En el caso de Circinus, una galaxia áltamente inclinada en cuyo centro alberga un núcleo activo tipo 2 y un starburst nuclear, dos componentes se pueden encontrar (Tristram et al. 2007). Una región del disco pequeña y densa se ve con alta inclinación y parece mostrar la emisión característica de silicatos. Está rodeado por un toro de mayor tamaño, produciendo rasgos intensos de absorción de silicatos. En este caso, el perfil de absorción es muy similar al polvo del medio interestelar galáctico estándar con no mucha evidencia de procesamiento.

4.2. El Toro de Polvo

La piedra angular del Esquema Unificado es la presencia del toro molecular polvoriento alrededor del disco de acreción y la BLR. Proporciona el oscurecimiento del AGN, visto como objeto tipo 2, y probablemente proporciona la fuente para alimentar al disco de acreción y al agujero negro central. La presencia del toro molecular polvoriento tiene varios impactos directos e indirectos sobre la SED observada y la estructura del AGN en muchos regímenes de longitudes de onda. Mediante la combinación de evidencia observacional y consideraciones teóricas, algunas propiedades fundamentales del toro se pueden derivar.

Comprende una región del tamaño de 1-100 pc localizado alrededor del SMBH con

densidad de $10^4 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$ y una densidad columnar extremadamente grande de 10^{25} cm^{-2} e incluso mayores. Consideramos una geometría plana, es decir, un toro o una colección de nubes con grandes densidades columnares moviéndose en un plano.

Dado que ésta estructura cubre un amplio rango en radio, esperamos encontrar un amplio rango de condiciones físicas. Lejos del centro, en 10 e incluso 100 pc, el gas está ópticamente grueso y con bajas temperaturas. Solamente la radiación de los rayos X duros pueden penetrar tan profundo. Las condiciones deben ser similares a los lugares donde existe gas molecular en la galaxia. Tales regiones pueden contener grandes cantidades de polvo. Los rasgos espectrales del polvo son observados en emisión y absorción en el infrarrojo, debido principalmente a silicatos y PAHs.

4.2.1. El Contenido del Polvo y sus Rasgos Espectrales

De acuerdo con el Esquema Unificado, el disco de acreción se encuentra escondido detrás del toro de polvo en los AGN tipo 2. Así, el continuo óptico/UV del disco se suprime, lo que resulta en una ausencia de la típica gran joroba azul. Al comparar el continuo óptico/UV de los AGN tipo 1 y tipo 2, es obvio que el toro de polvo tiene que ser ópticamente grueso (profundidad óptica del polvo $\tau_\nu > 1$), y que el continuo óptico/UV del disco de acreción es la fuente principal para calentar el polvo del toro.

Al lado de la gran joroba roja de la emisión térmica, el polvo en el toroide (típicamente silicatos y granos de carbono como en el medio interestelar) deja una huella típica en los espectros del mediano infrarrojo de los AGN. Los silicatos tienen fuertes bandas de rotación que absorben y emiten en $9.7 \mu\text{m}$ y $\sim 18 \mu\text{m}$. Dependiendo del ángulo de visión real hacia el toro, un rasgo de silicato se puede ver en emisión o absorción. En objetos tipo 1, el borde interior del toro es visible directamente para el observador. Este borde interior está dominado por polvo caliente de temperaturas $> 1000 \text{ K}$. Como una consecuencia, los rasgos de silicato se muestran en emisión. En AGN tipo 2, la línea de visión se cruza con el toro. La región caliente es vista a través de polvo mucho más frío ($T \sim 200 - 300 \text{ K}$) en las afueras de toro. Este polvo ópticamente grueso y frío absorbe la mayor parte

de rasgos de emisión de silicato producido por el polvo caliente interior. Por lo tanto, el rasgo de silicato se observa en absorción.

4.2.2. Oscurecimiento en Rayos X

En general, el polvo del toro está acoplado al gas. Suponiendo cocientes de masa del polvo galáctico estándar respecto al gas, de aproximadamente 1:100, se sigue que una parte significativa del toro debe consistir de gas, principalmente hidrógeno. Esto da lugar a densidades columnares de hidrógeno típicos, N_H , de $> 10^{22}\text{cm}^{-2}$ cuando el AGN se observa a través del toro. El efecto de altas densidades columnares de hidrógeno se puede ver en los espectros de rayos X de objetos tipo 2. Debido al efecto fotoeléctrico, el espectro de rayos X de baja energía ($E \lesssim 10\text{keV}$) se suprime cuando se mira a través del toroide. En los casos de ver al toro de canto, N_H puede exceder $> 10^{25}\text{cm}^{-2}$ de manera que el gas se observa con opacidad Compton y el espectro de rayos X suaves es absorbido completamente. Como se predice por el Esquema Unificado, las observaciones muestran que la densidad columnar promedio en los AGN tipo 1 es mucho menor que en los objetos tipo 2.

4.2.3. Espesor Geométrico

El Esquema Unificado de AGN establece la diferencia entre AGN del tipo 2 y tipo 1 a la situación geométrica en que la línea de visión se cruza o no con el toro. Por lo tanto, estadísticas de tipos de AGN permiten una estimación del factor de cobertura del toro. Observaciones han demostrado que el cociente entre AGN del tipo 1 y tipo 2 es aproximadamente entre 1:1 y 1:3 (Osterbrock & Martel 1993; Maiolino & Rieke 1995; Lacy et al. 2004; Martínez-Sansigre 2005; Akylas et al. 2006). Esto significa que el toro llena $\sim 2/3$ del ángulo sólido alrededor de un AGN. Del factor de llenado, f_T , es posible derivar un ángulo representativo de apertura del toro, θ_{OA} ,

$$f_T = \frac{\Omega_{\text{torus}}}{4\pi} = \cos \frac{\theta_{OA}}{2}. \quad (4-3)$$

Para un factor de llenado de $\sim 2/3$, el ángulo de apertura del toro está en el rango de $\theta_{OA} = 90^\circ$. Por lo tanto, la altura de escala, H/R , del toro es aproximadamente la unidad. Esto demuestra que el toro de polvo, además de ser ópticamente grueso (oscurecimiento), es también geoméricamente grueso.

4.2.4. El Tamaño del Toro

Radio interior. El contenido de polvo en el toro establece un cierto límite en su radio interior mínimo. La composición del polvo estándar como se observa en la materia interestelar Galáctica (ISM, por sus sigla en inglés de *InterStellar Matter*) contiene diferentes especies de Carbono (estructura amorfa, grafito cristalino, etc.) y silicatos (Olivín, Piroxeno, Carburo de Silicio, etc). Cada una de las especies tienen diferentes temperaturas de sublimación en la que se destruyen los granos. El límite interior es así fijado por la temperatura máxima, T_{sub} , que el polvo puede resistir. Cálculos de equilibrio radiativo de granos de polvo individuales permiten estimar el radio de sublimación, r_{sub} , (e.g., Barvainis 1987). Un grano de polvo se encuentra en equilibrio radiativo si la luminosidad total que entra es igual a la luminosidad reemitida:

$$\pi a^2 \int Q_{\text{abs};\text{UV}} F_\nu^+(r) d\nu = 4\pi a^2 \int Q_{\text{abs}} \pi B_\nu(T) d\nu, \quad (4-4)$$

donde a es el tamaño del grano, Q_{abs} es la eficiencia de absorción del polvo, $F_\nu^+(r) = L_\nu/(4\pi r^2)$ es el flujo que llega del AGN, y $B_\nu(T)$ es la reemisión del cuerpo negro a temperatura T (función de Planck). En el lado izquierdo, consideramos que la mayor absorción ocurre en el óptico/UV donde la eficiencia de absorción, Q_{abs} , es aproximadamente la unidad. Por lo tanto, la sección efectiva de la absorción es igual a la sección

efectiva geométrica del grano de polvo. Para Q_{abs} , por lo general se considera una ley de potencias $Q_{\text{abs}}/a = q_0\nu^\gamma$ con $\gamma = 8/5$, el cual reproduce bastante bien los resultados del laboratorio para el grafito. Cálculos de opacidad de polvo (e.g., con DUSTY, Ivezić et al. 1999) de granos de grafito con un tamaño $a = 0,04 \mu\text{m}$, con un valor fijo $q_0 = 2,29 \times 10^{-17} \text{m}^{-1} \text{Hz}^{-8/5}$ en $\nu = 3 \times 10^{14} \text{Hz}$, obtenemos

$$T = 1136 \text{ K} \times L_{45}^{5/28} r_{\text{pc}}^{-10/28} a_{0,04\mu\text{m}}^{-5/28} \quad (4-5)$$

Si consideramos una temperatura de sublimación típica de $T_{\text{sub}} = 1500 \text{ K}$, entonces un radio de sublimación típico puede ser derivado,

$$r_{\text{sub}} = 0,46 \text{ pc} \times L_{45}^{1/2} T_{\text{sub};1500\text{K}}^{14/15} a_{0,04\mu\text{m}}^{1/2} \quad (4-6)$$

Esto demuestra que el toro de polvo está residiendo en escalas de parsecs alrededor del AGN. Para la emisión del polvo más caliente en la NLR procedente de la parte interna del toro, se puede esperar que tenga un tamaño de pocos parsecs. Resolver estas escalas es un reto para los actuales proyectos observacionales.

Radio exterior. Aunque hay varias referencias a un “radio exterior” del toro (e.g., Pier & Krolik 1992; Granato & Danese 1994; Granato et al. 1997; Nenkova et al. 2002), es difícil establecer restricciones iniciales. Es posible que el polvo se conecte suavemente a la galaxia huésped con un gradiente de densidad, en lugar de tener un borde exterior abrupto (Beckert & Duschl 2004). Por lo tanto, proponer un radio exterior dependiente de la temperatura y longitud de onda, inspirado en la Ecuación 4-5 es probablemente más apropiado. De la emisión MIR observada en la gran joroba roja, se puede concluir que el toro se extiende al menos a escalas de decenas de parsecs.

4.3. Modelos de Toros de Polvo

El tema de los AGN y su estructura interna ha sido controversial por décadas. Desde el descubrimiento de la emisión de líneas anchas en luz polarizada de la galaxia Seyfert 2 NGC 1068 (Antonucci & Miller 1985), el Esquema de Unificación nace como un intento de explicar los distintos tipos de AGN. La premisa de unificación es que los AGN Seyfert 1 y 2 son intrínsecamente la misma clase de objetos vistos en diferentes ángulos y las diferencias observadas son debido a efectos de orientación. En este contexto, es de vital importancia la presencia de un toro molecular polvoriento rodeando a la máquina central y oscureciendo la región de líneas anchas cuando es visto de canto, clasificándolos como AGN tipo 2.

4.3.1. Modelo de Toro Uniforme (*Smooth*)

Considerando que los toros de polvo en los AGN son objetos compactos a millones de parsecs de distancia, es muy complicado tener una idea de su naturaleza. Sin embargo, el polvo es muy eficiente en procesar radiación de alta energía, procedente del continuo del AGN, y reemitir en radiación infrarroja de baja energía. Por lo tanto, analizar esta emisión nos puede revelar la composición y distribución geométrica del toro.

Para tratar de explicar ésta emisión, diversos modelos de toro han sido propuestos (ver Figura 4-2). Originalmente, cálculos de transferencia radiativa modelaron toros con distribución uniforme (Pier & Krolik 1992, 1993; Granato & Danese 1994; Efstathiou & Rowan-Robinson 1995; Granato et al. 1997; Siebenmorgen et al. 2004; Fritz et al. 2006). De manera alternativa, Krolik & Begelman (1988) propusieron una distribución discontinua o grumosa (*Clumpy*) algún tiempo antes. Sin embargo, los modelos de densidad uniforme no pudieron replicar la emisión en el MIR de las observaciones, principalmente los ragos característicos del polvo.

Estos modelos deberían mostrar intensa emisión en objetos tipo 1, debido a que la línea de visión tiene acceso directo a la región ópticamente delgada y caliente, pero las

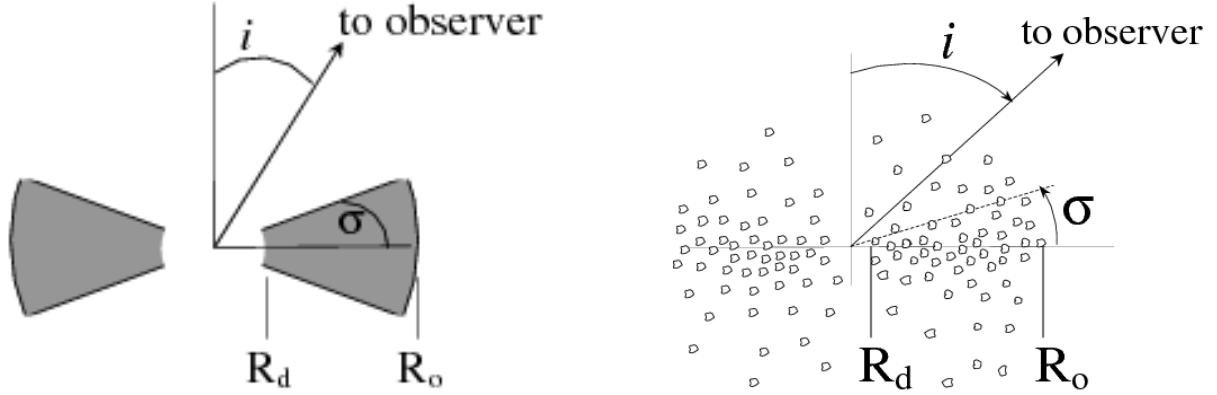


Figura 4-2: Clasificación de los AGN de acuerdo a los modelos de unificación. En la izquierda se encuentra un toroide de densidad uniforme, el ángulo de visión $i = \frac{1}{2}\pi - \sigma$ diferencia entre los AGN tipo 1 y tipo 2. La figura derecha muestra un toroide grumoso (Elitzur 2008).

observaciones carecen de ésta emisión *intensa* (Hao et al. 2005, 2007; Siebenmorgen et al. 2005; Sturm et al. 2005; Thompson et al. 2009; Wu et al. 2009). Más aún, una línea de visión a través de una pantalla fría muestra rasgos de polvo en absorción, entonces, al observar objetos tipo 2 debería resultar en absorción profunda. Sin embargo, galaxias Seyfert 2 muestran típicamente una absorción débil (Mason et al. 2006; Shi et al. 2006; Hao et al. 2007). Por último, los modelos de toro *Smooth* predicen la existencia de material frío, ubicado hasta 100 pc del núcleo, emitiendo en el lejano infrarrojo. Pero, observaciones de alta resolución del VLTI (*Very Large Telescope Interferometer*) indican que la estructura toroidal es una estructura compacta, en total desacuerdo con el modelo (Jaffe et al. 2004; Tristram et al. 2007; Beckert et al. 2008). Estas observaciones además muestran que el toro tiene una geometría grumosa, permitiendo la existencia de enormes gradientes de temperatura del polvo a la misma distancia de la máquina central, una condición no consistente con el modelo *Smooth*.

4.3.2. Modelo de Toro Grumoso (*Clumpy*)

Las últimas décadas han visto un gran progreso en comprender las propiedades del toro molecular polvoriento. Originalmente, los modelos de toro consistieron en distribu-

ciones de densidad uniforme (e.g., Pier y Krolik 1992; Granato & Danese 1994; Efstathiou & Rowan-Robinson 1995), pero desde entonces modelos más elaborados sugieren que las mismas restricciones observacionales se pueden explicar con un toro formado de nubes moleculares densas discretas (ver Figura 4-2) siguiendo una distribución radial dada (e.g., Nenkova et al. 2002; Hönic et al. 2006, 2008; Nenkova et al. 2008a, b; Schartmann et al. 2008; Elitzur 2008; Hönic & Kishimoto 2010b) debido a que observaciones de alta resolución indican que el toro tiene una geometría clumpy (Jaffe et al. 2004; Tristram et al. 2007; Beckert et al. 2008). Los modelos clumpy reproducen y describen de manera efectiva la emisión en el cercano y mediano infrarrojo de los AGN (e.g., Mason et al. 2006, 2009; Nenkova et al. 2008b; Schartmann et al. 2008; Mor et al. 2009; Thompson et al. 2009; Nikutta et al. 2009; Ramos Almeida et al. 2009, 2011; Hönic & Kishimoto 2010), mientras que los modelos de toro smooth tienen dificultades en ajustar los datos infrarrojos de los AGN (Alonso-Herrero et al. 2001, 2003).

Sin embargo, el modelo no puede reproducir fuentes observadas con valores altos en la profundidad óptica aparente (González-Martín et al. 2013 y referencias ahí), definido como el cociente entre el flujo del continuo esperado ($f_{9,7,cont}$) y el flujo observado ($f_{9,7,obs}$): $\tau_{9,7} = \ln(f_{9,7,obs}/f_{9,7,cont})$. Donde fuentes con rasgos en absorción (emisión) muestran una profundidad óptica negativa (positiva) (Shi et al. 2006; Spoon et al. 2007; Levenson et al. 2007; Georgantopoulos et al. 2011). En estos casos, se ha encontrado que la galaxia huésped contribuye a la emisión en el MIR dado que éstas fuentes están detectadas en objetos que muestran *senderos* de polvo en el óptico y/o están involucrados en un proceso de merger. Nenkova et al. (2008a) mostraron que, independientemente de la profundidad óptica, los rasgos de absorción producidos por un toro clumpy nunca son profundos ($\tau_{9,7} < 1$). Esto está confirmado por otros modelos clumpy (e.g., Hönic & Kishimoto 2010b). Alonso-Herrero et al. (2011) también notaron que para galaxias Seyfert con rasgos de silicatos más profundos, es posible que un medio clumpy en una configuración toroidal puede no ser apropiado para explicar las observaciones. Levenson et al. (2007) mostraron que rasgos de silicatos profundos requieren que la fuente se encuentre embebi-

da en polvo óptica y geoméricamente grueso. Demostraron que una estructura de cáscara geoméricamente gruesa es capaz de producir $\tau_{9,7}$ tan altos como 4. Una posibilidad, entonces, es que estos objetos muestren una geometría de pantalla de polvo adicional a las nubes del toro clumpy.

En muchos AGN se observan rasgos de absorción de silicatos con menor intensidad al predicho por el modelo de polvo homogéneo y en otros se observan con mayor intensidad de lo previsto por el modelo de polvo clumpy. Varios autores han afirmado que el polvo visto en el MIR puede no ser co-espacial con el gas del toro medido en rayos X (Sturm et al. 2005; Goulding et al. 2012). En particular, el ángulo de inclinación de la galaxia huésped, senderos de polvo y fusiones mayores o menores de galaxia pueden tener efectos significativos sobre la emisión del AGN en el MIR (Malkan et al. 1998; Matt et al. 2000; Deo et al. 2007, 2009; Alonso-Herrero et al. 2011; Goulding & Alexander 2009; Goulding et al. 2012).

Respecto al modelo clumpy, Levenson et al. (2007) y Sirocky et al. (2008) encontraron que utilizando la intensidad de los rasgos de silicatos nos pueden revelar la distribución del polvo en el toro. Comparando la intensidad de los rasgos, Sirocky et al. (2008) encontró que las ULIRGs, en cuyo centro muestran la existencia de un núcleo activo, son descritos por una distribución clumpy. Además, Thompson et al. (2009) encontró de una muestra grande de galaxias Sy1 y cuasares tipo 1 que el toro es mejor descrito por una distribución clumpy compacta.

Observaciones de alta resolución espacial tomadas a $10 \mu\text{m}$, una longitud de onda en la que el toro emite de manera intensa, indican que el toro podría ser muy pequeño. El diámetro exterior de la región polvorienta, principal emisora en el MIR y asociada con el toro, se encontró que es más grande que unos pocos parsecs en NGC 1068 y Circinus, ambos galaxias AGN tipo 2 (Jaffe et al. 2004; Packham et al. 2005), y ≤ 35 parsecs en NGC 4151, AGN tipo 1 (Radomski et al. 2003). Mason et al. (2006) utilizaron espectroscopía e imágenes en la banda N (8-13 micras) del núcleo de NGC 1068, compararon sus espectros del MIR con los modelos de torus clumpy y encontraron

que sus observaciones confinan el radio del toro a menos de 15 parsecs, un valor de acuerdo con el tamaño compacto (~ 3 parsecs) determinado por interferometría.

Observaciones adicionales de alta resolución en AGN cercanos, realizadas con el *Telescopio Gemini* y el *MID-infrared Interferometric Instrument* en el *VLTI*, mostraron que el toro de estas fuentes es compacto. Se encontró que la emisión del toro de la galaxia Circinus se extiende de 1 a 2 parsecs (Packham et al. 2005; Tristram et al. 2007, *Gemini* y *VLTI*, respectivamente.) y el radio del toro de Centaurus A es de ~ 1.6 pc (Radomski et al. 2008, Gemini) o 0.3 pc (Meisenheimer et al. 2007, VLTI). Además (Jaffe et al. 2004; Raban et al. 2009), hallaron que la extensión del toro, para NGC 1068, es de 1.7-2 pc.

Capítulo 5

Distribución del Polvo en Galaxias Sy1 y Sy2, Aisladas y en Interacción

En este artículo presentamos un estudio espectrocópico sobre la distribución geométrica del polvo circumnuclear de una muestra de galaxias activas. Analizamos el espectro en el MIR de 39 galaxias Seyfert, observadas con el Espectrógrafo Infrarrojo (IRS, por sus siglas en inglés de *Infrared Spectrograph*) el cual se encuentra a bordo del *Telescopio Espacial Spitzer*. La muestra consiste de 19 galaxias Seyfert tipo 1, tres Seyfert intermedias y 17 Seyfert tipo 2, ubicadas en el Universo local. En este trabajo por primera vez se toma en cuenta el ambiente circumgaláctico y la distribución del polvo circumnuclear. Las galaxias fueron extraídas de una muestra mucho más grande cuyo ambiente circumgaláctico fue estudiado por Dultzin-Hacyan et al., quienes concluyeron que las galaxias Sy1 y Sy2 muestran diferentes ambientes: las galaxias Sy2 se encuentran más frecuentemente en interacción con compañeras cercanas, dentro de un radio de búsqueda no mayor a 100 kpc, al compararse con galaxias no activas, pero las Sy1 no muestran esta tendencia.

Los silicatos son el mayor constituyente del polvo astronómico cuya emisión domina el espectro en el MIR de las galaxias, es posible identificarlos a través de los rasgos espectrales alrededor de 10 y 18 μm . Combinando la intensidad de los dos rasgos de silicatos resulta ser una herramienta analítica muy poderosa para conocer la distribución

del polvo circumnuclear. Así entonces, para conocer la distribución del polvo en estos tipos de AGN, con su ambiente circumgaláctico ya muy bien caracterizado, cuantificamos la intensidad de los rasgos. Encontramos una correlación entre la distribución geométrica del polvo circumnuclear, tipo de actividad nuclear (AGN) y la incidencia de compañeras cercanas.

Nuestros resultados muestran que todas las galaxias Sy1 aisladas tienen una distribución grumosa (*clumpy*), mientras que las Sy1 con compañeras cercanas pueden tener distribución *clumpy* o distribución uniforme (*smooth*). En el caso de las Sy2 con una o más compañeras cercanas, la mayoría muestra una distribución *smooth* del polvo, mientras que las Sy2 aisladas pueden tener distribución *clumpy* o *smooth* en el polvo circumnuclear. Nuestros resultados están en clara contradicción con la formulación más simple del Esquema Unificado de las galaxias Seyfert y apoya un escenario evolutivo donde la influencia de una interacciones dispara actividad AGN tipo 2, el cual evolucionará en AGN tipo 1.

Artículo publicado en la revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.
Mendoza-Castrejón, S., Dultzin, D., Krongold, Y., González, J. J., Elitzur, M. 2015, MNRAS, 447, 2437.



The dust geometric distribution in Seyfert 1 and Seyfert 2 galaxies, isolated and in interaction

S. Mendoza-Castrejón,¹★ D. Dultzin,¹ Y. Krongold,¹ J. J. González¹ and M. Elitzur²

¹Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 70-264, México, DF 04510, México

²Department of Physics and Astronomy, University of Kentucky, Lexington, KY 40506, USA

Accepted 2014 December 2. Received 2014 November 7; in original form 2014 August 11

ABSTRACT

We analyse the mid-infrared (MIR) spectra of 39 Seyfert galaxies observed with the Infrared Spectrograph (IRS) on board the *Spitzer Space Telescope*. Our sample consists of 19 Seyfert type 1 (Sy1) galaxies, three intermediate Seyfert galaxies and 17 type 2 Seyfert (Sy2) galaxies in the nearby Universe. This sample was extracted from a larger sample, the circumgalactic environment of which was studied in a previous work by Dultzin-Hacyan et al., who found that Sy2 objects are in interaction more frequently than normal galaxies, while Sy1s are not. In this article, we study the silicate dust distribution that dominates the mid-infrared (MIR) spectra. This dust produces spectral features at 10 and 18 μm that are sensitive to the clumpiness of the dust. We measure the strength of the emission or absorption of the silicate features to find whether there is a correlation between the clumpiness of the circumnuclear dust and the active galactic nucleus (AGN) type and incidence of companions. All isolated Sy1 galaxies have clumpy dust distributions, whereas Sy1s with a close companion can have either clumpy or smooth distributions. In the case of Sy2 galaxies, those with one or more companions have mostly smooth dust distributions, whereas isolated Sy2s may have clumpy or smoothly distributed dust. Our result is at odds with the simplest formulation of the unified scheme for Seyferts and supports an evolutionary sequence where the influence of an interaction triggers a type 2 AGN, which evolves into a type 1.

Key words: dust, extinction – galaxies: nuclei – galaxies: Seyfert.

1 INTRODUCTION

The unified scheme for active galactic nuclei (AGNs), currently the dominant paradigm, postulates that the diverse spectral properties that determine the diverse types of AGN correspond to different orientations between the circumnuclear dust torus surrounding the accretion disc and the line of sight (Antonucci 1993). According to this scheme, the only difference between type 1 and 2 AGNs is that the central engine of an AGN, including the broad-line region (BLR), is completely obscured when viewed along directions intercepted by the dusty torus and it is then classified as a type 2. On the other hand, when the line of sight to the central engine is clear we see a type 1 AGN. This scheme received strong support from the fact that broad lines were revealed in the spectra of Seyfert 2 (Sy2) galaxies in polarized light (Antonucci & Miller 1985). However, later on it was found that hidden BLRs are only observable in 50 per cent of Sy2 galaxies (Tran 2001, 2003), indicating the possible existence of *pure* type 2 objects (Gu, Maiolino & Dultzin-Hacyan 2001). These objects may intrinsically lack a BLR, which can be explained in terms of a very low accretion rate (Nicastro 2000; Elitzur 2008)

or may be due to obscuration effects (Shu, Wang & Jiang 2008). Indeed, observational evidence suggests that Sy2s with polarized broad lines are more easily related to truly obscured Seyfert 1 (Sy1) nuclei, while *pure* Sy2s preferentially host weak AGNs. There is also evidence of non-obscured Seyfert 2 galaxies in the X-ray region (Bianchi et al. 2008; Brightman & Nandra 2008).

