



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO**

FACULTAD DE CIENCIAS

**ESTUDIO DE GALAXIAS SEYFERT INTERMEDIAS EN EL
INFRARROJO**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICA

P R E S E N T A:

KAREN SUSANA TECANTE GUTIÉRREZ



**DIRECTOR DE TESIS:
DRA. IRENE ANTONIA CRUZ-GONZÁLEZ
ESPINOSA**

2013



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



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.

Hoja de datos del jurado

1. Datos del alumno

Tecante
Gutiérrez
Karen
Susana
Universidad Nacional Autónoma de México
Facultad de Ciencias
Física
305768186

2. Datos del tutor

Dra.
Irene Antonia
Cruz-González
Espinosa

3. Datos del sinodal 1

Dra.
Blanca Emma
Mendoza
Ortega

4. Datos del Sinodal 2

Dr.
José Antonio
de Diego
Onsurbe

5. Datos del sinodal 3

Dra.
María de los Ángeles
Ortiz
Flores

6. Datos del sinodal 4

Dr.
Pablo Fabián
Velázquez
Brito

7. Datos del trabajo escrito

Estudio de Galaxias Seyfert Intermedias en el Infrarrojo
2013

Agradecimientos

A la Dra. Irene Cruz-González por haberme dado la oportunidad de trabajar a su lado. Por todo el apoyo, la guía y la infinita paciencia que me brindó en la elaboración de este trabajo. No tengo palabras para agradecerle esta oportunidad y todas las enseñanzas académicas y personales que me deja esta tesis. Gracias además por haberme permitido cumplir un sueño de la infancia: ser astrónoma (al menos por unos cuantos meses). No sólo considero que es una excelente profesionista, sino también una excelente persona y me siento honrada de haber trabajado con usted. Infinitas gracias!

Al Maestro en Ciencias (Astrofísica) Martín Herrera Endoqui, por todo el apoyo que me dió para realizar este trabajo. Por estar siempre dispuesto a aclarar mis dudas sin importar cuáles fueran y por orientarme en muchos aspectos de la tesis. Por todas las sesiones de discusión que tuvimos acerca de la obtención y análisis de resultados junto con la Dra. Irene. Sin duda, también aprendí mucho de ti Martín.

Al Instituto de Astronomía y a su personal, por haberme permitido hacer uso de sus instalaciones para poder desarrollar este trabajo y por hacerme sentir como una estudiante completamente integrada del Instituto.

A la Universidad Nacional Autónoma de México, por haberme otorgado la beca del Programa de Fortalecimiento de Mujeres mientras cursé mi licenciatura. Particularmente a la Facultad de Ciencias y a los profesores que me dieron clase. Por haberme brindado gratuitamente todas las instalaciones, herramientas, y conocimientos que necesité para llegar hasta aquí. Creo firmemente que la Facultad de Ciencias es de los mejores lugares para estudiar y tiene mucho que ofrecer. Espero algún día retribuir lo que me dieron.

Al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología, por otorgarme la beca de ayudante de investigador.

Dedicatorias

A mis padres Juana y Alberto, por haberme inculcado el amor a la ciencia desde temprana edad. Por el amor y apoyo que me han dado a lo largo de mi vida. Por siempre motivarme a perseguir mis sueños y no dejar que me rindiera antes de siquiera haber empezado. Por sus buenos consejos, enseñanzas y por hacer de mi la persona que soy. Ustedes son sin duda las personas que más admiro y mi más grande ejemplo a seguir.