There are early works showing that Sy1 and Sy2 galaxies have different intrinsic properties in different wavebands (Dultzin-Hacyan & Benitez 1994; Dultzin-Hacyan & Ruano 1996). For example, optical studies suggest that Sy2 galaxies exhibit circumnuclear star-forming regions more frequently than Sy1 galaxies (Gonzalez-Delgado & Perez 1993; Gu et al. 2001); similar trends were found from IR studies (Maiolino & Rieke 1995; Maiolino et al. 1997). Also, Cid Fernandes et al. (2001) found that 50 per cent of Sy2 galaxies exhibit an intense starburst (SB). Recent results that compare near-infrared (NIR) with hard X-ray luminosities suggest that this difference is clear-cut only at low luminosities (Castro et al. 2014). Other studies, however, claim that there is no significant difference between type 1 and type 2 galaxies regarding star formation activity (Imanishi & Wada 2004).

With respect to the circumgalactic environment, the lack of type 1 AGNs in isolated pairs of galaxies (González et al. 2008) and in compact groups (Martínez et al. 2008; Bitsakis et al. 2010) is

* E-mail: smendoza@astro.unam.mx

also in disagreement with the simplest formulation of the unified scheme. Furthermore, it has been shown that Sy2 galaxies are in interaction with similar mass close neighbours more often than normal galaxies, while Sy1s are not (Dultzin-Hacyan et al. 1999). It has also been shown that the frequency of interactions for Sy2s and starburst galaxies is similar (Krongold, Dultzin-Hacyan & Marziani 2002). More recent studies support this finding with observations that take into account the radial velocities of the neighbouring galaxies (Koulouridis et al. 2006a,b).

Despite the fact that the role of interactions in inducing activity is still an open issue (Koulouridis et al. 2006a,b, 2013), the above studies support a possible evolution of activity that follows the path: interactions \rightarrow enhanced star formation \rightarrow type II AGN \rightarrow type I AGN (e.g. Krongold et al. 2002, 2003). This evolutionary sequence explains the differences between type 1 and type 2 AGNs, while at the same time being consistent with the unified scheme as a particular stage of the evolution.

In order to understand the physics of AGNs, a key issue is the nature of the obscuring medium surrounding the active nucleus. A key ingredient of the obscuring medium is thought to be a dusty torus on a parsec (pc) scale consisting of dusty clouds that are individually optically thick (Krolik & Begelman 1988). This dust in the torus reprocesses the radiation from the central engine to emerge at mid-infrared (MIR) wavelengths. The MIR spectral energy distribution (SED) is determined by the dust geometric distribution, the dust composition and the dust density distribution of the torus. Several studies have modelled the toroidal dust structure with the aim of comparing it with the observable properties. Early modelling work assumed smooth dust models (e.g. Pier & Krolik 1992, 1993; Granato & Danese 1994; Efstathiou & Rowan-Robinson 1995). More recently, several works suggested the existence of a clumpy torus (e.g. Krolik & Begelman 1988; Rowan-Robinson 1995; Nenkova, Ivezić & Elitzur 2002; Thompson et al. 2009). In particular, Nenkova et al. (2008a,b) have developed a formalism to calculate the SED of the clumpy structure.

The MIR spectra of galaxies is dominated by dust emission. Silicates, a major constituent of astronomical dust, reveal their presence through the spectral features at 10 and 18 μm . The stronger 10- μm silicate features originates from an SiO-stretching mode and the 18- μm silicate features from an SiO-bending mode (Knacke & Thomson 1973). Sirocky et al. (2008) have shown that the comparison of both silicate features is a reliable diagnostic of the dust chemistry and dust geometry around the AGN, distinguishing between smooth and clumpy distributions.

The aim of our article is to find a possible correlation between clumpiness of the circumnuclear dust distribution and AGN type and interaction incidence.

2 THE SAMPLE

The sample of Seyfert galaxies used for this study consists of 19 Sy1 galaxies, three intermediate Seyfert galaxies, and 17 Sy2 galaxies. We selected a subsample from Dultzin-Hacyan et al. (1999), which has been observed by the Infrared Spectrograph on board the *Spitzer* Space Telescope (Werner et al. 2004; Houck et al. 2004). The data we have used were obtained from different *Spitzer* programmes that have different observational goals. Therefore, our sample is not biased towards any particular type of objects with unique characteristics that may affect our conclusions. In Table 1, we present our sample and identify the original *Spitzer* programme from which the data were taken. The sample by Dultzin-Hacyan et al. (1999) was obtained from the catalogue of Lipovetsky, Neizvestny &

Neizvestnaya (1988) and consists of 72 Sy1 galaxies (redshift $0.007 \leq z \leq 0.034$) and 60 Sy2 galaxies ($0.007 \leq z \leq 0.020$). The V/V_{max} test shows that the sample is complete to a level of 92 per cent. In order to avoid Galactic extinction, the objects were selected at high Galactic latitude, $b \geq 40^\circ$. For more details see Dultzin-Hacyan et al. (1999). In this study, the close environment of the galaxies was examined (within $\lesssim 100$ kpc of the projected distance). It was found that the sample of Seyfert 2 galaxies shows an excess of large neighbours ($D_n \geq 10$ kpc) with respect to non-active galaxies, whereas that of Seyfert 1 galaxies does not. The distance distribution of Sy1s is somewhat larger than that of Sy2s. However, the cut-off magnitude used to select similar-mass companions does not bias the selection. We do not consider faint companions. This result was confirmed in a three-dimensional study by Koulouridis et al. (2006a,b). In order to distinguish between physical and projected companions, these authors used a radial velocity separation criterion of $\delta v \lesssim 600 \text{ km s}^{-1}$.

Notice that, for the purpose of studying the environment, in these articles the few intermediate Seyfert galaxies were considered as type 1 or type 2 (those of type 1.5 or lower were included in the Sy1 sample and those with type 1.8 or 1.9 in the Sy2 sample). While the interpretation of intermediate Seyferts of 1.5 or lower is straightforward, as the broad component is strong, in the case of 1.8–1.9 objects their nature is more elusive. Their spectra may arise from a clear view of an intrinsically weak broad-line emission. If this is the case, these very weak broad-line objects would represent the link between type 1 AGNs and *pure* type 2 objects. However, their emission could also reflect scattered radiation from an obscured BLR with standard broad-line emission. In this case, they are type 2 objects. The only way to break this degeneracy is through separate observations to determine the obscuration of the nucleus and/or the line polarization.

Dultzin-Hacyan et al. (1999) estimated the fraction of interacting objects in their samples, which are only projections in the sky using statistical arguments, assuming a Poisson distribution for the field density. While this method is seen to be effective, it does not provide an exact identification of the bona fide physical companions. In order to avoid projected pairs of galaxies in our analysis, in this work we used the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) and the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) to search for the nearest neighbours of each Seyfert within a projected radius of $100 h^{-1}$ kpc, a radial velocity separation $\delta v \lesssim 600 \text{ km s}^{-1}$ and a magnitude limit of $m_B \sim 18.5$. The choice of 100 kpc was justified, as in Dultzin-Hacyan et al. (1999) it was clear that only this close environment was relevant (see their fig. 1). A radial velocity difference $\delta v \lesssim 600 \text{ km s}^{-1}$ was chosen, as it is roughly the mean galaxy pairwise velocity of the Center for Astrophysics Galaxy Catalog (CfA2) as well as the Southern Sky Redshift Survey (SSRS); we note that this difference is about twice the mean pairwise galaxy velocity when clusters of galaxies are excluded (Marzke et al. 1995). This is the same procedure used by Koulouridis et al. (2006a,b), who also carried out their own survey searching for faint physical companions. Our independent search yields results fully consistent with those of these authors.

In addition to our search for physical companions, we also searched for evidence of past mergers in isolated galaxies, using both the literature and direct inspection over the SDSS images (searching for disturbed morphology). Seyfert 1 galaxy NGC 2782 was the only isolated object that showed a highly disturbed morphology, revealing a merger remnant (Torres-Flores et al. 2012, and reference there in). For this reason, we included this object in the sample of interacting Seyfert 1 galaxies. We also verified the

Table 1. Sample of Seyfert galaxies.

Name	<i>Spitzer</i> PID	RA (J2000.0)	Dec.(J2000.0)	m_B	z	Type	Environment
Mrk 590	30572	02 14 34.7	01 13 57	13.81	0.02700	Sy1	Interacting
ESO 548–G81	30745	03 42 03.0	–21 14 25	12.92	0.01148	Sy1	Isolated
NGC 2782	24	09 14 05.6	40 06 54	12.66	0.00854	Sy1	Interacting
1H1142–178	50588	11 45 40.4	–18 27 16	14.70	0.03295	Sy1	Interacting
Mrk 42	30715	11 53 42.1	46 12 42	15.20	0.02469	Sy1	Isolated
UGC 7064	3374	12 04 43.6	31 10 37	15.50	0.01341	Sy1	Interacting
NGC 4235	40936	12 17 09.8	07 11 28	13.20	0.00804	Sy1	Isolated
Mrk 50	50588	12 23 24.1	02 40 44	15.17	0.02300	Sy1	Isolated
IISZ10	20142	13 10 00.0	–10 51 00	15.55	0.03426	Sy1	Isolated
NGC 5077	30256	13 19 31.4	–12 39 24	14.00	0.01341	Sy1	Interacting
UM 614	50588	13 49 00.0	02 20 00	15.70	0.0327	Sy1	Isolated
Mrk 279	666	13 53 03.2	69 18 28	14.50	0.03025	Sy1	Interacting
NGC 5548	30572	14 17 59.5	25 08 09	13.10	0.01717	Sy1	Isolated
Mrk 290	20142	15 35 52.1	57 54 06	15.50	0.03062	Sy1	Isolated
NGC 7172	30572	22 02 02.1	–31 52 11	12.95	0.00859	Sy1	Interacting
Mrk 915	50588	22 36 46.6	–12 32 44	14.82	0.02391	Sy1	Interacting
UGC 12138	3374	22 40 17.0	08 03 12	14.64	0.01718	Sy1	Interacting
NGC 7469	14	23 03 15.5	08 52 24	13.00	0.01618	Sy1	Interacting
NGC 7603	3374	23 18 56.6	00 18 10	14.01	0.02900	Sy1	Interacting
Mrk 744	3374	11 39 42.8	31 54 33	13.50	0.00910	Sy1.8	Interacting
MCG –03–34–064	30323	13 22 24.2	–16 43 44	14.64	0.01718	Sy1.8	Interacting
UGC 1395	3374	01 55 21.9	06 36 45	14.00	0.01726	Sy1.9	Isolated
NGC 0454	50588	01 12 00.0	–55 39 00	14.0	0.01212	Sy2	Interacting
NGC 526A	30572	01 23 54.5	–53 03 54	14.66	0.01910	Sy2	Interacting
Mrk 573	50094	01 43 57.6	02 21 01	14.07	0.01658	Sy2	Isolated
NGC 788	30745	02 01 14.4	–06 49 30	14.87	0.01795	Sy2	Isolated
IC 1816	50588	02 31 51.2	–36 40 14	13.50	0.01360	Sy2	Isolated
ESO 417–G06	50588	02 56 21.5	–32 11 05	13.87	0.01105	Sy2	Interacting
NGC 1358	40936	03 33 39.6	–05 05 18	15.10	0.02066	Sy2	Interacting
NGC 4939	30572	13 04 14.0	–10 20 25	11.99	0.01040	Sy2	Isolated
NGC 5347	30572	13 53 17.8	33 29 24	13.18	0.00796	Sy2	Isolated
NGC 5427	3247	14 03 25.6	–06 01 53	11.93	0.00870	Sy2	Interacting
NGC 5506	86	14 13 14.6	–03 12 29	13.37	0.00585	Sy2	Interacting
Mrk 686	30773	14 37 22.1	36 34 01	13.90	0.01409	Sy2	Isolated
NGC 5953	59	15 34 32.2	15 11 37	13.30	0.00655	Sy2	Interacting
IC 4553	105	15 34 57.1	23 30 07	14.40	0.01812	Sy2	Interacting
IC 5135	30572	21 48 19.5	–34 57 10	13.33	0.01614	Sy2	Isolated
NGC 7682	50588	23 29 03.8	03 31 59	14.30	0.01712	Sy2	Interacting
NGC 7743	40936	23 44 21.3	09 55 56	12.90	0.00440	Sy2	Interacting

Notes. The units of right ascension are hours, minutes and seconds and the units of declination are degrees, arcminutes and arcseconds.

correct Seyfert type classification of our sample. The only special case was the Seyfert galaxy NGC 7172. This object has historically been classified as a Sy2, because of the lack of broad lines in the optical spectrum. However, it has been shown recently that it has a broad component in the Paschen lines (Smajić et al. 2012). Following these authors, we consider this object as an extremely obscured Sy1.

In Table 1 we present the following information: (1) the object names, (2) the *Spitzer* programme identification (PID), (3) and (4) celestial coordinates, (5) B magnitudes, (6) redshifts, (7) type of Seyfert and (8) environment of our final list of AGN galaxies with archival low-resolution spectra from the *Spitzer* IRS.

3 DATA REDUCTION

The IRS observations cover the MIR bandpass from 5.2–38 μm . We downloaded the Basic Calibrated Data (BCDs) with the pipeline version S18.18.0 from the *Spitzer* Science Center (SSC) and we used the *Spitzer* IRS Custom Extraction (*SPICE*) software to extract the

spectra. We used the staring-mode observation. The output of *SPICE* produces one spectrum per order at each nod position; these were combined using an IDL (Interactive Data Language) procedure. For the subtraction of the background sky, we used two nodded observations along the slit of the same order in staring mode, applying standard IRAF routines. We cleaned rogue pixels of the BCDs produced by the *Spitzer* pipeline using the IRSCLEAN software. We scaled the four moduli spectra using the measured flux of the long-wavelength order, which has the widest slit and is the least sensitive to pointing errors. For this purpose we developed an IDL routine, which we also used to combine the spectra and correct the effect of the 14- μm teardrop. To correct the teardrop, the routine examines the excess in the 13.5–15 μm region, which is due to internal reflection. The correction was needed for the majority of the galaxies in our sample.

4 ANALYSIS

In order to calculate the silicate feature strengths, we measured the continuum over three fitting intervals: the short-wavelength interval

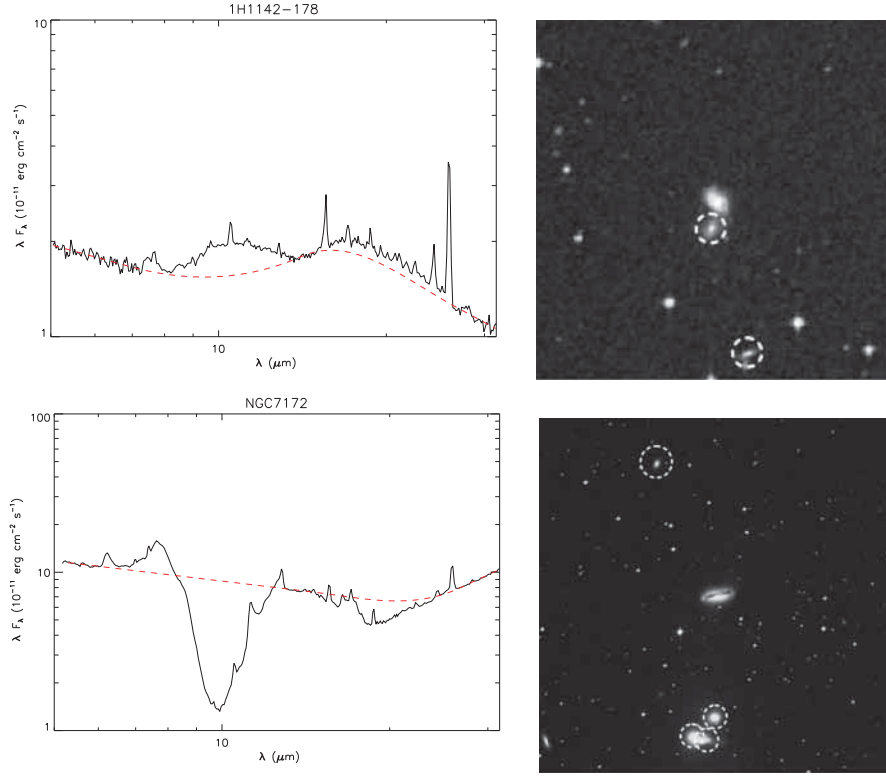


Figure 1. Examples of Sy1 spectra from the Spitzer IRS (black solid lines, left), the continuum-dominated spectrum of 1H1142–178 (top) and the PAH-dominated spectrum of NGC 7172 (bottom). In order to obtain the underlying continuum, we fit a cubic spline (black dashed lines) to measurements over a short-wavelength region, an intermediate interval around 14 μm and a long-wavelength region. Also, this figure shows the NED image of each object (right), with close companions in both cases (white dashed circles).

of 5–7 μm , the intermediate interval (around 14 μm) and the long-wavelength interval of 26.5–31.5 μm . We used a cubic spline in logarithmic space over these fitting regions to determine the full continuum, following the methods suggested by Spoon et al. (2007) and Sirocky et al. (2008). According to these authors, the continuum fitted using a cubic spline resembles within 1 or 2 per cent the emergent continuum spectrum calculated using detailed modelling of synthetic ‘featureless dust’. The above intervals are adequate to fit the featureless continuum, since the dust absorption cross-section peaks around 10 and 18 μm (the well-known silicate features produced by dust). The intermediate interval is crucial to obtain a good fit because the cross-section has a local minimum around 14 μm , where the presence of silicate features is negligible (Thompson et al. 2009).

We developed an IDL routine to obtain the continuum fits and silicate strength measurements. We used three different procedures for three different type of spectra: (1) ‘continuum-dominated spectra’, which show high-ionization emission lines of AGNs and weak PAH emission, (2) ‘PAH-dominated spectra’, showing strong PAH emission, and (3) ‘absorption-dominated’ spectra. Following Sirocky et al. (2008), we considered PAH-dominated spectra when the equivalent width in the 6.2- μm band was $\text{EW}_{6.2} > 0.05 \mu\text{m}$. The majority of Sy2 galaxies have PAH-dominated spectra (60 per cent), whereas the majority of Sy1 galaxies have continuum-dominated spectra (68 per cent). Our results are in agreement with previous works about the link between type 2 AGNs and higher rates of

nuclear star formation inferred by the presence of PAHs (Tielens et al. 2004; Buchanan et al. 2006). We did not find any object with a continuum dominated by absorption.

Fig. 1 shows examples of our fits to the continuum-dominated spectrum of Sy1 galaxy 1H1142–178 and the PAH-dominated spectrum of extremely obscured Sy1 galaxy NGC 7172. Fig. 2 shows the continuum fits for continuum-dominated Sy2 galaxy Mrk 573 and PAH-dominated Sy2 galaxy IC 4553. Both figures show the NED and/or SDSS image of each object. Following (Levenson et al. 2007), we measured the silicate feature strength as

$$S_{\text{sil}} = \ln \frac{F_{\text{obs}}(\lambda)}{F_{\text{cont}}(\lambda)}, \quad (1)$$

where F_{obs} is the observed flux density in the silicate and F_{cont} is the fitted continuum flux density. F_{obs} is based on the local maximum/minimum flux near 10 and 18 μm , where the silicate features are expected. A positive value of the ratio indicates emission and a negative indicates absorption. Table 2 contains silicate feature strengths (S_{10} and S_{18}), peak wavelengths (λ_{10} and λ_{18}) and the dust distribution for our sample. Most Seyfert galaxy spectra show high-excitation lines, such as [O IV] and [Ne V], typical of AGNs (Lutz et al. 2003), as well as low-ionization lines, such as [Ne II] and [S II], which originate in star formation regions. We note that since the [Ne V] emission line is near the intermediate fitting interval around 14 μm , we subtracted this feature before fitting the continuum of this region.

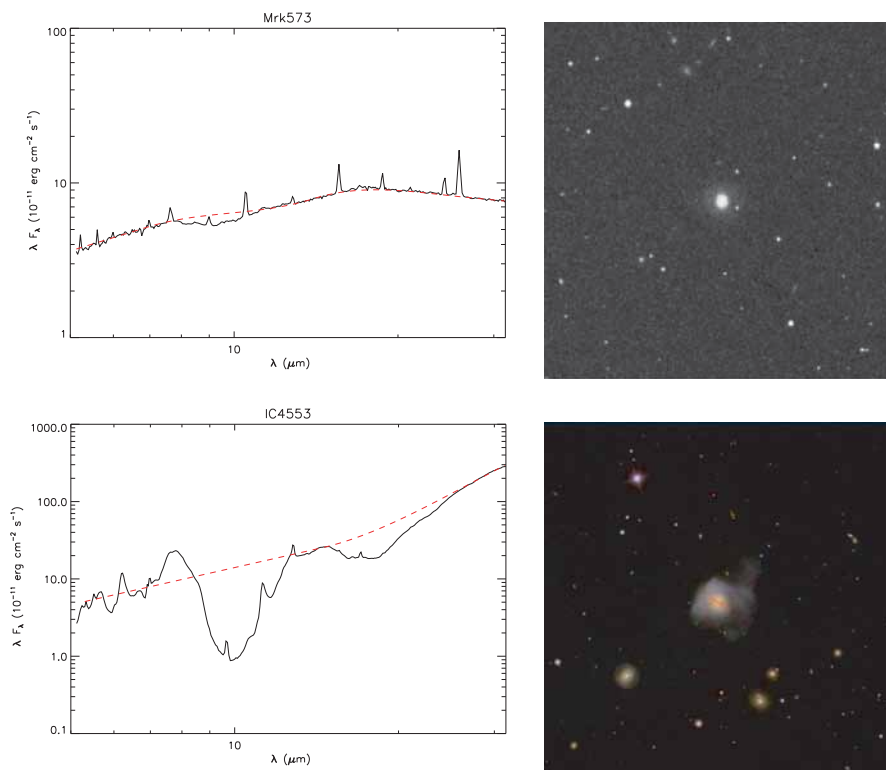


Figure 2. Examples of Sy2 spectra from the Spitzer IRS (black solid lines, left), the continuum-dominated spectrum of Mrk 573 (top) and the PAH-dominated spectrum of IC 4553 (bottom). The continuum fits are denoted by the black dashed lines. Also, this figure shows the NED image of Mrk 573 and SDSS image of IC 4553 (right), with no close companions in both cases.

The main uncertainty in our measurements is the placement of the continuum. However, the error introduced by the uncertainties is small: the systematic differences due to the different assumptions are typically less 10 per cent.

5 RESULTS

For 13 out of 19 Sy1 galaxies, we found the silicate features in emission, albeit weak ($S_{\text{sil}} > 0$). Five objects have silicate absorption at $10 \mu\text{m}$ and emission at $18 \mu\text{m}$. The only object showing strong absorption in both features is NGC 7172. As mentioned in Section 2, this is an extremely absorbed object, the broad lines of which are only seen in the NIR. Although the classification of this galaxy might be cumbersome, it does not affect our results. However, we note that this object is in interaction, which may explain the heavy obscuration and deep absorption silicate features (which indicate a smooth dust distribution, see below). Only three out of 17 Sy2s have both silicate features in emission and only three have both features in absorption. Our results are presented in Fig. 3, where the empty symbols correspond to isolated galaxies and the filled symbols to galaxies with one or more companions. In this plot, the triangles identify Seyfert 1, circles mark Seyfert 2, and squares designate Seyfert 1.8 and Seyfert 1.9 AGNs.

The strength of the two silicate features is highly sensitive to the geometric distribution of the dust. Therefore, we used the ‘feature–feature’ diagram (S_{10} versus S_{18}) proposed by Sirocky et al. (2008) to distinguish smooth distributions from clumpy ones (these two

distributions of dust occupy different regions in the silicate feature plane). Fig. 4 presents the dust-distribution diagnostics of the sample. Our results indicate that the clumpy dust-distribution group contains 13 Sy1 and 8 Sy2, while the smooth dust distribution group contains 6 Sy1 and 12 Sy2.

Considering the environment, we find that all of the isolated Sy1 galaxies have clumpy dust geometric distribution, whereas the Sy1s with a close companion can have either clumpy or smooth dust distributions. In the case of Sy2 galaxies, the results are opposite. Those with one or more companions have mostly smooth dust distributions, whereas for those without companions their dust distribution can be either smooth or clumpy. Fig. 5 shows a histogram where the difference in the dust distribution as a function of environment and Seyfert type can be clearly appreciated.

6 DISCUSSION

Based on IRS/*Spitzer* observations, we have found two different circumnuclear dust geometric distributions in our sample of Seyfert galaxies. From Fig. 5, it is clear that Sy2s and Sy1s have somewhat different dust distributions. Overall, Seyfert 1 galaxies tend to have clumpy dust distributions, whereas the dust distributions of Sy2s are more evenly distributed between smooth and clumpy. This result is in agreement with those by Sirocky et al. (2008).

In terms of the environment also, there are striking differences in the dust distributions. Only nine out of 23 interacting galaxies have clumpy dust. On the other hand, only four out of 16 isolated Seyferts

Table 2. Spectral measurements.

Galaxy	S_{10}	λ_{10}	S_{18}	λ_{18}	Type	PAH-dominated	Dust distribution
Mrk 590	0.18	10.4	0.08	17.5	Sy1	No	Clumpy
ESO 548–G81	0.31	10.7	0.17	18.0	Sy1	No	Clumpy
NGC 2782	−0.33	9.7	0.20	17.1	Sy1	Yes	Smooth
IH1142–178	0.23	10.7	0.10	17.2	Sy1	No	Clumpy
Mrk 42	−0.08	9.6	0.11	17.2	Sy1	Yes	Clumpy
UGC 7064	−0.20	9.3	0.13	17.1	Sy1	Yes	Smooth
NGC 4235	0.34	12.6	0.24	16.9	Sy1	No	Clumpy
Mrk 50	0.24	10.8	0.37	18.3	Sy1	No	Clumpy
IISZ10	0.21	11.0	0.12	18.6	Sy1	No	Clumpy
NGC 5077	0.22	11.0	0.31	17.1	Sy1	No	Smooth
UM 614	0.17	10.7	0.16	17.2	Sy1	No	Clumpy
Mrk 279	0.14	11.1	0.03	18.3	Sy1	No	Clumpy
NGC 5548	0.14	11.4	0.06	17.2	Sy1	No	Clumpy
Mrk 290	0.20	11.0	0.09	18.1	Sy1	No	Clumpy
NGC 7172	−1.84	9.8	−0.29	18.6	Sy1	Yes	Smooth
Mrk 915	0.05	10.4	0.27	17.1	Sy1	No	Clumpy
UGC 12138	−0.18	9.5	0.14	17.1	Sy1	Yes	Smooth
NGC 7469	−0.16	9.7	0.12	17.2	Sy1	Yes	Smooth
NGC 7603	0.16	11.7	0.13	17.1	Sy1	No	Clumpy
Mrk 744	−0.12	9.7	0.24	17.5	Sy1.8	Yes	Smooth
MCG −03–34–064	−0.22	9.5	0.05	17.0	Sy1.8	No	Clumpy
UGC 1395	−0.34	9.5	0.18	17.2	Sy1.9	Yes	Smooth
NGC 0454	−0.57	9.9	0.06	16.7	Sy2	Yes	Smooth
NGC 526A	0.15	11.3	0.08	18.9	Sy2	No	Clumpy
Mrk 573	−0.10	9.4	0.04	17.2	Sy2	No	Clumpy
NGC 788	−0.08	9.5	0.02	20.5	Sy2	No	Clumpy
IC 1816	−0.42	9.3	0.08	17.2	Sy2	Yes	Smooth
ESO 417–G06	−0.27	9.3	0.18	17.2	Sy2	No	Smooth
NGC 1358	−0.30	9.5	0.00	17.1	Sy2	Yes	Clumpy
NGC 4939	0.30	10.6	0.00	18.0	Sy2	No	Clumpy
NGC 5347	−0.22	9.4	−0.04	18.8	Sy2	No	Clumpy
NGC 5427	−0.12	10.3	0.30	17.6	Sy2	Yes	Smooth
NGC 5506	−0.84	9.8	−0.08	19.5	Sy2	Yes	Smooth
Mrk 686	−0.27	9.73	0.23	17.4	Sy2	No	Smooth
NGC 5953	−0.09	10.1	0.23	17.2	Sy2	Yes	Smooth
IC 4553	−2.78	9.9	−0.87	18.4	Sy2	Yes	Smooth
IC 5135	−0.57	9.8	0.11	17.1	Sy2	Yes	Smooth
NGC 7682	0.05	10.2	0.19	17.2	Sy2	Yes	Clumpy
NGC 7743	−0.29	9.3	0.32	17.1	Sy2	Yes	Smooth

have smooth distributions. Furthermore, there is a clear convolution between the interaction, Seyfert type and dust distribution. This is clear from Fig. 5, where it can be observed that all isolated Sy1 galaxies have clumpy dust distributions, whereas the Sy1s with at least one close companion can equally likely have clumpy or smooth dust distributions. In contrast, two-thirds of Sy2s with one or more close neighbours have smooth distributions, whereas isolated Sy2s have clumpy or smooth dust distributions.

How can the environment influence the dust distribution and the Seyfert type? The presence of a close neighbour may produce a tidal perturbation that in turn may induce a steady inflow of gas and dust into the nuclear region. This flow of material towards the centre will have a smooth dust geometry, which explains why the majority of interacting Seyferts have smooth dust distributions. There are, of course, other possible non-axisymmetrical tidal perturbations that can induce such inflow. This may explain the fact that some isolated galaxies also have smooth dust distributions.

Our findings can be easily explained in terms of the well-known evolutionary sequence suggested for Seyferts (Krongold et al. 2002, 2003, and references therein) and outlined as follows:

Interaction \implies Starburst \rightarrow Seyfert2 \rightarrow Seyfert1.

In this scheme, the interaction is responsible for driving the gas towards the centre and this inflow ignites star formation activity (Ellison et al. 2010) and feeds the supermassive black hole. At this stage, the dust covering factor of the AGN is nearly 1 and a smooth dust distribution is expected. As the starburst dies off, an initial composite Seyfert 2 + starburst nucleus evolves into an obscured Seyfert galaxy, which could be seen as Sy1 or Sy2 depending on the covering factor of the dust torus as well as the orientation (assuming there is indeed a broad-line region, which is not always the case). The nucleus would be observed with an older stellar population (Boisson et al. 2000). Thus, in this scenario, inclination/obscuration effects are indeed present, but only during the last phase of the above evolutionary sequence (see also Koulouridis et al. 2006a, 2007). The scenario is further supported by other works, which show that recent circumnuclear star-forming regions are present more frequently in type 2 than in type 1 AGNs (Maiolino et al. 1997; Gu et al. 2001; Coldwell et al. 2009). Recent studies by Castro et al. (2014) also support it, at least for low-luminosity AGNs. The sequence has also been observed for low-ionization nuclear emission-line region galaxies (LINERs) (Krongold et al. 2003), ultraluminous infrared galaxies (ULIRGs) and quasars (e.g. Haas et al. 2003; Fiore et al. 2008), suggesting

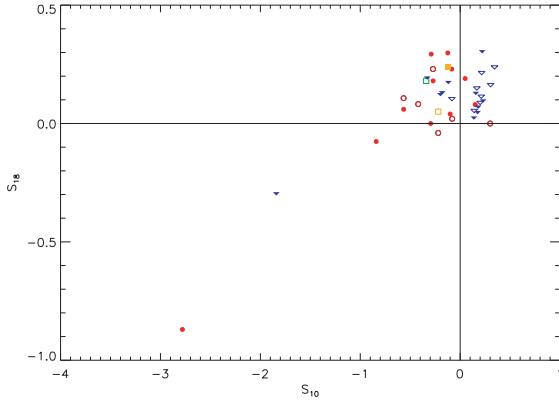


Figure 3. Measured strengths of the 10- and 18- μm silicate features (S_{10} versus S_{18}). For 13 out of 19 Sy1 galaxies, we found the silicate features in emission, albeit weak ($S_{\text{sil}} > 0$). Only three out of 17 Sy2s have both silicate features in emission and only three have both features in absorption. Positive strength indicates emission ($S_{\text{sil}} > 0$) and negative strength indicates absorption ($S_{\text{sil}} < 0$). The triangles identify Seyfert 1, circles mark Seyfert 2, and squares designate Seyfert 1.8 and Seyfert 1.9 AGNs. The empty symbols are isolated galaxies and the fill symbols are galaxies with one or more companions.

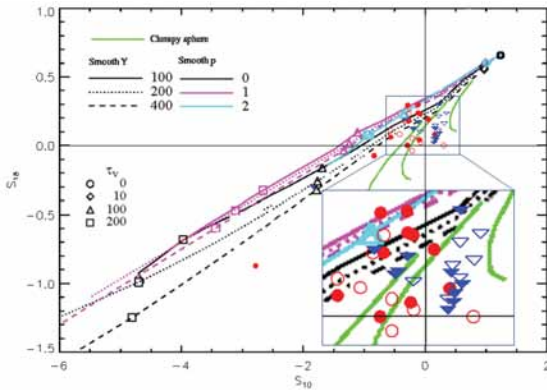


Figure 4. The ‘feature–feature’ diagnostic diagram of our Seyfert galaxies sample. This diagram shows the numerical simulation of silicate feature strengths around 10 and 18 μm using a spherical shell distribution of dust, cool and oxygen-rich silicates (OHMc) (Ossenkopf, Henning & Mathis 1992), computed by Sirocky et al. (2008). For clumpy models, each track represents the mean number of clouds N_0 along the line of sight ($N_0 = 1, 3$ and 5 from upper right to lower left, respectively), with $Y = 30$, which is the shell thickness, and $p = 0$, where the radial density profile is proportional to r^{-p} . For smooth models, the line style shows different shell thickness, Y , and the colour shows the radial density profile, p . Black open symbols indicate total optical depth τ_v . For our sample of galaxies, we used triangles to identify Seyfert 1 AGNs and circles to identify Seyfert 2 AGNs. The empty symbols are isolated galaxies and the fill symbols are galaxies with one or more companions.

that it is luminosity-independent. Further evidence in favour of this sequence is found in Villarroel, Korn & Matsuoka (2012), Kolatschny, Reichstein & Zetzl (2012) and Koulouridis et al. (2013). The evolutionary scheme can also explain the high frequency of starbursts and Sy 2 nuclei observed in close interacting systems, as well as the lack of type 1 nuclei (e.g. González et al. 2008) for interacting pairs and compact groups (Martínez et al. 2008; Bitsakis et al. 2010).

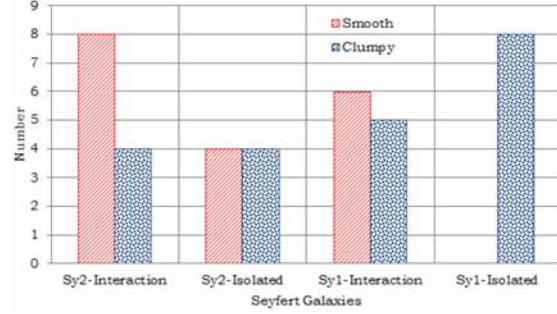


Figure 5. Histogram of our sample of Seyfert galaxies in interaction and non-interaction and their geometric distribution of dust. From this histogram it is clear that all of the isolated Sy1 galaxies have clumpy dust distributions, whereas the Sy1s with at least one close companion can have either clumpy or smooth dust distributions. In contrast, two-thirds of Sy2s with one or more close neighbours have smooth distributions, whereas isolated Sy2s have equal numbers of clumpy or smooth dust distributions.

The torus covering factor changes along the proposed evolutionary sequence. In the early stages, if an AGN exists, it is obscured from all or most lines of sight. As the SB evolves, the dust inflow decreases, its distribution flattens (Haas et al. 2003) so that more of the sky – as seen from the central engine – is uncovered and the covering factor diminishes. Thus the probability of detecting the AGN increases over time.

According to Elitzur (2012), increased clumpiness of the dust over time would enable this, because when the dust distribution becomes more patchy it becomes easier to detect the AGN. This ‘realistic unification’ (Elitzur 2012) takes the clumpiness of the torus into account and suggests that there is a smooth distribution in its covering factor. Type 2 AGN are more likely to be drawn from the higher end distribution of the dust covering factor and this suggestion has received some observational support (e.g. Ramos Almeida et al. 2009, 2011).

Our evolutionary scenario is compatible with this ‘realistic unification’. At early stages, most objects will be type 2s and the probability of observing the interacting neighbour is high. Then both types 1 and 2 may be found, depending on orientation (‘unification stage’). At the later stage, we see mostly type 1 objects, because it becomes easier to detect the BLR. Also at this later stage, the probability of seeing the companion has diminished, because the companion has either fled away or merged, leaving no trace of the process.

7 CONCLUSION

We have analysed a sample of Sy1 and Sy2 galaxies, both isolated and in interaction, observed by *Spitzer*. We found that all of the isolated Sy1s have clumpy dust distributions, while the interacting Sy1s have both clumpy and smooth dust distributions. On the other hand, the dust distributions of isolated Sy2s can be either smooth or clumpy, whereas the majority of interacting Sy2s have smooth dust distributions. This indicates a connection between the presence of a close companion and the distribution of the circumnuclear dust in Seyfert galaxies. These findings can easily be explained in the context of an evolutionary sequence for Seyfert galaxies (Krongold et al. 2002, 2003), as explained in the discussion. This sequence is also observed at higher luminosities (Sanders et al. 1988a,b; Haas et al. 2003; Fiore et al. 2008), from mergers to ULIRGs to quasars,

and suggests that the dust distribution is strongly influenced by gravitational interactions.

ACKNOWLEDGEMENTS

SMC acknowledges a graduate student scholarship from CONACYT. DD acknowledges support from grant IN107313 from PAPIIT, UNAM. This work is based on observations made with the *Spitzer Space Telescope* and has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database, both of which are operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contracts with NASA. Funding for the SDSS and SDSS-II has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the U.S. Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society, and the Higher Education Funding Council for England. The SDSS Web Site is <http://www.sdss.org/>.

The SDSS is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions. The Participating Institutions are the American Museum of Natural History, Astrophysical Institute Potsdam, University of Basel, University of Cambridge, Case Western Reserve University, University of Chicago, Drexel University, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, Johns Hopkins University, the Joint Institute for Nuclear Astrophysics, the Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, the Korean Scientist Group, the Chinese Academy of Sciences (LAMOST), Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy (MPIA), the Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, Ohio State University, University of Pittsburgh, University of Portsmouth, Princeton University, the United States Naval Observatory, and the University of Washington.

REFERENCES

Antonucci R., 1993, *ARA&A*, 31, 473
 Antonucci R. R. J., Miller J. S., 1985, *ApJ*, 297, 621
 Bianchi S., Corral A., Panessa F., Barcons X., Matt G., Bassani L., Carrera F. J., Jiménez-Bailón E., 2008, *MNRAS*, 385, 195
 Bitsakis T., Charmandaris V., Le Floc’h E., Díaz-Santos T., Slater S. K., Xilouris E., Haynes M. P., 2010, *A&A*, 517, A75
 Boisson C., Joly M., Moultaqa J., Pelat D., Serote Roos M., 2000, *A&A*, 357, 850
 Brightman M., Nandra K., 2008, *MNRAS*, 390, 1241
 Buchanan C. L., Gallimore J. F., O’Dea C. P., Baum S. A., Axon D. J., Robinson A., Elitzur M., Elvis M., 2006, *AJ*, 132, 401
 Cid Fernandes R., Heckman T., Schmitt H., González Delgado R. M., Storchi-Bergmann T., 2001, *ApJ*, 558, 81
 Coldwell G. V., Lambas D. G., Söchtig I. K., Gurovich S., 2009, *MNRAS*, 399, 88
 Dultzin-Hacyan D., Benitez E., 1994, *A&A*, 291, 720
 Dultzin-Hacyan D., Ruano C., 1996, *A&A*, 305, 719
 Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Fuentes-Guridi I., Marziani P., 1999, *ApJ*, 513, L111
 Efsthathiou A., Rowan-Robinson M., 1995, *MNRAS*, 273, 649
 Elitzur M., 2008, *Mem. Soc. Astron. Ital.*, 79, 1124
 Elitzur M., 2012, *ApJ*, 747, LL33
 Ellison S. L., Patton D. R., Simard L., McConnachie A. W., Baldry I. K., Mendel J. T., 2010, *MNRAS*, 407, 1514
 Fiore F. et al., 2008, *ApJ*, 672, 94
 González J. J., Krongold Y., Dultzin D., Hernández-Toledo H. M., Huerta E. M., Olguín L., Marziani P., Cruz-González I., 2008, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 32, 170

Gonzalez-Delgado R. M., Perez E., 1993, *Ap&SS*, 205, 127
 Granato G. L., Danese L., 1994, *MNRAS*, 268, 235
 Gu Q., Maiolino R., Dultzin-Hacyan D., 2001, *A&A*, 366, 765
 Haas M. et al., 2003, *A&A*, 402, 87
 Houck J. R. et al., 2004, *ApJS*, 154, 18
 Imanishi M., Wada K., 2004, *ApJ*, 617, 214
 Knacke R. F., Thomson R. K., 1973, *PASP*, 85, 341
 Kollatschny W., Reichstein A., Zetzl M., 2012, *A&A*, 548, A37
 Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Goudis C., 2006a, *ApJ*, 639, 37
 Koulouridis E., Chavushyan V., Plionis M., Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., 2006b, *ApJ*, 651, 93
 Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Goudis C., 2007, *ApJ*, 657, 642
 Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin D., Krongold Y., Georgantopoulos I., León-Tavares J., 2013, *A&A*, 552, A135
 Krolik J. H., Begelman M. C., 1988, *ApJ*, 329, 702
 Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., 2002, *ApJ*, 572, 169
 Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., de Diego J. A., 2003, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 39, 225
 Levenson N. A., Sirocky M. M., Hao L., Spoon H. W. W., Marshall J. A., Elitzur M., Houck J. R., 2007, *ApJ*, 654, L45
 Lipovetsky V. A., Neizvestny S. I., Neizvestnaya O. M., 1988, *Soobshcheniya Spetsial’noj Astrofizicheskoy Observatorii*, 55, 5
 Lutz D., Sturm E., Genzel R., Spoon H. W. W., Moorwood A. F. M., Netzer H., Sternberg A., 2003, *A&A*, 409, 867
 Maiolino R., Rieke G. H., 1995, *ApJ*, 454, 95
 Maiolino R., Ruiz M., Rieke G. H., Papadopoulos P., 1997, *ApJ*, 485, 552
 Martínez M. A., Del Olmo A., Coziol R., Perea J., 2008, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 32, 164
 Marzke R. O., Geller M. J., da Costa L. N., Huchra J. P., 1995, *AJ*, 110, 477
 Nenkova M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2002, *ApJ*, 570, L9
 Nenkova M., Sirocky M. M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008a, *ApJ*, 685, 147
 Nenkova M., Sirocky M. M., Nikutta R., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008b, *ApJ*, 685, 160
 Nicastro F., 2000, *ApJ*, 530, L65
 Ossenkopf V., Henning T., Mathis J. S., 1992, *A&A*, 261, 567
 Pier E. A., Krolik J. H., 1992, *ApJ*, 401, 99
 Pier E. A., Krolik J. H., 1993, *ApJ*, 418, 673
 Ramos Almeida C. et al., 2009, *ApJ*, 702, 1127
 Ramos Almeida C. et al., 2011, *ApJ*, 731, 92
 Rowan-Robinson M., 1995, *MNRAS*, 272, 737
 Sanders D. B., Soifer B. T., Elias J. H., Madore B. F., Matthews K., Neugebauer G., Scoville N. Z., 1988a, *ApJ*, 325, 74
 Sanders D. B., Soifer B. T., Elias J. H., Neugebauer G., Matthews K., 1988b, *ApJ*, 328, L35
 Shu X.-W., Wang J.-X., Jiang P., 2008, *Chin. J. Astron. Astrophys.*, 8, 204
 Sirocky M. M., Levenson N. A., Elitzur M., Spoon H. W. W., Armus L., 2008, *ApJ*, 678, 729
 Smajić S., Fischer S., Zuther J., Eckart A., 2012, *A&A*, 544, A105
 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
 Thompson G. D., Levenson N. A., Uddin S. A., Sirocky M. M., 2009, *ApJ*, 697, 182
 Tielens A. G. G. M., Peeters E., Bakes E. L. O., Spoon H. W. W., Hony S., 2004, in Johnstone D., Adams F. C., Lin D. N. C., Neufeld D. A., Ostriker E. C., eds, *ASP Conf. Proc. Vol. 323, Star Formation in the Interstellar Medium: In Honor of David Hollenbach*, Chris McKee and Frank Shu. *Astron. Soc. Pac.*, San Francisco, p. 135
 Torres-Flores S., de Oliveira C. M., de Mello D. F., Scarano S., Urrutia-Viscarra F., 2012, *MNRAS*, 421, 3612
 Tran H. D., 2001, *ApJ*, 554, L19
 Tran H. D., 2003, *ApJ*, 583, 632
 Villarroel B., Korn A., Matsuoka Y., 2012, preprint ([arXiv:1211.0528](https://arxiv.org/abs/1211.0528))
 Werner M. W. et al., 2004, *ApJS*, 154, 1

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

Capítulo 6

Actividad Nuclear Inducida en Pares de Galaxias con Diferentes Morfologías (E+E), (E+S) and (S+S).

De los resultados del capítulo anterior encontramos que la interacción puede jugar un papel muy importante en el proceso evolutivo de las galaxias activas. En este artículo analizamos la incidencia de actividad nuclear en pares aislados de galaxias.

Analizamos 385 espectros del SDSS (DR7) (por sus siglas en inglés de *Sloan Digital Sky Survey Data Release 7*) pertenecientes al catálogo de Karachentsev de pares aislados de galaxias (CPG). Los espectros corresponden a pares físicos de galaxias (E+E), (E+S) y (S+S), definido por velocidades de recesión $V \leq 1200 \text{ km s}^{-1}$ y una separación de pares $\leq 100 \text{ kpc}$. Buscamos la incidencia de actividad nuclear térmica (starburst) y no térmica (AGN). Después de una cuidadosa extracción del espectro nuclear y de utilizar diagramas de diagnóstico, encontramos que la incidencia de actividad AGN es de 48 % en las galaxias pares con líneas de emisión y 40 % para la muestra total (en comparación con $\sim 43 \%$ y 41% respectivamente, en una muestra de galaxias aisladas). Estos resultados permanecen después de la disección de los efectos del tipo morfológico y la masa estelar galáctica (con sólo un pequeño, no significativo, aumento de la fracción de AGN en pares

de objetos). Esto sugiere que las interacciones débiles no son necesarias o suficientes para desencadenar AGN de baja luminosidad. Dado que la fracción de AGN es predominante en galaxias esféricas y espirales tempranas, el papel de un bulbo es esencial para desencadenar actividad nuclear. El resultado más sorprendente es que las galaxias tipo 1 están casi ausentes de la muestra de AGN. Este resultado está en conflicto con la versión más simple del denominado Modelo Unificado, y sugiere que las altas tasas de acreción son esenciales para formar la región de línea anchas en las galaxias activas.

Artículo enviado a la revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* y en proceso de revisión.

Induced nuclear activity in galaxy pairs with different morphologies (E+E), (E+S) and (S+S).

Francisco J. Hernández-Ibarra^{1*}, Yair Krongold¹, Deborah Dultzin¹,
Ascensión del Olmo², Jaime Perea², Jesús González¹ and Sandro Mendoza-Castrejón¹

¹*Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 70-264, 04510 México DF, México.*

²*Instituto de Astrofísica de Andalucía (C.S.I.C.) Apartado 3004, 18080 Granada, Spain.*

ABSTRACT

We analysed 385 galactic spectra from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 7 (SDSS-DR7) that belong to the catalog of isolated pairs of galaxies by Karachentsev. The spectra corresponds to physical pairs of galaxies as defined by $V \leq 1200$ Km/s and a pair separation ≤ 100 kpc. We search for the incidence of nuclear activity, both thermal (Starburst) and non-thermal -Active Galactic Nuclei (AGN)-. After a careful extraction of the nuclear spectra, we use diagnostic diagrams and find that the incidence of AGN activity is 48 % in the paired galaxies with emission lines and 40% for the total sample (as compared to ~ 43 % and 41% respectively in a sample of isolated galaxies). These results remain after dissecting the effects of morphological type and galactic stellar mass (with only a small, non significant, enhancement of the AGN fraction in pairs of objects). These suggest that weak interactions are not necessary or sufficient to trigger low-luminosity AGN. Since the fraction of AGN is predominant in spherical galaxies and early spirals, the role of a bulge is essential for the triggering of nuclear activity. The most striking result is that type 1 galaxies are almost absent from the AGN sample. This result is in conflict with the simplest version of the so called Unified Model, and suggests that high accretion rates are essential to form the Broad Line Region in active galaxies.

Key words: galaxies: active - galaxies: evolution - galaxies: interactions

1 INTRODUCTION

One of the outstanding problems in the understanding of the Active Galactic Nuclei (AGN) phenomenon is the feeding processes of the central Supermassive Black Hole (SMBH). The gas fueling may be driven from extragalactic to galactic, and further to nuclear scales. The main proposed mechanism to induce gas inflow to the centre of galaxies, on the extragalactic and galactic scales, consists primarily of interactions with other galaxies (Barnes & Hernquist 1992; Hopkins et al. 2005; Springel, Di Matteo, & Hernquist 2005; Cox et al. 2008; Ellison et al. 2008; Knapen & James 2009). In this paper we address observational evidence of the role of gravitational interactions in inducing nuclear activity. In the past 20 years several efforts have focused in the study of the environment of AGN, in an attempt to elucidate this question from an observational point of view. Most of the investigations have dealt with samples of Seyfert galaxies, because these are the closest clearly non-thermal dominated active nuclei. Low Ionization Nuclear Emission Regions (LINERs) are

easy to observe, however, the nature of the dominating emission mechanism is not yet debated (Krongold et al. 2003; González-Martín et al. 2007; González-Martín et al. 2015). Starburst phenomena (particularly circumnuclear) have also been included as a type (and/or part) of activity. The first authors to propose a Starburst-AGN connection were Perry & Dyson (1985). An excellent review on this topic can be found in Storchi-Bergmann (2008).

The first studies of the extragalactic influence on AGN, were devoted to investigate the difference in the environment between active and non-active galaxies, without distinguishing activity type, (Dahari 1984, 1985). But soon it became clear that it was necessary to distinguish between type 1 and type 2 AGN (and even Starburst or enhanced Star Forming activity). More recently, the importance of making a difference between close and large scale environment has become clear. Seminal studies were affected by the lack of clear sample definitions, statistical biases and also biases introduced by sample selection effects. All these methodological problems yielded contradictory results that can be found in the literature for over more than 20 years from Stauffer (1982b,a) to Koulouridis et al. (2013). One of the first

* E-mail:hibarra@astro.unam.mx

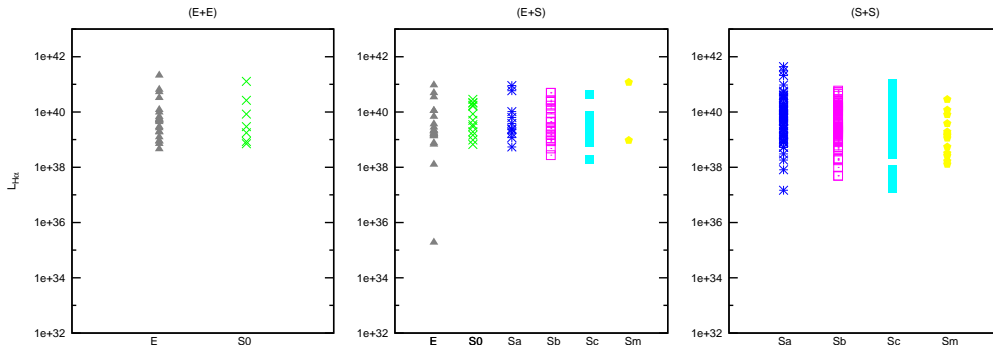


Figure 1. Morphological distribution of $H\alpha$ luminosity for: left; (E+E) sample, middle; (E+S) sample and right; (S+S) sample. Mean values of AGN $H\alpha$ luminosity for the three samples are $L_{H\alpha} = 2.28 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$, $L_{H\alpha} = 2.92 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ and $L_{H\alpha} = 1.44 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ respectively.

discussions of these effects is given in Dultzin-Hacyan et al. (1999) hereafter DH99, and a detailed account of these different results is reviewed and analyzed by Sorrentino et al. (2006).

As more refined studies have been performed, it has become clear that Seyfert 2 galaxies are in interaction with the same frequency than Star-Forming Galaxies (SFG) (Krongold et al. 2001; Storchi-Bergmann 2008), while Seyfert 1 galaxies are in interaction less frequently. Seyfert 1s are found with close companions comparably as often as non-active galaxies (Krongold et al. 2002, DH99). The most recent studies confirm these findings considering only physical companions, i.e. not only from statistical considerations, but from actual measurements of radial velocities for the neighboring galaxies (Koulouridis et al. 2006a,b). From a statistical point of view, Sorrentino et al. (2006) have made the comparison of the environment of AGN, SFG and normal galaxies, for a complete sample of 1829 Seyfert galaxies (725 Sy1 and 1104 Sy2) and 6061 SFG from the Fourth Data Release (DR4) of the SDSS. This study fully confirms the results found by DH99 and by Koulouridis et al. (2006a,b). The authors state that for close systems (≤ 100 kpc) they find a higher fraction of Sy2 compared to Sy1 in agreement with DH99, moreover, the frequency of Sy2 is similar to that of SFGs. The most recent confirmation of this result comes from Villarroel & Korn (2014). At large scales however, there is no strong evidence of a denser environment for AGN compared to “normal” galaxies, in agreement with Schmitt (2001) and Koulouridis et al. (2006a). Any difference in the large-scale environment of Sy2 and Sy1 is more related to the morphological type of the host rather than to activity (see also Márquez & Masegosa 2008).

In all of the above analysis the environment of well defined samples of active vs. non-active galaxies were compared. In the present paper we adopt a complementary approach. We study the incidence of nuclear activity in a well defined sample of interacting galaxies. We focus on the sample of the Catalogue of Isolated Pairs in the Northern Hemisphere (Karachentsev 1972). In order to quantify the incidence of nuclear activity the pairs of our sample, we distinguish three morphological pairs; 1) Elliptical plus Elliptical pair (E+E) considering galaxies with spheroidal morphol-

ogy S0, 2) Elliptical plus Spiral pair (E+S) and 3) Spiral plus Spiral pair (S+S)

Galaxies in elliptical pairs (E+E) have shown an enhancement on the level of recent star formation relative to a control sample of early-type galaxies (Rogers et al. 2009). After a first stage of an encounter that triggers residual star formation, a more efficient inflow of gas towards the centre may switch the object to an AGN phase. Thus the possibility that external perturbations may enhance the frequency of nuclear activity among galaxies has been suggested by previous studies (Dultzin-Hacyan et al. 1999; Krongold et al. 2002, 2003; Rogers et al. 2009; Ellison et al. 2011; Villforth, Sarajedini, & Koekemoer 2012; Liu et al. 2012) and supported later by mid-IR spectroscopy (e.g. Mendoza-Castrejón et al. 2015).

Martínez et al. (2008, 2010) studied such as compact groups of galaxies, consisting of more than 4 galaxies with very high local densities in an isolated large scale environment, a higher frequency of nuclear activity is observed for 270 galaxies in 64 Hickson compact groups, it is found that among the emission line galaxies (63% of the whole sample), 45% show a pure AGN, 23% have a composite spectrum and 32% show nuclear star formation. In all cases, the nuclear activity is manifested as low luminosity AGN and there is a statistically significant deficiency of type 1 AGN as compared to field galaxies. Bitsakis et al. (2015) study the evolution of the nuclear activity and how it has been affected by the dense environment of the groups. Their analysis is based on the largest multiwavelength compact group sample to-date. They observe a 15% increase on the number of the AGN-hosting late-type galaxies found in dynamically old groups, over the past 3 Gyr, accompanied by the corresponding decrease of their circumnuclear star formation. These authors also show that at any given stellar mass, galaxies found in dynamically old groups are more likely to host an AGN.

When going to richer environments such as clusters of galaxies, the AGN fraction decreases but the results depend on the methods to search for them. In X-rays, AGNs are detected in a very low proportion ($\sim 5\text{-}8\%$; Martini, Mulchaey, & Kelson 2007) and apparently the fraction grows at higher redshift and AGN luminosity (Martini et al. 2013). In the optical Popesso & Biviano (2006) found a proportion of 15

to 21% of LLAGNs, analysing SDSS spectroscopy of 324 nearby clusters. They report a clear increasing trend of the AGN fraction as the cluster velocity dispersion decreases and the merging rate increases. All these richness of results clearly indicates that in order to elucidate the exact effect of interactions on triggering AGN, it is mandatory to go to systems such as isolated pairs of galaxies, where the effects of single galaxy-galaxy interactions (and the lack of further perturbations) can provide a clear answer.

Mixed galaxy pairs (E+S) are a unique laboratory to study the effect of tidal forces in triggering nuclear activity because they are relatively simple systems where a gas rich galaxy interacts with a gas poor one. In such systems a clean interpretation of the origin and evolution of the fueling material is possible. Mixed pairs minimize the role of the relative orientation and pair component spin vectors, in driving interaction-induced effects (Keel 1993). Since the late-type spiral component is the primary source of gas in a mixed pair, it is therefore expected to be the site of all or most star formation and nuclear activity, although recent results have shown evidence of star formation and AGN activity in a non-negligible fraction of the early type components of the pairs (de Mello et al. 1995, 1996; Domingue et al. 2005, based on IRAS data). The presence of AGN activity on the early type components can be directly confirmed by means of spectroscopic data (Dultzin et al. 2008; Coziol et al. 2011; Sabater et al. 2012).

Previous studies, based on spiral-spiral pairs (S+S), have shown that starburst and possibly AGN activity in galaxies may be triggered by interactions. Kennicutt & Keel (1984) studied a sample of 56 nearby spirals in pairs vs. a control sample of 86 non-interacting galaxies, and found that interactions induce an enhancement of the level of nuclear activity. Furthermore, they also found a significant fraction of Seyfert or Seyfert-like type nuclei. However, these studies have searched for activity without distinguishing between thermal (starburst, hereafter SB) and non-thermal (properly an AGN) activity. Thus they have not addressed the incidence of type 1 vs. type 2 AGN in pairs of galaxies.

In this work, we study the incidence of nuclear activity in a well isolated sample of galaxy pairs. Host spectra galaxy extraction and line emission measurements have been performed systematically in order to make a good quantification of data. We define the activity type of AGN and separate between Seyfert and LINER nuclei.

In the following section we present the sample and data analysis (§2), where an optical classification by diagnostic diagrams is performed. On §3 we present our results on the incidence of nuclear activity. Discussion takes place on §4. On section 5 we present the final conclusions of this work. Throughout the paper, we compare our results on pairs of galaxies, with those of a rigorously defined sample of isolated galaxies (results by our group: Hernández-Ibarra et al. 2013, hereafter H-I13). The methods and analysis between H-I13 and this work are fully self-consistent, which warrants a direct and reliable comparison. H-I13 analyze to different samples of isolated galaxies. Throughout the paper we compare with the results over the sample defined with the catalogue of isolated galaxies (CIG; Karachentseva 1972), for which we obtain more reliable results (as discussed in H-I13).

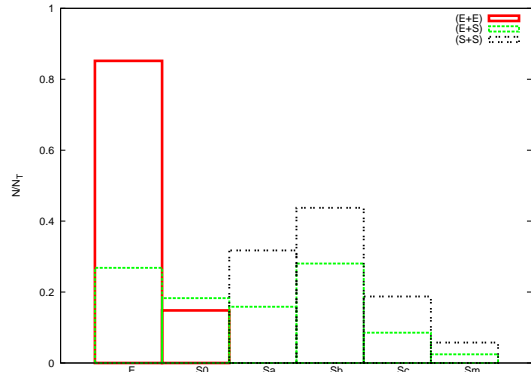


Figure 2. Morphological distribution of galaxies in elliptical, mixed and spiral pairs. Continuous red line correspond to (E+E) pair sample, green dashed line to (E+S) and black dotted line to (S+S) pair samples.

2 SAMPLE AND DATA ANALYSIS

This study is based on the Catalog of Isolated Pairs of galaxies (Karachentsev 1972, CPG) that contains nearly 600 galaxy pairs. The catalogue is based on a visual search of the Palomar Sky Survey with $\delta \geq -3^\circ$. The majority of the objects have high galactic latitude $b \geq 20^\circ$ (in order to avoid galactic extinction) and magnitude limit $m_{Zw} \leq 15.7$. Karachentsev (1972) used a strong pair-isolation criterion in terms of the apparent angular separation between pairs (≤ 100 Kpc). The criteria used to build the CPG can be resumed by the following relations:

$$\frac{x_{ij}}{x_{12}} \geq \frac{5a_i}{a_j}; \quad 0.5a_j \leq a_i \leq 4a_j \quad (1)$$

where $j = 1, 2$ correspond to the pair components and i is the nearest neighbour, a represents the major-axis diameter and x the apparent separation. The overall completeness of this catalogue has been estimated in $\sim 90\%$ (Hernández Toledo et al. 1999).

We obtain all the available spectra for our sample from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 7 (SDSS-DR7) (Abazajian et al. 2009). The spectra have a wavelength coverage from 3800-9200Å and a resolution of 1800-2200 with a signal-noise >4 per pixel at $g=20.2$. We find that 99% of the objects in our sample have a r -magnitude brighter than the SDSS spectroscopic limit ($r = 17.77$), thus our sample has a high completeness. The sample consists of 385 galaxies. A visual inspection was performed for all galaxies to confirm the morphological classification according to NED, SIMBAB and HYPERLEDA. In those few cases where an obvious misclassification was present, the morphology was corrected.

We note that the SDSS spectra were taken through a fibre aperture of 3 arcsec in diameter (corresponding to 1.25 kpc at a redshift of 0.02). This guarantees that the nuclear region of the galaxies was observed. However, the collected integrated spectroscopic area is large enough to include stellar light contamination. This contamination turns out to be more significant at the central parts of the galaxies as the

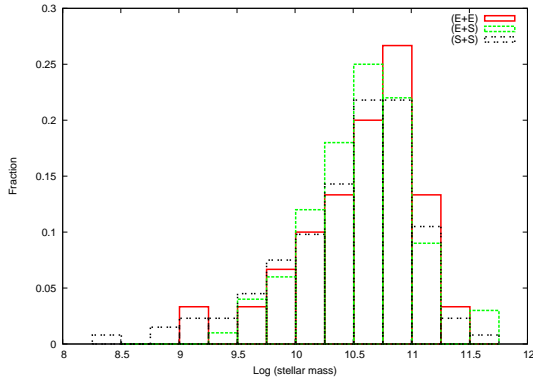


Figure 3. Mass distribution for the three subsample galaxy pairs. Labels like in Fig. 2.

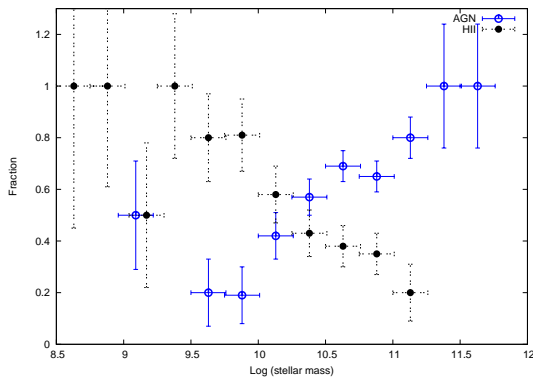


Figure 4. AGN and H II fraction of galaxies as a function of stellar mass. AGN are show as blue empty circles and H II objects by black filled circles. Errors in y-direction are the standard deviation per bin and the “error bars” in x-direction denote the range of mass in each bin.

spheroidal/bulge component becomes more relevant. Therefore, in order to obtain a reliable nuclear classification based on the emission lines it is mandatory to subtract the stellar contribution. We applied the principal component analysis (PCA) method following Hao et al. (2005) to subtract this contribution. We used their first 8 eigenspectra from their low redshift range. These eigenspectra are the resulting eigenvectors of a PCA analysis applied to a sample of high S/N spectra of non-emission galaxies. In addition, as they pointed out, we included two more components, an A star spectrum accounting for the possible presence of poststarburst features and a power-law to take into account of the possible existence of a non-thermal component. The analysis is performed for all the spectra of our sample and it consists on a multiple regression of each spectrum to a linear combination of the 8 eigenspectra plus the two additional components. Previously to the fit each galaxy spectrum was moved to zero redshift which is the one of the template library. We also masked all those regions where emission lines may appear since the quality of the fit lies on the matching of the continua. Once the regression is performed, the direct

subtraction of the resulting fit to the original ($z=0$) spectrum provides us with a pure emission line spectrum where all the underlying absorption components and eventually a non thermal component of the continuum are removed.

With a clean emission line spectrum at hand, we focused in measuring the intensity of the 7 strongest emission lines: H β , [O III] λ 5007, [O I] λ 6300, H α , [N II] λ 6584 and [S II] λ 6717,31. We consider clear line detections those features with a signal to noise ratio (S/N) ≥ 3 . In our measurements, we were careful to distinguish between intrinsic no detected emission (to a given flux limit) and a lack of detectability related to low S/N data. For this purpose, we set a threshold of 10^{38} erg s $^{-1}$ in the H α luminosity. We consider galaxies below this threshold as true non-emission objects (according to our results, the probability that a galaxy with such low H α luminosity is an AGN is less than 2%, which gives high robustness to our results). Objects with no detected lines, but a 3σ upper limit larger than this threshold in the H α line are not included in the results, as it is not clear whether these are no-emission line galaxies, or just objects with poor data quality. In this way a systematic and self-consistent luminosity limited analysis is warranted. The distribution of morphology and H α luminosity of our sample (presented for each morphological pair type) are presented in Fig. 1.

From our 385 spectra, 63 are true non-emission objects, 9 do not have all the 7 emission lines detected with a significance above of 3σ , 4 have problems with the host galaxy spectra subtraction, and 1 does not have the optic fibre in the galaxy centre. Objects with detections below 3σ , without good subtraction and with the fibre off the center were not included in this work (14 objects).

Fluxes were calculated with Sherpa software (<http://cxc.cfa.harvard.edu/sherpa/>) which comes in the CIAO distribution, <http://cxc.harvard.edu/ciao/>. This program fits emission lines with Gaussians.

We evaluated the line intensities using two methods to fit the lines (see full description in H-II3). The first one consisted in constraining the width and velocity to the same value in our fits for two separated groups of lines, forbidden and permitted. Therefore, these fits included four free parameters in our models: the width and velocity of the forbidden and the permitted lines. An additional free parameter for each line in the model was the intensity. The second method constrains the width and velocity for all the detected lines (independently of whether they were permitted or forbidden) to have the same value (i.e. only two free parameters to model all lines) plus an additional free parameter for the intensity of each line. Our results show that both methods are equivalent without any substantial difference. We report here the emission line intensities obtained with the second method that has less free parameters. We note that for those objects where a broad component was required in addition to the narrow one, an individual broad Gaussian was fitted with fully independent free parameters.

Figs. 2 and 3 show the morphological type and mass distributions respectively for the galaxies in the three subsamples of galaxy pairs. In Fig. 4 we show the AGN and HII activity fraction versus the logarithm of stellar mass per bin, derived for our entire sample.

2.1 Optical classification

We based our optical classification on diagnostic diagrams (Baldwin et al. 1981; Veilleux & Osterbrock 1987). Using the 7 emission lines measured, diagnostic diagrams were constructed with the aid of line ratios $[\text{O III}]/\text{H}\beta$, $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$, $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ and $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$.

In Fig. 5 we present diagnostic diagrams for the (E+E) pair sample. Panel (a) shows the $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ versus $([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ diagnostic diagram (hereafter $[\text{N II}]$ diagram), which is the main diagnostic to distinguish objects with different nature. We define different regions in this diagram to separate galaxies with an AGN, composite galaxies (whose spectra contain contributions from both an AGN and a Starburst), and H II galaxies (we do not distinguish starburst from star forming galaxies, as this would require a robust measurement of the star formation rate). We use the “maximum starburst line” (Kewley et al. 2001, hereafter Ke01), to separate galaxies with an AGN from starburst objects (green dashed line in Fig. 5a), and the empirical line from Kauffmann et al. (2003, hereafter Ka03) to distinguish between pure star forming galaxies from AGN-starbursts composite objects (continuous red line). Galaxies between the two classification lines are the composite objects, meaning that they contain metal-rich stellar population and AGN features in their spectra. They consist of a circumnuclear Starburst surrounding a Seyfert or LINER nucleus.

Panel (b) presents the $([\text{S II}]/\text{H}\alpha)$ versus $([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ diagnostic diagram (hereafter $[\text{S II}]$ diagram), used to separate between H II like region galaxies, Seyfert galaxies and LINERs. The green line corresponds to Ke01. The dashed blue line (Kewley et al. 2006, hereafter Ke06) separates AGN activity between Seyfert and LINER. Objects below Ke01 line are classed like H II like regions and above the line like AGN. On this diagram objects above Ke01 line can be Seyfert objects (above Ke06 line) or LINERs (objects below Ke06 line).

Panel (c) shows the $([\text{O I}]/\text{H}\alpha)$ versus $([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ diagnostic diagram (hereafter $[\text{O I}]$ diagram) also used to separate between H II like region galaxies, Seyfert galaxies, and LINERs.

Fig. 6, shows the $[\text{N II}]$, $[\text{S II}]$ and $[\text{O I}]$ diagrams for the (E+S) pair sample. Similarly Figs. 7, 8, and 9 show the $[\text{N II}]$, $[\text{S II}]$ and $[\text{O I}]$ diagnostic diagrams for the (S+S) pair sample. In all these plots, we use different symbols to identify galaxies with different morphological classification to study the distribution of AGN among every hubble type.

In this work, we consider composite galaxies as AGN, because they require a non-thermal continuum component to produce the level of ionization detected in their lines, that indicates the presence of (low) accretion rates into black holes. This is further supported by the fact that composite galaxies present a X-ray hard emission, and are considered AGN in other types of diagnostic diagrams such as the TBT diagram (see Trouille et al. 2011).

2.2 Galaxies with Special Morphological Classification

As mentioned earlier, we check the morphological classification of the galaxies in our sample. In a few cases the morphology was changes to that of the literature. These are outlined below. We find that KPG 466B is clearly a spiral

in the Sloan image and thus is considered in the (S+S) sample. According to NED, KPG 167A has elliptical type, but a spiral structure is evident from the Sloan image. KPG 167B belongs to the Sb type according NED, yet it can be clearly seen as an elliptical in the SDSS. KPG 466A presents emission lines with a double component, in both the permitted and forbidden lines. This might be due to a circumgalactic ring that can be clearly distinguished in the Sloan image. Finally, the morphological classification of KPG 419A was obtained from a surface photometry study by Franco-Balderas et al. (2004) in order to avoid the existent ambiguity between NED, SIMBAD and HYPERLEDA data.

3 RESULTS

Tables 1 to 3, show our results using the $[\text{N II}]$ diagnostic diagram for the (E+E), (E+S), and (S+S) pairs of galaxies, respectively. These Tables present the fraction of AGN, composite, and star formation objects as a function of morphological type. The type of nuclear activity (LINER or Seyfert), obtained with the $[\text{S II}]$ and $[\text{O I}]$ diagnostic diagrams for the different samples of paired galaxies, are shown in Tables 4, 5, and 6. Finally, Table 7 summarizes our main findings in an easy and comparative way, showing the fraction of AGN as a function of morphological type of each object for our three samples of pairs. In this Table we also present the results from the sample of isolated galaxies by H-I13, for comparison.

Our results indicate that 48% of the emission line galaxies in pairs show the presence of nuclear (non-thermal) activity. When galaxies that do not show emission lines (according to the quantitative definition given in §2) are included in the calculations, this frequency decreases to 40%. We can compare this incidence with the sample of isolated galaxies by H-I13. Isolated objects with emission lines present nuclear activity in $\sim 43\%$ of the cases, and $\sim 41\%$ for the total sample (again, including non-emission galaxies; we note here that the definition of non-emission galaxies follows a self-consistent approach in this paper and in H-I13). This difference is clearly not statistically significant, indicating that interactions are not a sufficient condition in producing nuclear activity. However, it is important to note that these results are based on our complete sample, and kind of interaction in the pairs (S+S, E+E, or E+S), as well as morphological and mass distributions among the different samples are different. Thus, the results on the total sample might be leaded by these different properties. One of the aims of the present work is precisely to separate these different effects.

Table 7 presents our results as a function of type of interaction for the different morphological classification of the objects. It can be observed that late type galaxies in (S+S) pairs have similar frequency of AGN than isolated galaxies. However, spirals in (E+S) pairs type galaxies have a frequency $\sim 10\%$ larger than these two other groups. These results do not change if only galaxies with emission lines or the total samples are considered. The difference between the (E+S) pairs and the isolated and (S+S) pairs is of the order of the Poisson error in the measurements (10%), so not significative. As can be observed in the Table, the difference is mainly driven by the larger fraction of AGN in Sb galaxies that are members of the (E+S) pairs, that host an AGN

Table 1. Morphology distribution and incidence of nuclear activity in (E+E) pair sub-sample derived from [N II] BPT diagnostic diagram.

M.T.	Galaxies with Emission lines				Total sample			
	Total	H II	Comp	AGN+Comp	Total	H II	Comp	AGN+Comp
E	18	5(28%)	3(17%)	13(72%)	41	5(12%)	3(7%)	13(32%)
S0	7	2(29%)	1(14%)	5(71%)	14	2(14%)	1(7%)	5(36%)
Total	25	7(28%)	4(16%)	18(72%)	55	7(13%)	4(7%)	18(33%)

Table 2. Morphology distribution and incidence of nuclear activity in (E+S) pair sub-sample derived from [N II] BPT diagnostic diagram.

M.T.	Galaxies with Emission lines				Total sample			
	Total	H II	Comp	AGN+Comp	Total	H II	Comp	AGN+Comp
E	21	5(24%)	0(0%)	16(76%)	33	5(15%)	0(0%)	16(48%)
S0	13	3(23%)	3(23%)	10(77%)	19	3(16%)	3(16%)	10(53%)
Sa	10	4(40%)	3(30%)	6(60%)	13	4(31%)	3(23%)	6(46%)
Sb	21	8(38%)	6(29%)	13(62%)	21	8(38%)	6(29%)	13(62%)
Sc	11	8(73%)	3(27%)	3(27%)	11	8(73%)	3(27%)	3(27%)
Sm	2	2(100%)	0(0%)	0(0%)	2	2(100%)	0(0%)	0(0%)
Total	78	30(38%)	15(19%)	48(62%)	99	30(30%)	15(15%)	48(48%)

Table 3. Morphology distribution and incidence of nuclear activity in (S+S) pair sub-sample derived from [N II] BPT diagnostic diagram.

M.T.	Galaxies with Emission lines				Total sample			
	Total	H II	Comp	AGN+Comp	Total	H II	Comp	AGN+Comp
Sa	60	22(37%)	12(20%)	36(60%)	65	22(34%)	12(18%)	36(55%)
Sb	92	54(59%)	16(17%)	38(41%)	97	54(56%)	16(16%)	38(39%)
Sc	39	33(85%)	6(15%)	6(15%)	40	33(83%)	6(15%)	6(15%)
Sm	12	11(92%)	1(8%)	1(8%)	12	11(92%)	1(8%)	1(8%)
Total	203	120(59%)	35(17%)	83(40%)	214	120(56%)	35(16%)	83(39%)

Table 4. Incidence type of nuclear activity for different morphologies from [S II] and [O I] diagnostic diagrams for (E+E) sample.

M.T.	[S II] Diagram				[O I] Diagram			
	Total	AGN	Seyfert	LINER	Total	AGN	Seyfert	LINER
E	18	12(67%)	2(11%)	10(56%)	18	10(56%)	5(50%)	5(50%)
S0	7	5(71%)	0(0%)	5(100%)	7	5(71%)	1(20%)	4(80%)
Total	25	17(68%)	2(12%)	15(88%)	25	15(60%)	6(40%)	9(60%)

Table 5. Incidence type of nuclear activity for different morphologies from [S II] and [O I] diagnostic diagrams for (E+S) sample.

M.T.	[S II] Diagram				[O I] Diagram			
	Total	AGN	Seyfert	LINER	Total	AGN	Seyfert	LINER
E	21	16(76%)	5(31%)	11(69%)	21	16(76%)	10(63%)	6(37%)
S0	13	9(69%)	2(22%)	7(78%)	13	8(62%)	5(63%)	3(37%)
Sa	10	4(40%)	1(25%)	3(75%)	10	3(30%)	1(33%)	2(67%)
Sb	21	7(33%)	2(29%)	5(71%)	21	9(43%)	5(56%)	4(44%)
Sc	11	0(0%)	0(0%)	0(0%)	11	0(0%)	0(0%)	0(0%)
Sm	2	0(0%)	0(0%)	0(0%)	2	0(0%)	0(0%)	0(0%)
Total	78	36(46%)	10(28%)	26(72%)	78	36(46%)	21(58%)	15(42%)

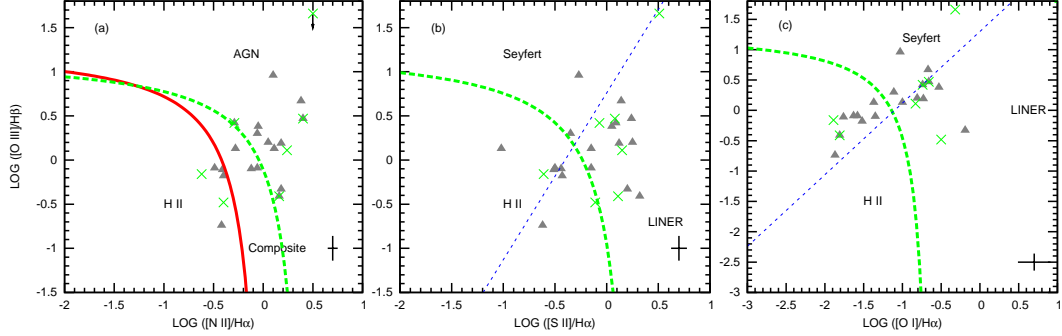


Figure 5. Diagnostic diagrams of galaxies in ($E+E$) pairs. (a) The $[N II]$ diagnostic diagram. (b) The $[S II]$ diagnostic diagram. (c) The $[O I]$ diagnostic diagram. Blue dashed line represents Seyfert/LINER line. Elliptical galaxies can be seen on filled gray triangles, lenticular on green crosses and the black crosses down on the right represents the mean error data.

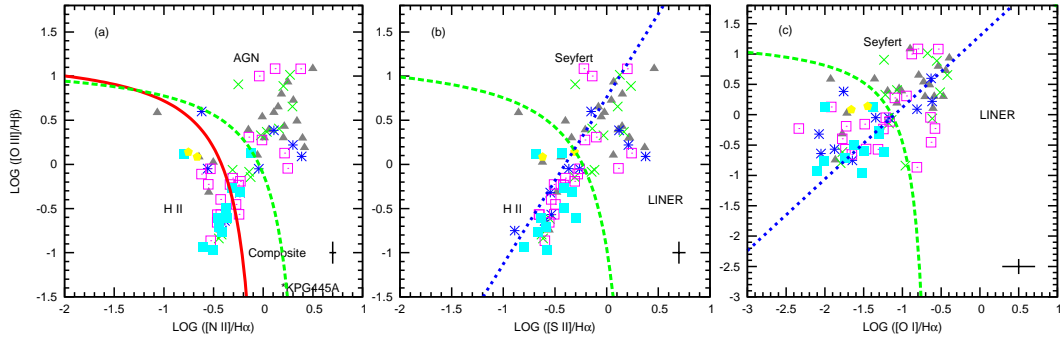


Figure 6. The $[N II]$ diagnostic diagram for ($E+S$) pair sample. Morphological classification is shown to every object, elliptical galaxies can be seen on filled gray triangles, lenticular on green crosses, Sa on blue asterisks, Sb red squares with point, Sc filled cyan squares and Sm yellow pentagons. Mean error data are represented by the black cross down at right.

15-20% more often than Sb galaxies in the other groups. However, due to the smaller number statistics, the Poisson error on this sample is similar to the difference. Observing at early type galaxies with emission lines in ($E+S$) and ($E+E$) pairs, we can observe that they have a high fraction of AGN in their nuclei, but comparable with the frequency observed in isolated galaxies. When galaxies without emission features are considered, the fraction decreases, but remains similar among the samples, with the only difference that galaxies in ($E+E$) pairs seem to have a $\sim 2\sigma$ (17-18%) smaller fraction of active galaxies.

Overall, it is clear from Table 7 that the main factor in the presence of AGN in galaxies is the morphological type. If only emission line objects are considered, Early type galaxies have the largest fraction, decreasing monotonically as the galaxies are of later type. However, when all objects are taken into account, the fraction of AGN in early types decreases, and the largest fraction of AGN are found in Sa and Sb galaxies.

As shown by H-I13 the mass of the galaxies is another dominant factor in determining the AGN fraction in galax-

ies. We find the same trend in our samples of paired galaxies. As can be seen in Figure 4, for galaxies with masses larger than $10^{10.5}M_{\odot}$, the fraction of galaxies hosting an active nucleus raises above 50%. For masses larger than $10^{11}M_{\odot}$, nearly all objects have an AGN component. Given that there is some relation between the morphological and the mass distributions in galaxy samples this result is not entirely surprising. However, there is more to it than this simple link between morphology and mass. A direct comparison (independent on morphology) suggests that paired galaxies in massive objects tend to host AGN more often than isolated galaxies at a single mass value, as observed if Figure 10. However, when one takes into account both the morphology and mass distribution in the samples this strong difference vanishes. This is observed in Figure 11, where the fraction of AGN is plotted for early and late type galaxies (as function of type of interaction) for the total sample and for objects with masses $10^{10.0}M_{\odot}$ and $10^{10.5}M_{\odot}$. For this plot, only objects with emission lines are considered, and to avoid small number statistics, all spirals have been grouped as Late type objects, while E and S0 have been grouped as

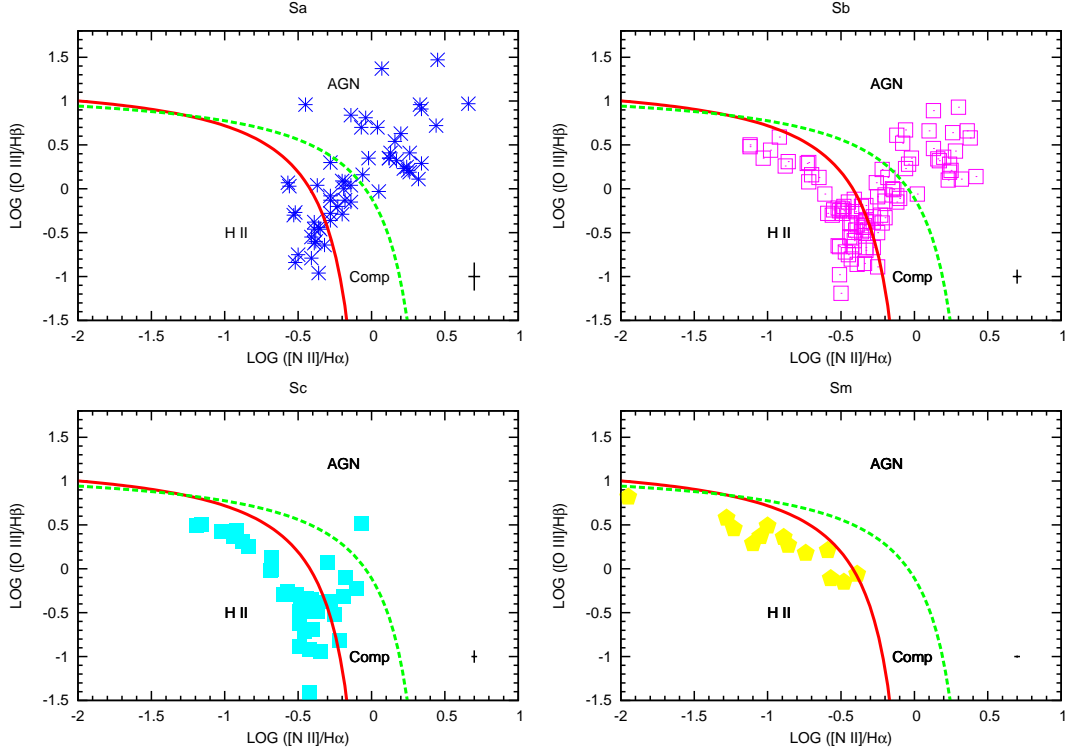


Figure 7. Diagnostic diagram [N II] for galaxies in (S+S) pairs.

Table 6. Incidence type of nuclear activity for different morphologies from [S II] and [O I] diagnostic diagrams for (S+S) sample.

M.T.	[S II] Diagram				[O I] Diagram			
	Total	AGN	Seyfert	LINER	Total	AGN	Seyfert	LINER
Sa	60	29(48%)	7(24%)	22(76%)	60	31(52%)	18(58%)	13(42%)
Sb	92	30(33%)	13(43%)	17(57%)	92	23(25%)	10(43%)	13(57%)
Sc	39	5(13%)	4(80%)	1(20%)	39	2(5%)	2(100%)	0(0%)
Sm	12	1(8%)	1(100%)	0(0%)	12	0(0%)	0(0%)	0(0%)
Total	203	69(34%)	29(42%)	40(58%)	203	56(28%)	30(54%)	26(46%)

early type. It is clear from this Figure, that any differences in AGN fraction for late type objects are of the 10% (similar to the error), and that early type objects show strikingly the same fraction independently of the environment and type of interaction.

The most striking result in our analysis is that in all the 385 revised spectra, only 4 objects present AGN type 1 activity, which represents $\sim 1\%$ of the sample. This result does not seem to support the unified model at least in its simpler version.

4 DISCUSSION

We have made a comparison of the incidence of nuclear activity in a sample of paired galaxies with the incidence in a sample of isolated galaxies. All our samples were analyzed

in a homogeneous and consistent way. This comparison has been done separating according to morphological types and stellar masses.

Our results confirm that there is a link between morphology and nuclear activity. The incidence of AGN activity in Elliptical and Spheroidal galaxies is particularly large (around $\sim 75\%$, almost all LINERs). This incidence is similar in both isolated and paired galaxies. For spiral galaxies (both paired and isolated) the incidence of AGN activity decreases gradually from early to late type galaxies, in other words, as the size of the bulge decreases. Similar result has been found by Varela et al. (2004); Coziol et al. (2011); Sabater et al. (2012); Hernández-Ibarra et al. (2012). However, if we include the non-emission line galaxies of the total sample, the incidence of activity shows a flatter distribution from E to Sb morphological types (decreasing sharply for later types). This result, can be understood consider-

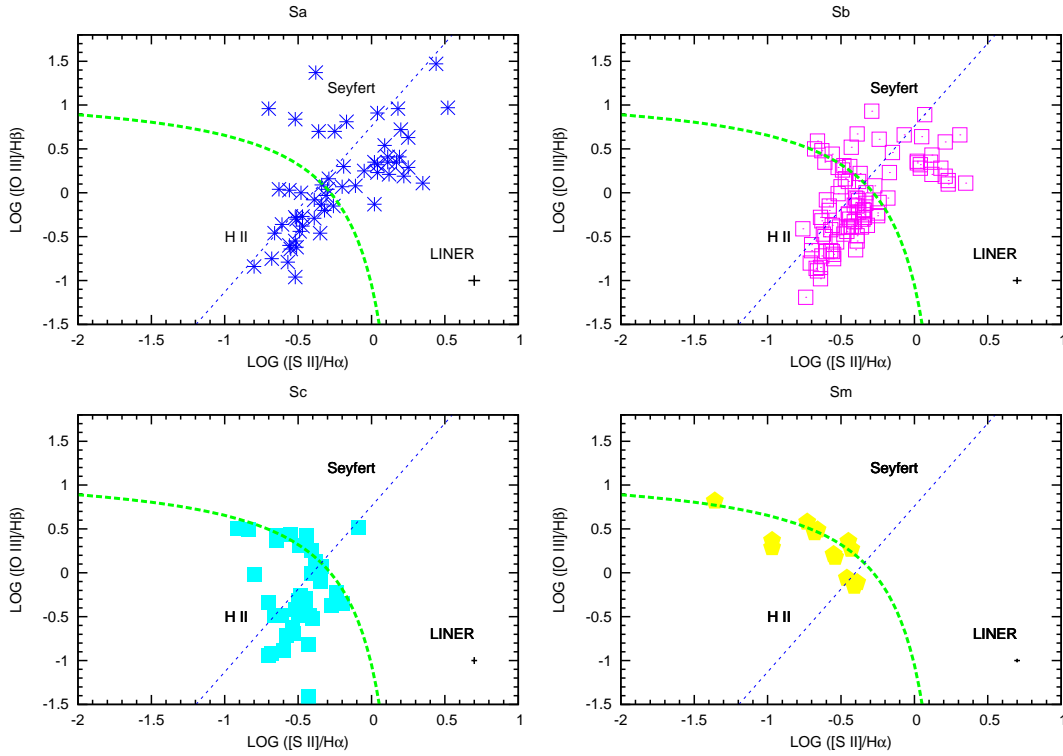


Figure 8. Diagnostic diagram [S II] for galaxies in (S+S) pairs.

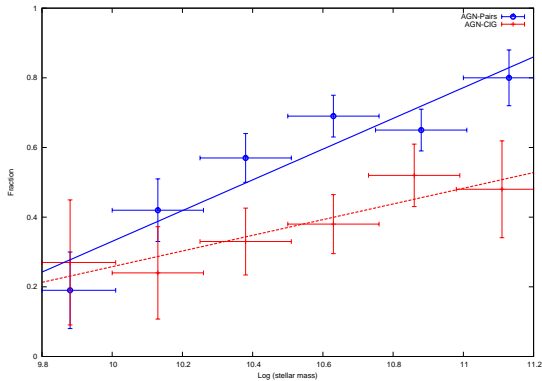


Figure 10. Comparison between fraction of AGN in pairs and AGN isolated galaxies as function of stellar mass. AGN in pairs are represented by (blue) filled circles and AGN isolated objects by (red) crosses. Errors in the y-direction are the standard deviation per bin and errors in x-direction simply denote the full range of mass in each bin. A different slope is remarkable above 10^{10} solar masses between AGN in pairs and AGN in isolated systems. However, such slope might be the result of the different morphological mixes in both samples.

ing that both the presence of a dominant bulge and a large reservoir of gas are required to canalize gas and feed a supermassive black hole (SMBH). The decrease in the AGN

fraction in Ellipticals when non-emission objects are taken into account may result from the fact that these galaxies either have some supply of gas that feeds the SMBH or, alternatively, they have no emission lines as there is negligible star formation in them.

A striking and surprising result is that isolated and paired galaxies yield similar levels of nuclear activity incidence, with only marginal indication for an enhancement in interacting, late type objects. The lack of difference appears to be independent of mass. This suggests that this type of relatively weak (i.e. tidal) interaction between low luminosity galaxies is not a dominant triggering force of nuclear activity, at least, for low luminosity AGN (LLAGN), as the ones found in the pairs of galaxies and in isolated objects. Although there is clear evidence that more luminous AGN can be triggered by interactions (see §1), the latter are clearly not a sufficient condition for the onset of a SMBH. Perhaps, stronger gravitational interactions (such as a very close encounter and of course mergers) are needed for gravitational triggering of activity.

Interactions are not a necessary condition either for the existence of these LLAGN, since the fraction of isolated galaxies hosting such a nucleus is large and comparable to pairs of galaxies. Taken at face value, our results indicate that, although non-axisymmetric perturbation (such as bars or interactions) are important in AGN triggering, the exact necessary and sufficient processes to form an active galaxy (either of high or low luminosity) remain a mystery. Over-

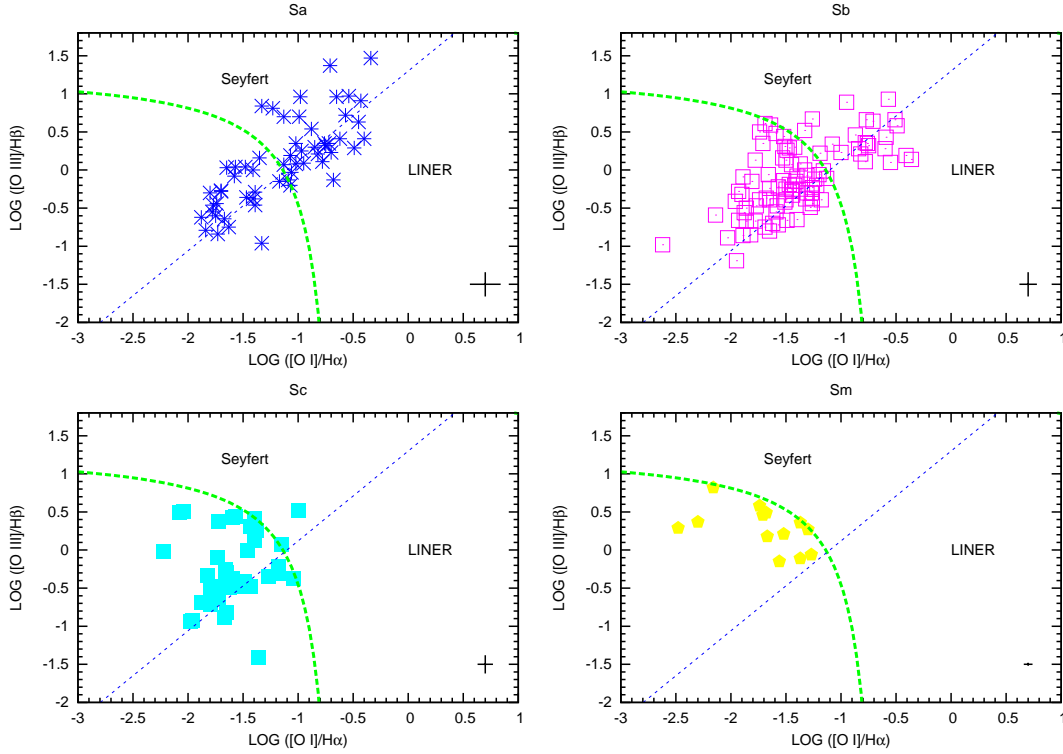


Figure 9. Diagnostic diagram [O I] for galaxies in (S+S) pairs.

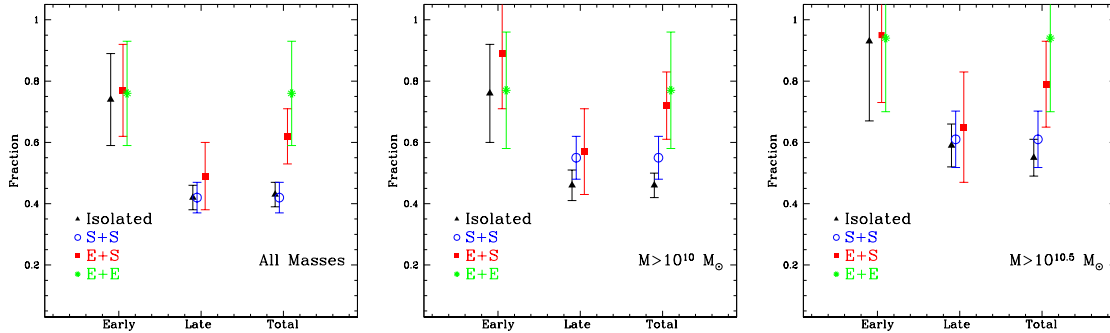


Figure 11. Fraction of AGN in the different type of pairs and in isolated galaxies as a function of morphological type for three different ranges of mass: (Left) All galaxies; (Center) Galaxies with mass $> 10^{10} M_{\odot}$; and (Right) Galaxies with mass $> 10^{10.5} M_{\odot}$. No significant excess of AGN in interacting galaxies is observed when galaxies with similar masses and morphologies are considered.

all, these results indicate that secular evolution processes (see H-113) can trigger/maintain low luminosity AGN activity, and as such might be important in some processes of the galaxy. However, as discussed by H-113, AGN with such low luminosities and accretion rates ($0.001 - 10^{-5} M_{\odot}/\text{yr}$) cannot grow their central black holes through these low-level activity, nor can they evolve from one type of object to another.

Perhaps, the more relevant result from this work is the fact that out of the 150 AGN galaxies in pairs, only 4 have (albeit a small) broad component: We find one 1.9 Sy, two 1.8 Sy and one 1.5 Sy. Not even one type 1 Sy. This result is at odds with the simplest formulation of the unified model (UM) (Antonucci 1993), which takes into account orientation and obscuration effects only. Rather, they are consistent with the idea that the BLR in active galaxies can only be

formed at higher luminosities/accretion rates (e.g. Nicastro 2000, Elitzur & Ho 2009).

ACKNOWLEDGMENTS

FJHI acknowledges a graduate student scholarship from CONACYT. DD acknowledge support from grant IN111610 PAPIIT, UNAM.

REFERENCES

- Abazajian K. N. et al., 2009, *ApJS*, 182, 543
 Antonucci R., 1993, *Ann. Rev. Ast. & Ast.*, 31, 473
 Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *Publications of the ASP*, 93, 5
 Barnes J. E., Hernquist L., 1992, *Ann. Rev. Ast. & Ast.*, 30, 705
 Bitsakis T., Dultzin D., Ciesla L., Krongold Y., Charmandaris V., Zezas A., 2015, *MNRAS*, 450, 3114
 Coziol R., Torres-Papaqui J. P., Plauchu-Frayn L., Islas-Islas J. M., Ortega-Minakata R. A., Neri-Larios D. M., Andernach H., 2011, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 47, 361
 Cox T. J., Jonsson P., Somerville R. S., Primack J. R., Dekel A., 2008, *MNRAS*, 384, 386
 Dahari O., 1985, *ApJS*, 57, 643
 Dahari O. A., 1984, PhD thesis, California Univ., Santa Cruz.
 Del Olmo A., Martínez M. A., Perea J., Coziol R., Focardi P., 2010, *ASPC*, 427, 349
 de Mello D. F., Keel W. C., Sulentic J. W., Rampazzo R., 1995, in van der Kruit P. C., Gilmore G., eds, *IAU Symposium Vol. 164, Stellar Populations*. p. 434
 de Mello D. F., Sulentic J. W., de Souza R. E., Reduzzi L., Rampazzo R., 1996, *Astronomy and Astrophysics*, 308, 387
 Domingue D. L., Sulentic J. W., Durbala A., 2005, *Astronomical Journal*, 129, 2579
 Dultzin D. et al., 2008, *ArXiv e-prints*
 Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Fuentes-Guridi I., Marziani P., 1999, *ApJL*, 513, L111
 Elitzur M., Ho L. C., 2009, *ApJ*, 701, L91
 Ellison S. L., Patton D. R., Simard L., McConnachie A. W., 2008, *AJ*, 135, 1877
 Ellison S. L., Patton D. R., Mendel J. T., Scudder J. M., 2011, *MNRAS*, 418, 2043
 Focardi P., Kelm B., 2002, *A&A*, 391, 35
 Franco-Balderas A., Hernández-Toledo H. M., Dultzin-Hacyan D., 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 417, 411
 González-Martín O., Masegosa J., Márquez I., Jiménez-Bailón E., 2007, in Karas V., Matt G., eds, *IAU Symposium Vol. 238, IAU Symposium*. pp 373–374
 González-Martín O., et al., 2015, *arXiv*, arXiv:1501.03826
 Hao L. et al., 2005, *Astronomical Journal*, 129, 1795
 Hernandez-Ibarra F., Dultzin D., Krongold Y., Del Olmo A., Perea J., Gonzalez J., 2012, *arXiv*, arXiv:1206.6777
 Hernández Toledo H. M., Dultzin-Hacyan D., Gonzalez J. J., Sulentic J. W., 1999, *Astronomical Journal*, 118, 108
 Hopkins P. F., Hernquist L., Martini P., Cox T. J., Robertson B., Di Matteo T., Springel V., 2005, *ApJ*, 625, L71
 Karachentsev I. D., 1972, *Soobshcheniya Spetsial'noj Astrofizicheskoy Observatorii*, 7, 1
 Kauffmann G. et al., 2003, *MNRAS*, 346, 1055
 Keel W. C., 1993, *Astronomical Journal*, 106, 1771
 Kennicutt Jr. R. C., Keel W. C., 1984, *ApJL*, 279, L5
 Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, 556, 121
 Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., 2006, *MNRAS*, 372, 961
 Knapen J. H., James P. A., 2009, *ApJ*, 698, 1437
 Koulouridis E., Chavushyan V., Plionis M., Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., 2006, *ApJ*, 651, 93
 Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Goudis C., 2006, *ApJ*, 639, 37
 Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin D., Krongold Y., Georgantopoulos I., León-Tavares J., 2013, *A&A*, 552, A135
 Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., 2001, *Astronomical Journal*, 121, 702
 Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., 2002, 572, 169
 Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., 2003, in Collin S., Combes F., Shlosman I., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 290, Active Galactic Nuclei: From Central Engine to Host Galaxy*. p. 523
 Liu, X., Shen, Y., Strauss, M. A. 2012. *Active Galactic Nucleus Pairs from the Sloan Digital Sky Survey. II. Evidence for Tidally Enhanced Star Formation and Black Hole Accretion*. *The Astrophysical Journal* 745, 94.
 Márquez I., Masegosa J., 2008, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*. pp 150–154
 Martínez M. A., del Olmo A., Coziol R., Focardi P., 2008, *ApJ*, 678, L9
 Martínez M. A., Del Olmo A., Coziol R., Perea J., 2010, *AJ*, 139, 1199
 Martini P., et al., 2013, *ApJ*, 768, 1
 Martini P., Mulchaey J. S., Kelson D. D., 2007, *ApJ*, 664, 761
 Mendoza-Castrejón S., Dultzin D., Krongold Y., González J. J., Elitzur M., 2015, *MNRAS*, 447, 2437
 Nicastro F., 2000, *ApJ*, 530, L65
 Perry J. J., Dyson J. E., 1985, *MNRAS*, 213, 665
 Popesso P., Biviano A., 2006, *A&A*, 460, L23
 Rogers B., Ferreras I., Kaviraj S., Pasquali A., Sarzi M., 2009, *MNRAS*, 399, 2172
 Sabater J., Verdes-Montenegro L., Leon S., Best P., Sulentic J., 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 545, A15
 Schmitt H. R., 2001, *Astronomical Journal*, 122, 2243
 Sorrentino G., Radovich M., Rifatto A., 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 451, 809
 Springel V., Di Matteo T., Hernquist L., 2005, *ApJ*, 620, L79
 Stauffer J. R., 1982a, *ApJ*, 262, 66
 Stauffer J. R., 1982b, *ApJS*, 50, 517
 Storchi-Bergmann T., 2008, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*. pp 139–146
 Trouille L., Barger A. J., Tremonti C., 2011, *ApJ*, 742, 46
 Varela J., Moles M., Márquez I., Galletta G., Masegosa J., Bettoni D., 2004, *A&A*, 420, 873
 Veilleux S., Osterbrock D. E., 1987, *ApJS*, 63, 295

Table 7. Incidence of nuclear activity for the different morphological types as a function of pair morphology derived from [N II] BPT diagnostic diagram.

Fraction of AGN (including composite objects) in Early Type Galaxies								
M.T.	Galaxies with Emission lines				Total sample			
	E+E	E+S	S+S	Isolated	E+E	E+S	S+S	Isolated
E	13/18 (72%)	16/21 (76%)	–	10/14 (71%)	13/41 (32%)	16/33 (48%)	–	10/23 (43%)
S0	5/7 (71%)	10/13 (77%)	–	21/30 (70%)	5/14 (36%)	10/19 (53%)	–	21/38 (55%)
Total	18/25 (72%)	26/34 (76%)	–	31/44 (70%)	18/55 (33%)	26/52 (50%)	–	31/61 (51%)

Fraction of AGN (including composite objects) in Late Type Galaxies								
M.T.	Galaxies with Emission lines				Total sample			
	E+E	E+S	S+S	Isolated	E+E	E+S	S+S	Isolated
Sa	–	6/10 (60%)	36/60 (60%)	25/38 (66%)	–	6/13 (46%)	36/65 (55%)	25/38 (66%)
Sb	–	13/21 (62%)	38/92 (41%)	55/122 (45%)	–	13/21 (62%)	38/97 (39%)	55/124 (44%)
Sc	–	3/11 (27%)	6/39 (15%)	37/124 (30%)	–	3/11 (27%)	6/40 (39%)	37/124 (30%)
Sm	–	0/2 (0%)	1/12 (8%)	2/20 (10%)	–	0/2 (0%)	1/12 (8%)	2/20 (10%)
Total	–	22/44 (50%)	81/203 (40%)	119/304 (39%)	–	22/47 (47%)	81/214 (38%)	119/306 (39%)

Fraction of AGN (including composite objects) in the Pair Samples								
Total	Galaxies with Emission lines				Total sample			
	E+E	E+S	S+S	Isolated	E+E	E+S	S+S	Isolated
Total	18/25 (72%)	48/78 (62%)	81/203 (40%)	150/348 (43%)	18/55 (33%)	48/99 (48%)	81/214 (38%)	150/367 (41%)

Total Fraction of AGN in Pairs vs. Isolated Samples				
Total	Galaxies with Emission lines		Total sample	
	Galaxies in Pairs	Isolated Galaxies	Galaxies in Pairs	Isolated Galaxies
Total	147/306(48%)	150/348 (43%)	147/368(40%)	150/367 (41%)

Verdes-Montenegro L., Yun M. S., Williams B. A., Huchtmeier W. K., Del Olmo A., Perea J., 2001, *A&A*, 377, 812
Villforth C., Sarajedini V., Koekemoer A., 2012, *MNRAS*, 426, 360
Winkler H., 1992, *MNRAS*, 257, 677

Table 8. Logarithm intensities ratios and their errors for ($E+E$) sample.

Object	M.T. ^a	LOG([N II]/H α)	LOG([O III]/H β)	LOG([S II]/H α)	LOG([O I]/H α)	Type
Elliptical						
KPG145B	E	0.1852 \pm 0.0233	0.1772 \pm 0.0714	0.2792 \pm 0.0292	-0.7272 \pm 0.0758	LINER
KPG170B	E	0.1994 \pm 0.0698	0.0503 \pm 0.1249	0.2482 \pm 0.0792	-0.8132 \pm 0.2803	LINER
KPG192B	E	0.3005 \pm 0.0333	0.2032 \pm 0.1058	0.2222 \pm 0.0445	-0.4733 \pm 0.0740	LINER
KPG204A	E	-0.6887 \pm 0.0087	-0.2983 \pm 0.0685	-0.5590 \pm 0.0159	-1.6857 \pm 0.0682	H II
KPG223A	E	0.3833 \pm 0.0353	-0.0495 \pm 0.0947	0.1936 \pm 0.0389	-0.5300 \pm 0.0684	LINER
KPG235B	E	0.2970 \pm 0.0240	-0.0619 \pm 0.0803	-0.1959 \pm 0.0396	-1.1057 \pm 0.1250	Sy2
KPG238A	E	-0.0985 \pm 0.0713	-0.1181 \pm 0.1809	-0.3106 \pm 0.1496	-1.3532 \pm 0.6396	AGN
KPG238B	E	-0.2778 \pm 0.0091	0.1318 \pm 0.0065	-1.0212 \pm 0.0210	-1.3708 \pm 0.0233	AGN*
KPG361B	E	0.1256 \pm 0.0889	0.1128 \pm 0.2682	0.0330 \pm 0.1426	-1.0029 \pm 0.5114	S-L
KPG372B	E	-0.0923 \pm 0.0071	-0.4935 \pm 0.0085	-0.3473 \pm 0.0071	-1.6329 \pm 0.0191	H II
KPG373A	E	0.5639 \pm 0.0450	0.2682 \pm 0.1039	0.1240 \pm 0.0695	-0.6585 \pm 0.1421	S-L
KPG399A	E	0.6728 \pm 0.0459	0.3764 \pm 0.2281	0.2738 \pm 0.0657	-0.6724 \pm 0.1656	S-L
KPG454A	E	-0.7423 \pm 0.0065	-0.4240 \pm 0.0199	-0.4600 \pm 0.0078	-1.8731 \pm 0.0401	H II
KPG454B	E	-0.1145 \pm 0.0110	-0.4070 \pm 0.0196	-0.3490 \pm 0.0133	-1.7599 \pm 0.0843	H II
KPG489A	E	-0.3270 \pm 0.2184	0.1827 \pm 0.2343	0.3003 \pm 0.2657	-0.1871 \pm 0.3307	LINER
KPG489B	E	-0.0934 \pm 0.0477	-0.0634 \pm 0.1344	-0.0082 \pm 0.0654	-1.5781 \pm 0.7487	AGN
KPG510B	E	0.1006 \pm 0.0070	0.9620 \pm 0.0095	-0.2733 \pm 0.0095	-1.0261 \pm 0.0205	Sy1.8
KPG600B	E	-0.1817 \pm 0.0169	-0.4024 \pm 0.0415	-0.2919 \pm 0.0217	-1.5216 \pm 0.1035	H II
Spheroidal						
KPG184B	S0	0.4740 \pm 0.0313	0.3984 \pm 0.1213	0.2363 \pm 0.0469	-0.6619 \pm 0.1102	LINER
KPG208A	S0	0.4751 \pm 0.0102	-0.3961 \pm 0.0124	-0.1139 \pm 0.0107	-0.5039 \pm 0.0093	Sy1.5
KPG208B	S0	-0.1639 \pm 0.0068	-0.6217 \pm 0.0095	-0.4434 \pm 0.0073	-1.8897 \pm 0.0319	H II
KPG277B	SB0	0.1127 \pm 0.0388	0.2444 \pm 0.1296	0.1511 \pm 0.0584	-0.8281 \pm 0.1667	LINER
KPG359A	SB0	0.4238 \pm 0.0893	-0.2928 \pm 0.2166	0.0869 \pm 0.0805	-0.7440 \pm 0.1854	S-L
KPG431B	S0	-0.4124 \pm 0.0725	0.1635 \pm 0.3280	0.3248 \pm 0.0841	-1.8051 \pm 2.5943	AGN
KPG492A	S0	1.6559 \pm 0.0812	0.4975 \pm -	0.5138 \pm 0.0994	-0.3183 \pm 0.1803	S-L

^aM.T.- Morphological Type.

^{*}AGN classification denotes those galaxies that are AGN according to the [N II] diagrams but not to the [S II] and/or [O I].

[†]L-S classification means that galaxies fall in the separation line for Seyfert and LINER according to [S II] and [O I] diagrams.

^{*}Type with weak broad component in permitted lines. Seyfert quantitative classification according to Winkler (1992).

Table 9. Logarithm intensities ratios and their errors for (E+S) sample.

Object	M.T. ^a	LOG([N II]/H α)	LOG([O III]/H β)	LOG([S II]/H α)	LOG([O I]/H α)	Type
Elliptical						
KPG055A	E	0.4993 \pm 0.1027	1.0842 \pm 0.8013	0.4597 \pm 0.1329	-0.9006 \pm 0.9222	S-L
KPG089B	E	0.3029 \pm 0.0896	0.7262 \pm 0.4881	0.0451 \pm 0.1716	-0.4415 \pm 0.2174	S-L
KPG091B	E	0.4149 \pm 0.0881	0.1889 \pm 0.1558	0.3686 \pm 0.1197	-1.0699 \pm 1.2131	AGN
KPG144B	E	-0.4333 \pm 0.0086	-0.7456 \pm 0.0294	-0.5566 \pm 0.0130	-1.8652 \pm 0.0627	H II
KPG155A	E	-0.6479 \pm 0.0128	0.0830 \pm 0.0188	-0.4416 \pm 0.0158	-1.3675 \pm 0.0876	H II
KPG167A	E	0.3963 \pm 0.0562	0.2965 \pm 0.1364	0.2132 \pm 0.0893	-0.7086 \pm 0.2628	LINER
KPG197B	E	0.1071 \pm 0.1254	0.5876 \pm 0.5488	-0.0212 \pm 0.2225	-1.3599 \pm 1.8493	AGN
KPG198B	E	0.2118 \pm 0.0666	0.4295 \pm 0.1479	0.1489 \pm 0.0988	-1.0428 \pm 0.73956	AGN
KPG244A	E	0.2472 \pm 0.1071	0.9321 \pm 0.5472	0.0682 \pm 0.1872	-0.3952 \pm 0.2798	S-L
KPG254B	E	0.1830 \pm 0.1103	0.7963 \pm 0.6008	0.1519 \pm 0.1599	-0.5364 \pm 0.3098	S-L
KPG260B	E	-0.0098 \pm 0.0491	0.5369 \pm 0.1214	-0.0516 \pm 0.0798	-0.7262 \pm 0.1743	S-L
KPG339B	E	0.3400 \pm 0.1271	0.4900 \pm 0.2531	-0.4000 \pm 0.5529	-0.6500 \pm 0.7326	S-L
KPG363A	E	-0.1500 \pm 0.0048	0.3900 \pm 0.0100	-0.2062 \pm 0.0053	-1.1900 \pm 0.0286	Sy2
KPG383A	E	-0.0589 \pm 0.0253	0.1041 \pm 0.0549	0.0646 \pm 0.0323	-0.6045 \pm 0.0432	LINER
KPG394A	E	-0.5482 \pm 0.0103	-0.3162 \pm 0.0199	-0.4843 \pm 0.0135	-1.7759 \pm 0.1200	H II
KPG412B	E	0.0100 \pm 0.0861	0.3000 \pm 0.5584	-0.3400 \pm 0.2379	-0.5900 \pm 0.1510	AGN
KPG414B	E	-1.0658 \pm 0.0064	0.5854 \pm 0.0050	-0.8526 \pm 0.0075	-1.9263 \pm 0.3964	H II
KPG432A	E/SO	0.1500 \pm 0.1628	0.6500 \pm 0.2518	-0.0800 \pm 0.3282	-0.79 \pm 1.3913	AGN
KPG466B	E/SO	-0.2432 \pm 0.0054	-0.5659 \pm 0.0156	-0.5076 \pm 0.0082	-1.4698 \pm 0.0223	AGN
KPG494B	E	-0.5027 \pm 0.0065	0.0234 \pm 0.0087	-0.6204 \pm 0.0094	-1.7156 \pm 0.1363	H II
KPG565A	E	0.0575 \pm 0.1217	0.3907 \pm 0.1637	0.1120 \pm 0.1654	-1.0119 \pm 0.6625	S-L
Spheroidal						
KPG006A	SO	-0.4195 \pm 0.0048	-0.7951 \pm 0.0234	-0.6294 \pm 0.0084	-1.7974 \pm 0.0364	H II
KPG062A	SO/a	0.2940 \pm 0.0327	0.6557 \pm 0.1096	0.1072 \pm 0.0540	-0.4205 \pm 0.0758	LINER
KPG162A	SO	0.0361 \pm 0.0650	0.3679 \pm 0.1335	0.1669 \pm 0.0810	-0.5131 \pm 0.1451	LINER
KPG231A	SO	-0.1258 \pm 0.0148	-0.1432 \pm 0.0520	-0.3094 \pm 0.0275	-1.1732 \pm 0.0599	AGN
KPG243B	SO	-0.2481 \pm 0.0124	-0.2337 \pm 0.0358	-0.4167 \pm 0.0220	-1.2459 \pm 0.0583	AGN
KPG269A	SO	-0.3083 \pm 0.0240	-0.0619 \pm 0.0434	-0.1174 \pm 0.0289	-0.6155 \pm 0.0305	LINER
KPG275B	SO	-0.3729 \pm 0.0071	-0.6161 \pm 0.0192	-0.5494 \pm 0.0106	-1.7735 \pm 0.0488	H II
KPG304A	SO	-0.0882 \pm 0.0262	0.0342 \pm 0.1529	-0.2112 \pm 0.0514	-1.5169 \pm 0.3948	AGN
KPG317B	SO	-0.1411 \pm 0.0318	-0.0846 \pm 0.0741	-0.1459 \pm 0.0495	-1.1398 \pm 0.1709	AGN
KPG345B	SO/a	0.1580 \pm 0.0438	0.4055 \pm 0.2242	-0.1401 \pm 0.0953	-1.0692 \pm 0.2704	S-L
KPG374A	SO	0.2022 \pm 0.0470	0.8882 \pm 0.1197	0.2350 \pm 0.0630	-0.5566 \pm 0.2465	S-L
KPG392A	SO	0.2696 \pm 0.0880	1.0135 \pm 0.6311	0.1277 \pm 0.1462	-0.6750 \pm 0.4153	S-L
KPG402B	SO	-0.0239 \pm 0.0353	0.3299 \pm 0.0950	-0.0300 \pm 0.0542	-1.2199 \pm 0.3090	AGN
KPG408A	SO	0.0200 \pm 0.0732	0.6000 \pm -0.2100	-0.2200 \pm 0.1651	-0.9400 \pm 0.4780	S-L
KPG436A	SO	-0.4464 \pm 0.0115	-0.8387 \pm 0.0711	-0.6157 \pm 0.0222	-0.9604 \pm 0.2130	H II
Sa						
KPG055B	Sa	-0.4164 \pm 0.0355	-0.7504 \pm 0.2962	-0.8892 \pm 0.1335	-1.6462 \pm 0.3224	H II
KPG188A	Sa	-0.3864 \pm 0.0080	-0.6397 \pm 0.0235	-0.5991 \pm 0.0130	-2.0507 \pm 0.1187	H II
KPG197A	Sa	0.3868 \pm 0.1200	0.0900 \pm 0.1292	0.3765 \pm 0.1596	-0.8110 \pm 1.1059	AGN
KPG199B	Sa	-0.3736 \pm 0.0231	-0.4916 \pm 0.1184	-0.4074 \pm 0.0370	-1.6238 \pm 0.2468	H II
KPG239B	Sa	0.2471 \pm 0.0812	-0.0440 \pm 0.1153	0.1137 \pm 0.1344	-0.6385 \pm 0.3831	LINER
KPG260A	Sa	0.2989 \pm 0.0445	0.2197 \pm 0.0947	0.2112 \pm 0.0657	-0.6162 \pm 0.1726	LINER
KPG284A	Sa	-0.0451 \pm 0.0223	-0.0490 \pm 0.0966	-0.2627 \pm 0.0448	-1.1747 \pm 0.1157	AGN
KPG303B	Sa	0.2100 \pm 0.1207	0.7600 \pm -0.6208	-0.2500 \pm 0.3488	-0.8100 \pm 0.6206	Sy2
KPG317A	Sab	0.0313 \pm 0.0566	0.0050 \pm -0.2062	-0.6094 \pm 0.2568	-0.8377 \pm 0.2280	AGN
KPG402A	Sab	-0.5588 \pm 0.0195	-0.0488 \pm 0.0470	-0.3656 \pm 0.0251	-1.3444 \pm 0.0987	H II
KPG439B	Sa	-0.2339 \pm 0.0068	-0.3203 \pm 0.0247	-0.5447 \pm 0.0126	-2.0767 \pm 0.0270	AGN
KPG548A	Sa	0.1074 \pm 0.0315	0.3850 \pm 0.0636	0.1196 \pm 0.0437	-1.7587 \pm 0.0811	AGN
KPG466A	Sa	-0.6200 \pm 0.0098	0.6000 \pm -0.2100	-0.1500 \pm 0.0122	-0.6300 \pm 0.0300	S-L
Sb						
KPG089A	Sb	-0.4280 \pm 0.0063	-0.3958 \pm 0.0129	-0.5371 \pm 0.0090	-1.7760 \pm 0.0579	H II
KPG148A	Sb	-0.7930 \pm 0.0076	0.1195 \pm 0.0094	-0.6847 \pm 0.0094	-1.9934 \pm 0.1879	H II
KPG162B	Sb	-0.2290 \pm 0.0278	-0.1913 \pm 0.0809	-0.3094 \pm 0.0494	-1.7259 \pm 0.4955	AGN
KPG202B	Sb	0.3768 \pm 0.0374	1.0828 \pm 0.2444	0.2005 \pm 0.0582	-0.5370 \pm 0.1209	S-L
KPG229B	Sb	-0.4275 \pm 0.0133	-0.5682 \pm 0.0579	-0.6502 \pm 0.0274	-1.7358 \pm 0.1053	H II

Table 9 (cont'd)

Object	M.T. ^a	LOG([N II]/H α)	LOG([O III]/H β)	LOG([S II]/H α)	LOG([O I]/H α)	Type
KPG243A	Sb	-0.2517 \pm 0.0125	0.9063 \pm 0.0179	-0.3040 \pm 0.0191	-1.2366 \pm 0.2450	Sy2
KPG248B	Sb	-0.0132 \pm 0.0176	0.2765 \pm 0.0935	-0.2094 \pm 0.0349	-1.0981 \pm 0.1070	S-L
KPG254A	Sbab	0.1189 \pm 0.0062	1.0848 \pm 0.0092	-0.2198 \pm 0.0098	-0.7999 \pm 0.0984	Sy2
KPG269B	Sb	-0.5115 \pm 0.0073	-0.3156 \pm 0.0140	-0.5588 \pm 0.0101	-1.7537 \pm 0.0710	H II
KPG339A	Sb	-0.5009 \pm 0.0144	-0.9664 \pm 0.1302	-0.5756 \pm 0.0244	-1.5262 \pm 0.0801	H II
KPG345A	Sbs(dm)	-0.6208 \pm 0.0266	-0.1099 \pm 0.0559	-0.2803 \pm 0.0271	-1.1642 \pm 0.1137	H II
KPG374B	Sbc	-0.4636 \pm 0.0162	-0.6559 \pm 0.1089	-0.5556 \pm 0.0298	-1.6522 \pm 0.1230	H II
KPG392B	Sb	-0.1453 \pm 0.0412	0.3090 \pm 0.0698	-0.1000 \pm 0.0604	-0.9476 \pm 0.2024	S-L
KPG408B	Sb	-0.5318 \pm 0.0276	-0.0493 \pm 0.0680	-0.2616 \pm 0.0306	-1.2143 \pm 0.1363	H II
KPG416A	Sb	-0.4165 \pm 0.0079	-0.7686 \pm 0.0294	-0.6609 \pm 0.0129	-2.0159 \pm 0.0828	H II
KPG419A	SBb	-0.0400 \pm 0.0073	1.0000 \pm -0.2100	-0.1400 \pm 0.0082	-0.8800 \pm 0.0654	Sy1.9
KPG432B	Sb	-0.5281 \pm 0.0183	-0.8646 \pm 0.1123	-0.5979 \pm 0.0308	-0.8139 \pm 0.6375	H II
KPG436B	Sb	-0.3351 \pm 0.0260	-0.2282 \pm 0.1648	-0.5081 \pm 0.0554	-2.3363 \pm 0.1890	H II
KPG484B	Sb	-0.4621 \pm 0.0242	-0.5690 \pm 0.1357	-0.6541 \pm 0.0586	-1.3153 \pm 0.5506	H II
KPG494A	Sbc	-0.2737 \pm 0.0106	-0.4524 \pm 0.0416	-0.4959 \pm 0.0207	-0.6307 \pm 0.1096	AGN
KPG497B	Sb	0.2149 \pm 0.0372	0.1282 \pm 0.1041	0.2410 \pm 0.0495	-1.9189 \pm 0.2746	AGN
KPG558A	Sb	-0.3820 \pm 0.0216	-0.5685 \pm 0.1345	-0.5350 \pm 0.0464	-1.8762 \pm 2.0941	H II
KPG565B	Sb	-0.5528 \pm 0.0163	-0.2266 \pm 0.0389	-0.4436 \pm 0.0215	-0.5792 \pm 0.1180	H II
Sc						
KPG058A	Sc	-0.2334 \pm 0.0200	-0.3081 \pm 0.1289	-0.3386 \pm 0.0395	-1.2968 \pm 0.1063	AGN
KPG287A	Sc	-0.4494 \pm 0.0290	-0.7093 \pm 0.2075	-0.5882 \pm 0.0640	-1.7455 \pm 0.4297	H II
KPG314B	Sc	-0.4574 \pm 0.0225	-0.6110 \pm 0.1444	-0.2951 \pm 0.0290	-1.2424 \pm 0.0949	H II
KPG353A	Sc	-0.6103 \pm 0.0155	-0.9310 \pm 0.1019	-0.8004 \pm 0.0309	-2.1018 \pm 0.2166	H II
KPG407A	Sc	-0.1260 \pm 0.0093	0.1290 \pm 0.0184	-0.4357 \pm 0.0173	-1.3858 \pm 0.0731	AGN
KPG412A	Sc	-0.3194 \pm 0.0167	-0.2700 \pm 0.0974	-0.4120 \pm 0.0315	-1.3003 \pm 0.0892	H II
KPG464B	Sc	-0.3634 \pm 0.0338	-0.6033 \pm 0.2548	-0.6392 \pm 0.0926	-1.4960 \pm 0.1895	H II
Sm						
KPG198A	Sm	-0.6659 \pm 0.0053	0.0858 \pm 0.0066	-0.6191 \pm 0.0066	-1.6593 \pm 0.0651	H II
KPG414A	Sm	-0.7539 \pm 0.0291	0.1398 \pm 0.0340	-0.3100 \pm 0.0247	-1.4477 \pm 0.2577	H II

^aM.T.- Morphological Type.

^{*}AGN classification denotes those galaxies that are AGN according to the [N II] diagrams but not to the [S II] and/or [O I].

[†]L-S classification means that galaxies fall in the separation line for Seyfert and LINER according to [S II] and [O I] diagrams.

^{*}Type with weak broad component in permitted lines. Seyfert quantitative classification according to Winkler (1992).

Table 10. Logarithm intensities ratios and their errors for (S+S) sample.

Object	M.T. ^a	LOG([N II]/H α)	LOG([O III]/H β)	LOG([S II]/H α)	LOG([O I]/H α)	Type
Sa						
KPG052B	SBa	-0.0227 \pm 0.0390	0.3490 \pm 0.0996	0.1075 \pm 0.0491	-0.7634 \pm 0.1161	LINER
KPG161A	Sa	-0.5634 \pm 0.0375	0.0263 \pm 0.0066	-0.5587 \pm 0.0491	-1.6507 \pm 0.0301	H II
KPG174B	Sab	0.2549 \pm 0.0612	0.2078 \pm 0.0900	0.1152 \pm 0.0763	-0.8191 \pm 0.1435	LINER
KPG185B	Sab	-0.2759 \pm 0.0069	-0.2778 \pm 0.0168	-0.5190 \pm 0.0130	-1.6973 \pm 0.0616	AGN
KPG190B	Sab	0.1749 \pm 0.0543	0.3164 \pm 0.1391	0.0379 \pm 0.0914	-0.7517 \pm 0.2010	LINER
KPG201A	Sa	0.4490 \pm 0.0698	1.4683 \pm 1.8727	0.4423 \pm 0.0912	-0.3428 \pm 0.1627	S-L
KPG211A	Sa	0.4428 \pm 0.0748	0.7200 \pm 0.2252	0.1979 \pm 0.1218	-0.5703 \pm 0.1677	LINER
KPG213B	Sa	0.3444 \pm 0.0579	0.2904 \pm 0.1466	0.2517 \pm 0.0891	-0.4891 \pm 0.1528	LINER
KPG215A	Sab	-0.1434 \pm 0.0328	0.0360 \pm 0.1589	-0.2980 \pm 0.0655	-1.4753 \pm 0.3560	LINER
KPG220B	SBa	-0.1989 \pm 0.0099	-0.2887 \pm 0.0302	-0.3935 \pm 0.0168	-1.3904 \pm 0.0502	AGN
KPG222A	Sa	-0.8551 \pm 0.0166	0.2688 \pm 0.0138	-0.4264 \pm 0.0146	-1.3003 \pm 0.0321	H II
KPG226A	Sa	-0.3940 \pm 0.0285	-0.4566 \pm 0.0566	-0.6650 \pm 0.0497	-1.7715 \pm 0.1479	H II
KPG228A	Sa	0.6609 \pm 0.0571	0.9678 \pm 0.4890	0.5192 \pm 0.0759	-0.5400 \pm 0.1937	LINER
KPG241B	Sab	0.2447 \pm 0.0812	0.2500 \pm 0.1807	-0.0550 \pm 0.1654	-0.9701 \pm 0.4729	LINER
KPG246A	Sa	-0.2320 \pm 0.0315	-0.1986 \pm 0.1405	-0.3219 \pm 0.0585	-1.0657 \pm 0.1296	AGN
KPG252A	Sa	-0.3869 \pm 0.0086	-0.3767 \pm 0.0242	-0.4692 \pm 0.0130	-1.4058 \pm 0.0306	H II
KPG255A	Sab	-0.5744 \pm 0.0633	0.0659 \pm 0.1759	-0.2047 \pm 0.0573	-1.1323 \pm 0.2016	H II
KPG257B	Sab	-0.3510 \pm 0.0424	-0.4617 \pm 0.1430	-0.3507 \pm 0.0626	-1.3867 \pm 0.1455	H II
KPG265B	Sa	-0.5187 \pm 0.0063	-0.2686 \pm 0.0157	-0.4742 \pm 0.0083	-1.7040 \pm 0.0328	H II
KPG266A	Sab	0.2197 \pm 0.0233	0.2318 \pm 0.0660	0.0383 \pm 0.0383	-0.6966 \pm 0.0718	LINER
KPG270A	Sab	-0.3889 \pm 0.0286	-0.6248 \pm 0.1815	-0.5075 \pm 0.0526	-1.8829 \pm 0.5054	H II
KPG285A	Sab	0.1228 \pm 0.0315	0.3531 \pm 0.1212	0.0166 \pm 0.0511	-1.0220 \pm 0.1804	LINER
KPG289B	Sa	-0.5191 \pm 0.0108	-0.8371 \pm 0.0614	-0.8041 \pm 0.0242	-1.7303 \pm 0.0709	H II
KPG312B	S0	0.0515 \pm 0.0162	-0.0333 \pm 0.0438	-0.3137 \pm 0.0367	-1.0605 \pm 0.0770	AGN
KPG318A	Sa	-0.0607 \pm 0.0213	0.1645 \pm 0.0371	-0.2907 \pm 0.0402	-1.3473 \pm 0.1531	S-L
KPG327A	S0/a	0.1601 \pm 0.0569	0.5441 \pm 0.1769	0.0906 \pm 0.0883	-0.8800 \pm 0.2621	LINER
KPG327B	S0/a	-0.3217 \pm 0.0079	-0.6363 \pm 0.0345	-0.5507 \pm 0.0141	-1.6678 \pm 0.0495	H II
KPG337A	SABa	0.0719 \pm 0.0000	1.3675 \pm 1.9245	-0.3788 \pm 0.0559	-0.7109 \pm 0.0000	Sy2
KPG342A	Sa	-0.5285 \pm 0.0085	-0.3034 \pm 0.0160	-0.5119 \pm 0.0118	-1.8031 \pm 0.0491	H II
KPG348A	Sa	-0.1799 \pm 0.0124	0.0827 \pm 0.0168	-0.1113 \pm 0.0146	-1.0213 \pm 0.0319	AGN*
KPG349B	SABm	-0.2769 \pm 0.0287	-0.3732 \pm 0.1181	-0.2745 \pm 0.0429	-1.0415 \pm 0.0947	AGN
KPG355A	S0/a	-0.2799 \pm 0.0102	-0.0799 \pm 0.0338	-0.3937 \pm 0.0173	-1.5822 \pm 0.0717	AGN
KPG360A	Sab	0.1978 \pm 0.0842	0.6304 \pm 0.1412	0.2513 \pm 0.1100	-0.4534 \pm 0.1876	LINER
KPG366A	S0/a	-0.3838 \pm 0.0145	-0.5970 \pm 0.0743	-0.5617 \pm 0.0291	-1.7457 \pm 0.1496	H II
KPG368A	Sa	-0.0668 \pm 0.0168	0.7033 \pm 0.0284	-0.2514 \pm 0.0306	-0.9945 \pm 0.0627	Sy2
KPG369B	Sab	-0.3745 \pm 0.0043	0.0370 \pm 0.0046	-0.6268 \pm 0.0061	-1.5678 \pm 0.0101	AGN
KPG384A	SABd	-1.2366 \pm 0.0395	0.4807 \pm 0.0155	-0.6179 \pm 0.0234	-1.8310 \pm 0.1430	H II
KPG385A	Sab	-0.2753 \pm 0.0144	-0.1326 \pm 0.0389	-0.3423 \pm 0.0224	-1.0884 \pm 0.0442	AGN*
KPG395B	Sa	-0.4141 \pm 0.0192	-0.5530 \pm 0.1063	-0.5156 \pm 0.0351	-1.7811 \pm 0.2259	H II
KPG400B	Sa	-0.4082 \pm 0.0112	-0.7861 \pm 0.0539	-0.5737 \pm 0.0192	-1.8396 \pm 0.1003	H II
KPG413A	Sa	0.1181 \pm 0.0441	0.3457 \pm 0.0734	0.1669 \pm 0.0605	-0.7199 \pm 0.1441	LINER
KPG423A	Sab	-0.2772 \pm 0.0156	-0.3584 \pm 0.0750	-0.6121 \pm 0.0392	-1.4676 \pm 0.1124	AGN
KPG425A	SBa	-0.4318 \pm 0.0080	-0.5628 \pm 0.0166	-0.5251 \pm 0.0114	-1.8760 \pm 0.0501	H II
KPG425B	S0/a	-0.0411 \pm 0.0260	0.8092 \pm 0.0597	-0.1732 \pm 0.0475	-1.2296 \pm 0.1709	Sy2
KPG437B	Sab	-0.1406 \pm 0.0056	0.8404 \pm 0.0079	-0.5234 \pm 0.0099	-1.3326 \pm 0.0184	Sy2
KPG447A	Sa	-0.3622 \pm 0.0120	-0.4357 \pm 0.0390	-0.4910 \pm 0.0198	-1.7377 \pm 0.0999	H II
KPG449B	Sab	-0.1371 \pm 0.0189	-0.1516 \pm 0.0570	-0.2620 \pm 0.0316	-1.1676 \pm 0.0897	AGN
KPG455A	Sa	0.3636 \pm 0.0750	0.9361 \pm 59.0739	0.1912 \pm 0.1196	-0.7281 \pm 0.3089	LINER
KPG474B	Sa	-0.5031 \pm 0.0114	-0.7489 \pm 0.0666	-0.6821 \pm 0.0237	-1.6340 \pm 0.0783	H II
KPG477B	S0	0.2623 \pm 0.0419	0.4125 \pm 0.1388	0.1872 \pm 0.0615	-0.6152 \pm 0.1262	LINER
KPG480B	S0a	0.3424 \pm 0.0285	0.9104 \pm 0.1547	0.0440 \pm 0.0531	-0.4339 \pm 0.0653	S-L
KPG495B	SBab	-0.3551 \pm 0.0309	-0.9646 \pm 0.5063	-0.5157 \pm 0.0663	-1.3328 \pm 0.1772	H II
KPG496A	S0	-0.1891 \pm 0.0222	0.0000 \pm 0.0976	-0.4839 \pm 0.0572	-1.4065 \pm 0.1872	AGN
KPG150A	Sa	0.3299 \pm 0.0499	0.9581 \pm 0.1379	0.1766 \pm 0.0791	-0.6516 \pm 0.1713	LINER
KPG286B	Sa	0.6966 \pm 0.2316	0.0401 \pm 0.0193	-0.3559 \pm 0.0159	-1.1296 \pm 0.0055	AGN
KPG355B	Sa	-0.1845 \pm 0.0111	-0.1347 \pm 0.0255	0.0186 \pm 0.0130	-0.6826 \pm 0.0209	LINER
KPG368B	Sa	-0.2844 \pm 0.0063	0.3010 \pm 0.0084	-0.1928 \pm 0.0078	-0.8456 \pm 0.0102	LINER

Table 10 (cont'd)

Object	M.T. ^a	LOG([N II]/H α)	LOG([O III]/H β)	LOG([S II]/H α)	LOG([O I]/H α)	Type
KPG378B	SABb	0.2798 \pm 0.0172	0.4255 \pm 0.0470	0.1171 \pm 0.0268	-0.5858 \pm 0.0457	LINER
KPG388B	Sab	-0.2007 \pm 0.0049	0.0933 \pm 0.0058	-0.3396 \pm 0.0065	-0.9527 \pm 0.0077	AGN
KPG398A	Sab	-0.4541 \pm 0.0056	0.9582 \pm 0.0055	-0.7017 \pm 0.0102	-0.9831 \pm 0.0096	Sy2
Sb						
KPG022B	Sbb	-0.1212 \pm 0.0147	-0.1473 \pm 0.0777	-0.3904 \pm 0.0314	-1.4088 \pm 0.1171	AGN
KPG049A	Sb	0.1339 \pm 0.0282	0.4632 \pm 0.0831	-0.1497 \pm 0.0587	-0.8720 \pm 0.1155	S-L
KPG053B	Sbb	-0.1190 \pm 0.0520	0.6112 \pm 0.1749	-0.2358 \pm 0.1017	-1.6885 \pm 0.9768	Sy2
KPG146A	Sb	-0.3627 \pm 0.0189	-0.2041 \pm 0.0486	-0.5772 \pm 0.0351	-1.4183 \pm 0.0865	AGN
KPG150B	Sb	0.2416 \pm 0.0323	0.2774 \pm 0.0938	0.1807 \pm 0.0462	-0.6013 \pm 0.0887	LINER
KPG159B	Sb	-0.3331 \pm 0.0310	-0.1897 \pm 0.0773	-0.3514 \pm 0.0512	-1.4715 \pm 0.2742	H II
KPG163A	Sbc	-0.4105 \pm 0.0292	-0.6588 \pm 0.2047	-0.5693 \pm 0.0666	-1.4852 \pm 0.2231	H II
KPG168B	Sc	-0.6883 \pm 0.0060	-0.0187 \pm 0.0075	-0.8003 \pm 0.0078	-2.2243 \pm 0.0307	H II
KPG171A	Sbc	-0.7311 \pm 0.0115	0.2867 \pm 0.0141	-0.5201 \pm 0.0135	-1.4738 \pm 0.0332	H II
KPG171B	Sb	-0.4419 \pm 0.0085	-0.3946 \pm 0.0230	-0.5073 \pm 0.0125	-1.6458 \pm 0.0451	H II
KPG174A	Sbc	-0.5573 \pm 0.0201	-0.3020 \pm 0.0520	-0.3529 \pm 0.0257	-1.3068 \pm 0.0740	H II
KPG178B	Sb	-0.7183 \pm 0.0142	0.3040 \pm 0.0150	-0.4359 \pm 0.0157	-1.4182 \pm 0.0422	H II
KPG179B	Sb	-0.0412 \pm 0.0464	0.2803 \pm 0.0994	0.0372 \pm 0.0623	-0.8445 \pm 0.1574	S-L
KPG193B	Sb	-0.1522 \pm 0.0152	0.0000 \pm 0.0936	-0.3304 \pm 0.0288	-1.3312 \pm 0.0911	AGN
KPG200B	Sb	-0.4491 \pm 0.0052	-0.1530 \pm 0.0080	-0.5813 \pm 0.0072	-1.8146 \pm 0.0219	H II
KPG205B	Sb	-0.3443 \pm 0.0296	-0.4197 \pm 0.1369	-0.5707 \pm 0.0555	-1.5058 \pm 0.0627	H II
KPG206A	Sb	-0.8756 \pm 0.0178	0.2553 \pm 0.0124	-0.4909 \pm 0.0151	-1.4872 \pm 0.0417	H II
KPG215B	Sb	-0.2622 \pm 0.0239	0.0711 \pm 0.0420	-0.5030 \pm 0.0453	-1.4455 \pm 0.0635	AGN
KPG216B	Sbc	-0.6998 \pm 0.0110	0.1614 \pm 0.0152	-0.4748 \pm 0.0131	-1.5286 \pm 0.0489	H II
KPG219B	Sb	-0.3349 \pm 0.0352	-0.6951 \pm 0.1467	-0.5481 \pm 0.0619	-1.6193 \pm 0.0652	H II
KPG225A	Sb	-0.3561 \pm 0.0392	-0.4868 \pm 0.0688	-0.3852 \pm 0.0491	-1.2769 \pm 0.0931	H II
KPG225B	Sb	-0.2276 \pm 0.0130	-0.3010 \pm 0.0614	-0.4369 \pm 0.0258	-1.2730 \pm 0.0656	AGN
KPG226B	Sb	0.2264 \pm 0.0506	0.0969 \pm 0.0844	0.2264 \pm 0.0690	-0.5540 \pm 0.1575	LINER
KPG227B	Sb	-0.6104 \pm 0.0110	-0.0578 \pm 0.0175	-0.3952 \pm 0.0128	-1.6618 \pm 0.0590	H II
KPG240A	Sbc	0.2991 \pm 0.5267	0.9284 \pm 0.1415	-0.2885 \pm 0.0649	-0.5655 \pm 0.1300	Sy2
KPG242A	Sb	-1.1193 \pm 0.1114	0.4814 \pm 0.0118	-0.6282 \pm 0.0363	-1.5874 \pm 0.0727	H II
KPG245B	Sb	0.1627 \pm 0.0400	0.3357 \pm 0.1047	0.0205 \pm 0.0660	-1.0810 \pm 0.2713	LINER
KPG257A	Sb	-0.4876 \pm 0.0266	-0.2314 \pm 0.0898	-0.2550 \pm 0.0296	-1.2567 \pm 0.1024	H II
KPG261A	Sb	-0.3536 \pm 0.0225	-0.4393 \pm 0.0897	-0.4580 \pm 0.0416	-1.2600 \pm 0.1160	H II
KPG261B	Sb	-0.4749 \pm 0.0354	-0.7247 \pm 0.1746	-0.6270 \pm 0.0707	-1.5737 \pm 0.1622	H II
KPG266B	Sb	-0.5208 \pm 0.0195	-0.2194 \pm 0.0601	-0.3808 \pm 0.0269	-1.5672 \pm 0.1464	H II
KPG270B	Sb	0.2372 \pm 0.0993	0.1943 \pm 0.1247	0.2138 \pm 0.1373	-0.4133 \pm 0.2153	LINER
KPG283B	Sb	-1.1220 \pm 0.0158	0.5031 \pm 0.0121	-0.6785 \pm 0.0139	-1.7420 \pm 0.0507	H II
KPG289A	Sb	-0.2022 \pm 0.0161	-0.0746 \pm 0.0431	-0.3911 \pm 0.0313	-1.3118 \pm 0.0922	AGN
KPG291A	Sbc	-0.2478 \pm 0.0183	-0.0911 \pm 0.0752	-0.3840 \pm 0.0363	-1.8866 \pm 0.4021	AGN
KPG293A	Sb	-0.3586 \pm 0.0095	-0.3903 \pm 0.0327	-0.4269 \pm 0.0153	-1.5016 \pm 0.0569	H II
KPG294A	Sb	-0.3972 \pm 0.0191	-0.2596 \pm 0.0482	-0.2512 \pm 0.0235	-1.4523 \pm 0.1082	H II
KPG296A	SBb	-0.0555 \pm 0.0299	0.2300 \pm 0.0682	-0.1711 \pm 0.0515	-1.0046 \pm 0.1286	LINER
KPG298A	Sbc	-0.1960 \pm 0.0399	-0.3293 \pm 0.1168	-0.4070 \pm 0.0917	-1.4421 \pm 0.3712	AGN
KPG298B	Sbc	0.1259 \pm 0.0537	0.8943 \pm 0.4159	0.0713 \pm 0.0834	-0.9495 \pm 0.2633	S-L
KPG299A	Sb	0.3614 \pm 0.0275	0.6642 \pm 0.0974	0.3055 \pm 0.0377	-0.5099 \pm 0.0716	LINER
KPG301A	Sb	-0.4259 \pm 0.0101	-0.8002 \pm 0.0459	-0.7081 \pm 0.0211	-1.6543 \pm 0.0636	H II
KPG306B	Sb	-0.2486 \pm 0.0073	-0.8852 \pm 0.0379	-0.6573 \pm 0.0147	-2.0341 \pm 0.0968	H II
KPG307A	Sb	-0.4932 \pm 0.0064	-0.2756 \pm 0.0094	-0.6434 \pm 0.0099	-1.9298 \pm 0.0341	H II
KPG313A	Sbc	-0.4405 \pm 0.0205	-0.5497 \pm 0.0759	-0.3869 \pm 0.0283	-1.5895 \pm 0.1532	H II
KPG313B	Sb	-0.0556 \pm 0.0158	0.6717 \pm 0.0276	-0.3918 \pm 0.0340	-1.2583 \pm 0.0855	Sy2
KPG319A	Sb	-0.9226 \pm 0.0147	0.5866 \pm 0.0120	-0.6614 \pm 0.0167	-1.6406 \pm 0.0467	H II
KPG322B	Sbc	-0.2800 \pm 0.0038	-0.6701 \pm 0.0083	-0.6007 \pm 0.0056	-1.8646 \pm 0.0157	H II
KPG323A	SBbc	-0.5878 \pm 0.0179	-0.2800 \pm 0.0410	-0.3375 \pm 0.0221	-1.4370 \pm 0.0741	H II
KPG323B	Sbc	-0.4803 \pm 0.0239	-0.2004 \pm 0.0598	-0.3376 \pm 0.0336	-1.2207 \pm 0.0834	H II
KPG329B	Sb	-0.3388 \pm 0.0082	-0.8493 \pm 0.0334	-0.6378 \pm 0.0147	-1.8235 \pm 0.1893	H II
KPG337B	Sb	-1.0264 \pm 0.0152	0.3467 \pm 0.0126	-0.6109 \pm 0.0139	-1.7134 \pm 0.0522	H II
KPG347A	Sbc	-0.5044 \pm 0.0196	-1.1862 \pm 0.3571	-0.7406 \pm 0.0449	-1.9546 \pm 0.2896	H II
KPG347B	Sbc	-0.3895 \pm 0.0136	-0.4110 \pm 0.0496	-0.7557 \pm 0.0338	-1.9613 \pm 0.1864	H II

Table 10 (cont'd)

Object	M.T. ^a	LOG([N II]/H α)	LOG([O III]/H β)	LOG([S II]/H α)	LOG([O I]/H α)	Type
KPG352A	SBb	0.0507 \pm 0.0545	0.2041 \pm 0.1114	-0.2545 \pm 0.1282	-1.7096 \pm 1.3149	S-L
KPG360B	Sb	-0.2248 \pm 0.0376	-0.3919 \pm 0.1875	-0.3567 \pm 0.0812	-1.1835 \pm 0.1990	H II
KPG366B	SBb	0.3802 \pm 0.0669	0.5819 \pm 0.1983	0.2094 \pm 0.1066	-0.4882 \pm 0.1790	LINER
KPG375A	SBbc	-0.2547 \pm 0.0074	-0.4952 \pm 0.0257	-0.6052 \pm 0.0140	-1.8573 \pm 0.0695	AGN
KPG378A	Sb	0.0231 \pm 0.0197	-0.0637 \pm 0.0670	-0.1819 \pm 0.0375	-1.2019 \pm 0.1338	LINER
KPG381B	Sbc	-0.2224 \pm 0.0122	0.2234 \pm 0.0205	-0.3702 \pm 0.0187	-1.1871 \pm 0.0390	Sy1.8
KPG382A	Sbc	-0.5246 \pm 0.0182	-0.6493 \pm 0.0810	-0.3999 \pm 0.0268	-1.3977 \pm 0.0793	H II
KPG395A	Sbc	-0.4479 \pm 0.0164	-0.7495 \pm 0.1079	-0.5490 \pm 0.0293	-1.6905 \pm 0.1385	H II
KPG400A	Sb	-0.1371 \pm 0.0348	-0.0136 \pm 0.1297	-0.5150 \pm 0.1049	-1.1601 \pm 0.1908	AGN
KPG403B	Sb	-0.4262 \pm 0.0124	-0.3931 \pm 0.0558	-0.4494 \pm 0.0202	-1.7366 \pm 0.1136	H II
KPG404B	Sb	0.2027 \pm 0.0368	0.3643 \pm 0.0746	0.0242 \pm 0.0627	-0.7755 \pm 0.1349	LINER
KPG405A	Sb	-0.5513 \pm 0.0106	-0.2386 \pm 0.0225	-0.4504 \pm 0.0138	-1.6452 \pm 0.0503	H II
KPG406A	Sb	-0.5073 \pm 0.0170	-0.2486 \pm 0.0390	-0.3416 \pm 0.0209	-1.5003 \pm 0.0891	H II
KPG413B	Sbc	-0.3930 \pm 0.0088	-0.8571 \pm 0.0582	-0.6651 \pm 0.0175	-1.8924 \pm 0.0907	H II
KPG426B	Sb	-0.3316 \pm 0.0105	-0.6744 \pm 0.0464	-0.5643 \pm 0.0196	-1.7752 \pm 0.0979	H II
KPG427B	Sb	-0.1189 \pm 0.0000	-0.0786 \pm 0.0981	-0.5960 \pm 0.1585	-1.4024 \pm 0.0000	AGN
KPG428A	SBb	-0.7162 \pm 0.0286	0.0823 \pm 0.0445	-0.2671 \pm 0.0247	-1.3747 \pm 0.0990	H II
KPG430B	Sbc	-0.6538 \pm 0.0130	0.1317 \pm 0.0136	-0.4513 \pm 0.0150	-1.4976 \pm 0.0461	H II
KPG433A	Sbc	-0.3162 \pm 0.0105	-0.4688 \pm 0.0581	-0.4791 \pm 0.0196	-1.5846 \pm 0.0807	H II
KPG433B	Sbc	-0.4007 \pm 0.0088	-0.4745 \pm 0.0271	-0.6150 \pm 0.0158	-1.7666 \pm 0.0749	H II
KPG434A	Sb	-0.1953 \pm 0.0084	-0.1419 \pm 0.0182	-0.4085 \pm 0.0136	-1.5190 \pm 0.0470	AGN
KPG440B	Sbc	-0.0786 \pm 0.0000	0.5229 \pm 0.1657	-0.4296 \pm 0.0888	-1.3291 \pm 0.0000	Sy2
KPG444A	Sbb	-0.3297 \pm 0.0254	-0.3689 \pm 0.1314	-0.3151 \pm 0.0416	-1.2612 \pm 0.1253	H II
KPG453A	Sb	-0.5125 \pm 0.0154	-0.9789 \pm 0.1342	-0.6406 \pm 0.0303	-2.6157 \pm 0.9549	H II
KPG455B	Sbb	0.2561 \pm 0.0280	0.6353 \pm 0.1704	0.0502 \pm 0.0480	-0.7091 \pm 0.0903	LINER
KPG458A	Sbc	-0.4771 \pm 0.0172	-0.2489 \pm 0.0535	-0.4462 \pm 0.0266	-1.3659 \pm 0.0793	H II
KPG472A	Sbc	-0.9767 \pm 0.0151	0.4390 \pm 0.0128	-0.5645 \pm 0.0143	-1.5243 \pm 0.0373	H II
KPG472B	Sbc	-0.4078 \pm 0.0055	-0.5936 \pm 0.0120	-0.6977 \pm 0.0081	-2.1438 \pm 0.0372	H II
KPG473A	Sb	0.1025 \pm 0.0128	0.6555 \pm 0.0172	-0.0690 \pm 0.0206	-0.7704 \pm 0.0355	S-L
KPG474A	Sb	-0.5142 \pm 0.0170	-0.6642 \pm 0.0698	-0.7027 \pm 0.0356	-1.9255 \pm 0.2235	H II
KPG477A	Sb	0.4227 \pm 0.0844	0.1440 \pm 0.1333	0.2329 \pm 0.1339	-0.3647 \pm 0.1966	LINER
KPG478A	Sb	-0.2775 \pm 0.0192	-0.3219 \pm 0.1062	-0.6253 \pm 0.0499	-1.8999 \pm 0.3595	AGN
KPG495A	Sb	-0.0963 \pm 0.0343	-0.1120 \pm 0.1161	-0.2400 \pm 0.0655	-1.1265 \pm 0.1882	AGN
KPG496B	Sb	-0.2829 \pm 0.0181	-0.3802 \pm 0.0969	-0.4329 \pm 0.0346	-1.3222 \pm 0.0984	AGN
KPG518A	Sb	-0.8578 \pm 0.0156	0.3108 \pm 0.0140	-0.4839 \pm 0.0150	-1.5081 \pm 0.0458	H II
KPG557A	Sba	0.3193 \pm 0.1119	0.1060 \pm 0.1160	0.3521 \pm 0.1453	-0.7773 \pm 0.4971	LINER
KPG557B	Sb	-0.1795 \pm 0.0276	0.1283 \pm 0.0775	-0.3771 \pm 0.0615	-1.7788 \pm 0.5191	AGN
KPG597B	Sbc	-0.3348 \pm 0.0244	-0.3667 \pm 0.0791	-0.5572 \pm 0.0538	-1.6819 \pm 0.2660	H II
Sc						
KPG021B	Sc	-0.3770 \pm 0.0130	-0.3828 \pm 0.0452	-0.5009 \pm 0.0222	-1.6011 \pm 0.0939	H II
KPG052A	Sc	-0.4884 \pm 0.0152	-0.8899 \pm 0.1115	-0.6032 \pm 0.0291	-1.6722 \pm 0.1132	H II
KPG156A	Sc	-0.4170 \pm 0.0086	-0.9228 \pm 0.0437	-0.6787 \pm 0.0148	-1.9553 \pm 0.0733	H II
KPG156B	Sbc	-0.4136 \pm 0.0665	-0.1190 \pm 0.0420	-0.3272 \pm 0.0417	-1.2446 \pm 0.0832	H II
KPG159A	Sc	-0.6847 \pm 0.0131	0.1349 \pm 0.0156	-0.3835 \pm 0.0148	-1.3963 \pm 0.0397	H II
KPG168B	Sc	-0.6883 \pm 0.0060	-0.0187 \pm 0.0075	-0.8003 \pm 0.0078	-2.2243 \pm 0.0307	H II
KPG178A	Sc	-0.3970 \pm 0.0604	-0.6943 \pm 0.2973	-0.5252 \pm 0.1315	-1.8832 \pm 0.5726	H II
KPG220A	Sc	-0.4434 \pm 0.0470	-0.3413 \pm 0.0383	-0.7012 \pm 0.1023	-1.8214 \pm 0.1622	H II
KPG230A	Sc	-0.9396 \pm 0.0135	0.3703 \pm 0.0124	-0.6510 \pm 0.0145	-1.7235 \pm 0.0484	H II
KPG230B	Sc	-0.4175 \pm 0.0411	-0.4150 \pm 0.0402	-0.4549 \pm 0.0633	-1.4852 \pm 0.0857	H II
KPG236A	Sc	-1.1876 \pm 0.0107	0.4876 \pm 0.0064	-0.8385 \pm 0.0108	-2.0797 \pm 0.0350	H II
KPG241A	Sc	-0.4165 \pm 0.0726	-1.4075 \pm 2.3641	-0.4338 \pm 0.1264	-1.3555 \pm 0.2458	H II
KPG263A	Sc	-0.1856 \pm 0.0000	-0.3118 \pm 0.1230	-0.4967 \pm 0.0895	-1.1815 \pm 0.0000	AGN
KPG272A	Sc	-0.5089 \pm 0.0189	-0.2902 \pm 0.0607	-0.4501 \pm 0.0256	-1.6451 \pm 0.1368	H II
KPG272B	Sc	-0.4911 \pm 0.0085	-0.6236 \pm 0.0293	-0.5440 \pm 0.0125	-1.7161 \pm 0.0499	H II
KPG280A	Sc	-0.2986 \pm 0.0158	0.0736 \pm 0.0430	-0.3369 \pm 0.0252	-1.1528 \pm 0.0542	AGN
KPG292A	Sc	-0.3666 \pm 0.0051	-0.4466 \pm 0.0170	-0.5041 \pm 0.0076	-1.6306 \pm 0.0226	H II
KPG293B	Sc	-0.4792 \pm 0.0082	-0.4215 \pm 0.0229	-0.5214 \pm 0.0126	-1.5532 \pm 0.0366	H II
KPG309A	Sc	-0.9356 \pm 0.0372	0.4175 \pm 0.0303	-0.4406 \pm 0.0296	-1.3956 \pm 0.0995	H II

Table 10 (cont'd)

Object	M.T. ^a	LOG([N II]/H α)	LOG([O III]/H β)	LOG([S II]/H α)	LOG([O I]/H α)	Type
KPG311B	Sc	-1.1629 \pm 0.0067	0.5032 \pm 0.0056	-0.9062 \pm 0.0075	-2.0387 \pm 0.0170	H II
KPG316A	Sc	-0.4852 \pm 0.0133	-0.4773 \pm 0.0349	-0.4391 \pm 0.0179	-1.4281 \pm 0.0662	H II
KPG326B	Sc	-0.8369 \pm 0.0162	0.2645 \pm 0.0162	-0.4116 \pm 0.0164	-1.3800 \pm 0.0402	H II
KPG332A	Sc	-0.4636 \pm 0.0049	-0.7057 \pm 0.0792	-0.5754 \pm 0.0290	-1.8044 \pm 0.1368	H II
KPG340A	Sc	-0.1040 \pm 0.0138	-0.2199 \pm 0.0327	-0.2439 \pm 0.0229	-1.1756 \pm 0.0584	AGN
KPG352B	Sc	-0.5745 \pm 0.0087	-0.2580 \pm 0.0165	-0.4783 \pm 0.0111	-1.6564 \pm 0.0344	H II
KPG354B	Sc	-1.0198 \pm 0.0111	0.4307 \pm 0.0095	-0.6488 \pm 0.0111	-1.6017 \pm 0.0251	H II
KPG375B	Sc	-0.4157 \pm 0.0203	-0.4856 \pm 0.0949	-0.6585 \pm 0.0467	-1.6168 \pm 0.1686	H II
KPG396A	Sc	-0.6008 \pm 0.0120	-0.2880 \pm 0.0282	-0.4628 \pm 0.0151	-1.6624 \pm 0.0616	H II
KPG397A	Sc	-0.8750 \pm 0.0176	0.3096 \pm 0.0148	-0.4922 \pm 0.0159	-1.4277 \pm 0.0493	H II
KPG409A	Sc	-0.1843 \pm 0.0350	-0.1009 \pm 0.1275	-0.3476 \pm 0.0711	-1.7309 \pm 0.6074	AGN
KPG410A	Sc	-0.2192 \pm 0.0430	-0.8206 \pm 0.7114	-0.4261 \pm 0.1021	-1.6475 \pm 0.6513	AGN
KPG415B	Sc	-0.6773 \pm 0.0144	-0.0080 \pm 0.0260	-0.4111 \pm 0.0166	-1.4555 \pm 0.0563	H II
KPG423B	Sc	-0.3710 \pm 0.0097	-0.4824 \pm 0.0339	-0.6073 \pm 0.0173	-1.7118 \pm 0.0670	H II
KPG424A	Sc	-0.3510 \pm 0.0058	-0.9426 \pm 0.0219	-0.7013 \pm 0.0094	-1.9789 \pm 0.0352	H II
KPG440A	Sc	-0.4141 \pm 0.0307	-0.3505 \pm 0.1693	-0.2034 \pm 0.0349	-1.2652 \pm 0.1371	H II
KPG444B	Sc	-0.4339 \pm 0.0117	-0.4837 \pm 0.0294	-0.4150 \pm 0.0167	-1.5429 \pm 0.0592	H II
KPG461A	Sc	-0.9182 \pm 0.0144	0.4357 \pm 0.0122	-0.5501 \pm 0.0147	-1.5747 \pm 0.0404	H II
KPG511A	Sc	-0.2486 \pm 0.0162	-0.5187 \pm 0.1321	-0.3983 \pm 0.0318	-1.8039 \pm 0.2530	AGN
KPG330B	SBc	-0.8000 \pm 0.1290	0.1277 \pm 0.0126	1.5051 \pm 0.1180	0.3939 \pm 0.1383	H II
Sm						
KPG212A	Sd	-1.9482 \pm 0.0085	0.8194 \pm 0.0041	-1.3579 \pm 0.0076	-2.1572 \pm 0.0113	H II
KPG217A	Sd	-1.2775 \pm 0.0541	0.5761 \pm 0.0167	-0.7283 \pm 0.0422	-1.7440 \pm 0.0463	H II
KPG249B	SBm	-0.5904 \pm 0.0164	0.2123 \pm 0.0144	-0.5536 \pm 0.0210	-1.5194 \pm 0.0351	H II
KPG288B	SBm	-0.3851 \pm 0.0048	-0.0627 \pm 0.0060	-0.4600 \pm 0.0064	-1.2651 \pm 0.0089	AGN
KPG294B	SBm	-1.2259 \pm 0.0155	0.4646 \pm 0.0088	-0.6840 \pm 0.0126	-1.7147 \pm 0.0333	H II
KPG330A	Sd	-1.0493 \pm 0.0083	0.3708 \pm 0.0073	-0.9699 \pm 0.0106	-2.2974 \pm 0.0525	H II
KPG344A	Sd	-1.0957 \pm 0.0093	0.2902 \pm 0.0080	-0.9707 \pm 0.0112	-2.4805 \pm 0.0869	H II
KPG349A	SBm	-0.7375 \pm 0.0095	0.1800 \pm 0.0082	-0.5429 \pm 0.0109	-1.6739 \pm 0.0325	H II
KPG406B	Irr	-0.8857 \pm 0.0257	0.3590 \pm 0.0253	-0.4545 \pm 0.0224	-1.3702 \pm 0.0635	H II
KPG430A	Irr	-0.4817 \pm 0.0124	-0.1523 \pm 0.0265	-0.4120 \pm 0.0159	-1.5648 \pm 0.0612	H II
KPG438B	Sd	-0.9974 \pm 0.0162	0.4950 \pm 0.0129	-0.6597 \pm 0.0161	-1.6763 \pm 0.0507	H II
KPG511B	Sd	-0.5686 \pm 0.0141	-0.1076 \pm 0.0275	-0.3915 \pm 0.0182	-1.3732 \pm 0.0548	H II

^aM.T.- Morphological Type.

^{*}AGN classification denotes those galaxies that are AGN according to the [N II] diagrams but not to the [S II] and/or [O I].

[†]L-S classification means that galaxies fall in the separation line for Seyfert and LINER according to [S II] and [O I] diagrams.

^{*}Type with weak broad component in permitted lines. Seyfert quantitative classification according to Winkler (1992).

Capítulo 7

Conclusiones Generales

Durante el presente trabajo hemos analizado una muestra de galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2, observadas con el *Spitzer*, aisladas y en interacción. Encontramos que todas las galaxias Sy1 aisladas muestran una distribución grumosa del polvo en la región circumnuclear, es decir, una distribución fragmentada en nubes (*clumpy*); mientras que las Sy1 en interacción, con una o más compañeras cercanas, pueden tener distribuciones *clumpy* o distribuciones uniformes del polvo (*smooth*), indistintamente. Por otro lado, la distribución del polvo de las galaxias Sy2 aisladas puede ser *smooth* o *clumpy*, mientras que la mayoría de las galaxias Sy2 en interacción tienen una distribución *smooth*. Esto indica una conexión entre la presencia de una compañera cercana y la manera en que se distribuye el polvo en la región circumnuclear de las galaxias Seyfert. Estos hallazgos pueden ser explicados en el contexto de una secuencia evolutiva para galaxias Seyfert (Krongold et al. 2002, 2003).

Encontramos dos diferentes distribuciones geométricas del polvo circumnuclear en nuestra muestra de galaxias Seyfert. De la Figura 5 (Mendoza-Castrejón et al. 2015), está claro que las Sy1 y Sy2 tienen diferentes distribuciones del polvo. En general, las galaxias Sy 1 tienden a tener distribuciones del polvo tipo *clumpy*, mientras que la distribución del polvo en las galaxias Sy2 se configura de manera indistinta entre *smooth* y *clumpy*. Este resultado está en acuerdo con los obtenidos por Sirocky et al. (2008).

En cuanto al ambiente circumgaláctico, hay diferencias sorprendentes en la distribución del polvo. Sólo nueve de 23 galaxias en interacción tienen polvo con distribución *clumpy*. Por otro lado, sólo cuatro de 16 galaxias Seyfert aisladas tienen distribución *smooth*. Además, hay una convolución clara entre la interacción, el tipo de galaxia Seyfert y la distribución del polvo. Es claro de la Figura 5 que todas las galaxias Sy1 aisladas tienen distribuciones del polvo *clumpy*, mientras que las galaxias Sy1 con al menos un probable compañero cercano puede tener distribuciones de polvo *clumpy* o *smooth*. Por el contrario, dos tercios de las Sy2 con una o más vecinas cercanas tienen distribuciones *smooth*, mientras que Sy2s aislados tienen distribuciones de polvo *clumpy* o *smooth*.

Cómo puede influir el ambiente circumgaláctico en la distribución del polvo? La presencia de un vecino cercano puede producir una perturbación de marea que a su vez puede inducir un flujo constante de gas y polvo hacia la región nuclear. Este flujo de material hacia el centro tendrá una distribución *smooth* del polvo circundante, lo que explica por qué la mayoría de las galaxias Seyfert en interacción tienen este tipo de distribución. Hay, por supuesto, otras posibles perturbaciones de marea no axisimétricas que también pueden inducir tales flujos. Esto puede explicar el hecho de que algunas galaxias aisladas también tienen distribuciones *smooth* del polvo .

Nuestros hallazgos pueden explicarse fácilmente en términos de una secuencia evolutiva, sugerida para galaxias Seyfert (Krongold et al. 2002, 2003 y referencias ahí), y se resume de la siguiente manera:

$$\textit{Interaction} \implies \textit{Starburst} \rightarrow \textit{Seyfert2} \rightarrow \textit{Seyfert1}$$

En este esquema, la interacción es responsable de conducir gas y polvo hacia el centro, esta caída desencadena actividad de formación estelar (Ellison et al. 2010) y alimenta al SMBH. En esta etapa, el factor de cobertura en los AGN es ~ 1 y se espera una distribución *smooth* del polvo. A medida que el starburst muere, un sistema inicial compuesto de un núcleo Starburst + Seyfert 2 evolucionará en una galaxia Seyfert oscurecida, la cual podría ser vista como Sy1 o Sy2 dependiendo del factor de cobertura del toro de polvo, así como del efecto de orientación (considerando que efectivamente exista una BLR, que

no es siempre el caso). Entonces, el núcleo se observaría con una población estelar más vieja (Boisson et al. 2000). Así, en este escenario, los efectos de inclinación y oscurecimiento están presentes, pero sólo durante la última fase de la secuencia evolutiva (ver también Koulouridis et al. 2006a, 2007). El escenario está apoyado por otros trabajos, los cuales muestran que las regiones de formación estelar circumnucleares recientes están presentes con mayor frecuencia en AGN de tipo 2, pero no en los de tipo 1 (Maiolino et al. 1997; Gu et al. 2001; Coldwell et al. 2009). Estudios recientes realizados por Castro et al. (2014) también apoyan este esquema, al menos para AGN de baja luminosidad. La secuencia también se ha observado en galaxias LINERs (Krongold et al. 2003), ULIRGs y cuasares (e.g., Haas et al. 2003; Fiore et al. 2008), lo que sugiere que es independiente de la luminosidad. Una prueba más a favor de esta secuencia se encuentra en Villarroel, Korn y Matsuoka (2012), Kollatschny, Reichstein y Zetzl (2012) y Koulouridis et al. (2013). El esquema evolutivo también puede explicar la alta frecuencia de starburst y núcleos de Sy2 observados en sistemas que interactúan de cerca, así como la ausencia de núcleos de tipo 1 en pares de galaxias en interacción (e.g., González et al. 2008; ver nuestros resultados del Capítulo 6) y en grupos compactos (Martínez et al. 2008; Bitsakis et al. 2010).

El factor de cobertura del toro de polvo cambia a lo largo de la secuencia evolutiva. En la primera etapa, si existe un AGN, está oculto a todas o casi todas las líneas de visión del observador. Como el SB evoluciona, el flujo de polvo que entra disminuye y adquiere una configuración aplanada (Haas et al. 2003), así que más regiones del cielo –visto desde la máquina central– están al descubierto y el factor de cobertura disminuye. Entonces, la probabilidad de detectar al AGN aumenta con el tiempo.

De acuerdo a Elitzur (2012), el aumento de la grumosidad o fragmentación en nubes de la región polvorienta permite este cambio, porque cuando la distribución del polvo se vuelve más irregular es más fácil detectar al AGN. Esta 'Unificación Realista' (Elitzur 2012) toma en cuenta la grumosidad del toro de polvo y sugiere que hay una distribución uniforme en su factor de cobertura. Los AGN tipo 2 son más propensos a ser dibujados

de la distribución extrema superior del factor de cobertura del polvo y esta sugerencia ha recibido también apoyo observacional (e.g., Ramos Almeida et al. 2009, 2011).

Nuestro escenario evolutivo es compatible con esta 'Unificación Realista'. En las primeras etapas, la mayoría de los objetos serán tipo 2 y la probabilidad de observar vecinos cercanos es alta. Entonces ambos tipos 1 y 2 se pueden encontrar, en función de la orientación ("etapa de Unificación"). En la etapa posterior, vemos sobre todo objetos de tipo 1, porque es más fácil detectar la BLR. También en esta etapa posterior, la probabilidad de ver galaxias vecinas disminuye, debido a que la compañera se ha alejado de la vecindad galáctica o se fusionaron, sin dejar rastros del proceso.

Esta secuencia también se observa en altas luminosidades (Sanders et al. 1988a,b; Haas et al. 2003; Fiore et al. 2008) a partir de mergers a ULIRGs y luego a cuasares. Resultados que sugieren que la distribución del polvo en la región circumnuclear está fuertemente influenciada por interacciones gravitacionales.

Capítulo 8

Trabajo a Futuro

A lo largo de esta tesis hemos visto que la distribución del polvo es un indicador muy importante para conocer el grado de oscurecimiento de la región circumnuclear en las galaxias Seyfert. Entonces, resulta imperativo ampliar la muestra de galaxias Sy1 y Sy2 aisladas y en interacción, con el fin de obtener una estadística más robusta. Un complemento interesante para este trabajo sería también, a través del uso de técnicas espectropolarimétricas, conocer la frecuencia con que las galaxias Sy2 aisladas y en interacción muestran una región de líneas anchas escondidas.

Bibliografía

- [1] Angel J. R. P., Stockman H. S., 1980, ARA&A, 18, 321
- [2] Antonucci R. R. J., Miller J. S., 1985, ApJ, 297, 621
- [3] Antonucci R., 1993, ARA&A, 31, 473
- [4] Akylas A., Georgantopoulos I., Georgakakis A., Kitsionas S., Hatziminaoglou E., 2006, A&A, 459, 693
- [5] Balick B., Brown R. L., 1974, ApJ, 194, 265
- [6] Beckert T., Duschl W. J., 2004, A&A, 426, 445
- [7] Beckmann V., Shrader C., 2012, int..work, 69
- [8] Benítez N., 1997, PhD T,
- [9] Bianchi S., Corral A., Panessa F., Barcons X., Matt G., Bassani L., Carrera F. J., Jiménez-Bailón E., 2008, MNRAS, 385, 195
- [10] Bitsakis T., Charmandaris V., Le Floc'h E., Díaz-Santos T., Slater S. K., Xilouris E., Haynes M. P., 2010, A&A, 517, A75
- [11] Blandford R. D., Rees M. J., 1978, Phys, 17, 265
- [12] Blandford R. D., 1990, agn..conf, 161
- [13] Blandford R. D., Rees M. J., 1992, AIPC, 254, 3

- [14] Boisson C., Joly M., Moulataka J., Pelat D., Serote Roos M., 2000, *A&A*, 357, 850
- [15] Brightman M., Nandra K., 2008, *MNRAS*, 390, 1241
- [16] Buchanan C. L., Gallimore J. F., O’Dea C. P., Baum S. A., Axon D. J., Robinson A., Elitzur M., Elvis M., 2006, *AJ*, 132, 401
- [17] Castro A., et al., 2014, arXiv, arXiv:1408.3172
- [18] Cid Fernandes R., Heckman T., Schmitt H., González Delgado R. M., Storchi-Bergmann T., 2001, *ApJ*, 558, 81
- [19] Coldwell G. V., Lambas D. G., Söchting I. K., Gurovich S., 2009, *MNRAS*, 399, 88
- [20] Denney K. D., et al., 2010, *ApJ*, 721, 715
- [21] Deo R. P., Crenshaw D. M., Kraemer S. B., 2007, *AAS*, 39, 792
- [22] Diamond-Stanic A. M., Rieke G. H., 2010, *ApJ*, 724, 140
- [23] Doeleman S. S., et al., 2001, *AJ*, 121, 2610
- [24] Dopita M. A., Sutherland R. S., 1995, *ApJ*, 455, 468
- [25] Dultzin-Hacyan D., Benitez E., 1994, *A&A*, 291, 720
- [26] Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Fuentes-Guridi I., Marziani P., 1999, *ApJ*, 513, L111
- [27] Dultzin-Hacyan D., Ruano C., 1996, *A&A*, 305, 719
- [28] Efstathiou A., Rowan-Robinson M., 1995, *MNRAS*, 273, 649
- [29] Ekers R. D., Goss W. M., Schwarz U. J., Downes D., Rogstad D. H., 1975, *A&A*, 43, 159
- [30] Elitzur M., Shlosman I., 2006, *ApJ*, 648, L101

- [31] Elitzur M., 2008, *MmSAI*, 79, 1124
- [32] Elitzur M., 2012, *ApJ*, 747, LL33
- [33] Ellison S. L., Patton D. R., Simard L., McConnachie A. W., Baldry I. K., Mendel J. T., 2010, *MNRAS*, 407, 1514
- [34] Elvis M., et al., 1994, *ApJS*, 95, 1
- [35] Fanaroff B. L., Riley J. M., 1974, *MNRAS*, 167, 31P
- [36] Ferland G. J., Netzer H., 1983, *ApJ*, 264, 105
- [37] Fiore F., et al., 2008, *ApJ*, 672, 94
- [38] Gebhardt K., et al., 2000, *ApJ*, 539, L13
- [39] Georgantopoulos I., et al., 2011, *A&A*, 531, A116
- [40] Ghez A. M., Becklin E., Duchjne G., Hornstein S., Morris M., Salim S., Tanner A., 2003, *ANS*, 324, 527
- [41] Gillett F. C., Kleinmann D. E., Wright E. L., Capps R. W., 1975, *ApJ*, 198, L65
- [42] González J. J., Krongold Y., Dultzin D., Hernández-Toledo H. M., Huerta E. M., Olguín L., Marziani P., Cruz-González I., 2008, *RMxAC*, 32, 170
- [43] Gonzalez-Delgado R. M., Perez E., 1993, *Ap&SS*, 205, 127
- [44] González-Martín O., Masegosa J., Márquez I., Guainazzi M., Jiménez-Bailón E., 2009, *A&A*, 506, 1107
- [45] Goulding A. D., Alexander D. M., Bauer F. E., Forman W. R., Hickox R. C., Jones C., Mullaney J. R., Trichas M., 2012, *ApJ*, 755, 5
- [46] Granato G. L., Danese L., 1994, *MNRAS*, 268, 235

- [47] Gu Q., Maiolino R., Dultzin-Hacyan D., 2001, A&A, 366, 765
- [48] Haas M., et al., 2003, A&A, 402, 87
- [49] Hao L., Weedman D. W., Spoon H. W. W., Marshall J. A., Levenson N. A., Elitzur M., Houck J. R., 2007, ApJ, 655, L77
- [50] Heckman T. M., 1980, A&A, 87, 142
- [51] Hill G. J., Goodrich R. W., Depoy D. L., 1996, ApJ, 462, 163
- [52] Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. W. L., 1994, aelp.conf, 28
- [53] Houck J. R., et al., 2004, ApJS, 154, 18
- [54] Imanishi M., Wada K., 2004, ApJ, 617, 214
- [55] Jackson N., Browne I. W. A., 1990, Natur, 343, 43
- [56] Jaffe W., et al., 2004, Natur, 429, 47
- [57] Khachikian E. Y., Weedman D. W., 1974, ApJ, 192, 581
- [58] Knacke R. F., Thomson R. K., 1973, PASP, 85, 341
- [59] Kollatschny W., Reichstein A., Zetzl M., 2012, A&A, 548, A37
- [60] Kormendy J., 2004, cbhg.symp, 1
- [61] Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Goudis C., 2006, ApJ, 639, 37
- [62] Koulouridis E., Chavushyan V., Plionis M., Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., 2006, ApJ, 651, 93
- [63] Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin-Hacyan D., Krongold Y., Goudis C., 2007, ApJ, 657, 642

- [64] Koulouridis E., Plionis M., Chavushyan V., Dultzin D., Krongold Y., Georgantopoulos I., León-Tavares J., 2013, *A&A*, 552, A135
- [65] Krolik J. H., Begelman M. C., 1988, *ApJ*, 329, 702
- [66] Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., 2001, *AJ*, 121, 702
- [67] Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., 2002, *ApJ*, 572, 169
- [68] Krongold Y., Dultzin-Hacyan D., Marziani P., de Diego J. A., 2003, *RMxAA*, 39, 225
- [69] Lawrence A., 1987, *PASP*, 99, 309
- [70] Levenson N. A., Sirocky M. M., Hao L., Spoon H. W. W., Marshall J. A., Elitzur M., Houck J. R., 2007, *ApJ*, 654, L45
- [71] Lipovetsky V. A., Neizvestny S. I., Neizvestnaya O. M., 1988, *SoSAO*, 55, 5
- [72] Lutz D., Sturm E., Genzel R., Spoon H. W. W., Moorwood A. F. M., Netzer H., Sternberg A., 2003, *A&A*, 409, 867
- [73] Lynden-Bell D., 1969, *Natur*, 223, 690
- [74] Maiolino R., Rieke G. H., 1995, *ApJ*, 454, 95
- [75] Maiolino R., Ruiz M., Rieke G. H., Papadopoulos P., 1997, *ApJ*, 485, 552
- [76] Malkan M. A., Sargent W. L. W., 1982, *ApJ*, 254, 22
- [77] Marconi A., Hunt L. K., 2003, *ApJ*, 589, L21
- [78] Martínez M. A., Del Olmo A., Coziol R., Perea J., 2008, *RMxAC*, 32, 164
- [79] Marzke R. O., Geller M. J., da Costa L. N., Huchra J. P., 1995, *AJ*, 110, 477
- [80] Mendoza-Castrejón S., Dultzin D., Krongold Y., González J. J., Elitzur M., 2015, *MNRAS*, 447, 2437

- [81] Nicastro F., 2000, *ApJ*, 530, L65
- [82] Nenkova M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2002, *ApJ*, 570, L9
- [83] Nenkova M., Sirocky M. M., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008, *ApJ*, 685, 147
- [84] Nenkova M., Sirocky M. M., Nikutta R., Ivezić Ž., Elitzur M., 2008, *ApJ*, 685, 160
- [85] Ossenkopf V., Henning T., Mathis J. S., 1992, *A&A*, 261, 567
- [86] Osterbrock D. E., 1990, *BAAS*, 22, 847
- [87] Osterbrock D. E., 1981, *ApJ*, 249, 462
- [88] Peterson B. M., et al., 2004, *ApJ*, 613, 682
- [89] Pier E. A., Krolik J. H., 1992, *ApJ*, 401, 99
- [90] Pier E. A., Krolik J. H., 1993, *ApJ*, 418, 673
- [91] Raban D., Jaffe W., Röttgering H., Meisenheimer K., Tristram K. R. W., 2009, *MNRAS*, 394, 1325
- [92] Ramos Almeida C., et al., 2009, *ApJ*, 702, 1127
- [93] Ramos Almeida C., et al., 2011, *ApJ*, 731, 92
- bibitem Reid M. J., Menten K. M., Genzel R., Ott T., Schödel R., Eckart A., 2003, *ApJ*, 587, 208
- [94] Rowan-Robinson M., 1995, *MNRAS*, 272, 737
- [95] Salpeter E. E., 1964, *ApJ*, 140, 796
- [96] Sanders D. B., Phinney E. S., Neugebauer G., Soifer B. T., Matthews K., 1989, *ApJ*, 347, 29

- [97] Sanders D. B., Soifer B. T., Elias J. H., Madore B. F., Matthews K., Neugebauer G., Scoville N. Z., 1988, *ApJ*, 325, 74
- [98] Sanders D. B., Soifer B. T., Elias J. H., Neugebauer G., Matthews K., 1988, *ApJ*, 328, L35
- [99] Sanders D. B., Surace J. A., Ishida C. M., 1999, *IAUS*, 186, 289
- [100] Schweitzer M., et al., 2008, *ApJ*, 679, 101
- [101] Shakura N. I., Sunyaev R. A., 1973, *A&A*, 24, 337
- [102] Shields G. A., 1978, *Natur*, 272, 706
- [103] Shu X.-W., Wang J.-X., Jiang P., 2008, *ChJAA*, 8, 204
- [104] Singh R., et al., 2013, *A&A*, 558, A43
- [105] Sirocky M. M., Levenson N. A., Elitzur M., Spoon H. W. W., Armus L., 2008, *ApJ*, 678, 729
- [106] Smajić S., Fischer S., Zuther J., Eckart A., 2012, *A&A*, 544, A105
- [107] Sparke L. S., Gallagher J. S., III, 2006, *gaun.book*,
- [108] 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
- [109] Stasińska G., et al., 2008, *MNRAS*, 391, L29
- [110] Sturm E., et al., 2006, *ApJ*, 653, L13
- [111] Thompson G. D., Levenson N. A., Uddin S. A., Sirocky M. M., 2009, *ApJ*, 697, 182
- [112] Tielens A. G. G. M., Peeters E., Bakes E. L. O., Spoon H. W. W., Hony S., 2004, *ASPC*, 323, 135

- [113] Tommasin S., Spinoglio L., Malkan M. A., Fazio G., 2010, ApJ, 709, 1257
- [114] Torres-Flores S., de Oliveira C. M., de Mello D. F., Scarano S., Urrutia-Viscarra F., 2012, MNRAS, 421, 3612
- [115] Tran H. D., 2001, ApJ, 554, L19
- [116] Tran H. D., 2003, ApJ, 583, 632
- [117] Tristram K. R. W., et al., 2007, A&A, 474, 837
- [118] Urry C. M., Padovani P., 1995, PASP, 107, 803
- [119] Veilleux S., Osterbrock D. E., 1987, ApJS, 63, 295
- [120] Villarroel B., Korn A., Matsuoka Y., 2012, arXiv, arXiv:1211.0528
- [121] Werner M. W., et al., 2004, ApJS, 154, 1
- [122] Weedman D. W., et al., 2005, ApJ, 633, 706
- [123] Wilson A. S., Braatz J. A., Heckman T. M., Krolik J. H., Miley G. K., 1993, ApJ, 419, L61
- [124] Woltjer L., 1990, agn..conf, 1
- [125] Wu H., Cao C., Zhu Y.-N., Li H.-N., 2009, ASPC, 408, 371
- [126] Young S., Hough J. H., Axon D. J., Bailey J. A., Ward M. J., 1995, MNRAS, 272, 513