A mi hermana Karelia, por siempre apoyarme en las decisiones que tomo, por defenderme, por siempre escucharme y aconsejarme en cualquier aspecto. Me siento orgullosa de ser tu hermana y de contar con una hermana mayor como lo eres tú . Cada día te admiro más y espero con el tiempo crecer de manera personal y profesional como lo has hecho tú. Sin duda tú también eres mi otro ejemplo a seguir. A mi mejor amiga y hermana por elección Paty, por estar siempre para mí, por siempre escucharme y por hacerme saber que siempre estarás ahí para mí. Porque a pesar de los obstáculos hemos sabido conservar nuestra amistad a lo largo de media vida de conocernos. Por toda la confianza y por los buenos momentos juntas que hemos vivido. Verte en tu nueva etapa como profesionista me llena de orgullo y sé que tendrás una vida llena de éxito.

A mis amigos de la carrera, Mónica y Gasperín por siempre hablarme con honestidad sin importar la situación, por su sinceridad y por los incontables cafés acompañados de buenos consejos. Ustedes son mis mejores amigos de la carrera y me alegra llamarlos amigos y ver como sus planes tanto profesionales y personales se cumplen. A Rodrigo, por los buenos momentos a lo largo de la carrera, por haberme apoyado, consolado y escuchado siempre que lo necesité. Contigo tengo varios de mis mejores recuerdos tanto académicos como personales. A Daniela, por enseñarme que siempre se puede lograr lo que se propone. La carrera no hubiera sido lo mismo sin ustedes cuatro. A José Luis, Iker, Citlali y Mauricio; a pesar de que los encontré casi al final del camino, me alegra mucho conocerlos. A Fernando, por los momentos juntos, por hacerme reír, por las conversaciones que me dejan algo, por hacerme ver la vida con más tonalidades que el blanco y el negro, y por enseñarme que no importa el camino por el que te lleve la vida siempre puedes aprender y disfrutar de él y eso no es una pérdida de tiempo.

Twinkle, twinkle, little star,
We know exactly what you are:
Nuclear furnace in the sky,
You'll burn to ashes, by and by.
But twinkle, twinkle, quasi-star,
Biggest puzzle from afar;
How unlike the other ones,
Brighter than a trillion suns.
Twinkle, twinkle, quasi-star...,

George Gamow, "Quasar" 1964

Estudio de Galaxias Seyfert Intermedias en el Infrarrojo

Karen Susana Tecante Gutiérrez

28 de febrero de 2013

Resumen

Los núcleos activos de galaxias (AGN, por sus siglas en inglés) son objetos de estudio en la Astrofísica debido a que ayudan a comprender la formación, estructura y evolución de las galaxias en el universo. En particular el toro de polvo que forma parte de los AGNs es objeto de estudio ya que éste absorbe la radiación del ultravioleta y el óptico proveniente del disco de acreción de AGN, reprocesándolas en el infrarrojo, particularmente el mediano infrarrojo (MIR 5-35 μm). El Modelo Unificado de los AGNs indica que el toro de polvo es de forma toroidal y es homogéneo. Sin embargo, varias observaciones indican que el toro no es necesariamente homogéneo sino que debe estar formado por nubes, a esto se lo conoce como modelo de toro grumoso. Existen distintas clasificaciones de los AGNs basadas en sus espectros, principalmente en el óptico, en este trabajo se estudiaron solamente los AGNs tipo Seyfert (Sy) intermedio 1.8 y 1.9. Es posible realizar el estudio del toro grumoso de polvo analizando las distribuciones espectrales de energía (SEDs, por sus siglas en inglés) en el MIR de los distintos tipos de AGNs.

En esta tesis se presenta un análisis de las propiedades que caracterizan el modelo de toro grumoso de Nenkova et al. (2002) para las SEDs promedio en el MIR con datos del IRS Spitzer de una muestra de 25 Sy 1.8 y Sy 1.9 (13 Sy 1.9 y 12 Sy 1.9); además se consideró también una muestra de 22 Sy 2 para compararlas. Se encontró que las Sy 1.9 tienen un ángulo de apertura igual que el de las Sy 2 ($\sigma \simeq 22^\circ$). Las Sy 1.8 son las de mayor extensión radial ($Y \simeq 16.1$), le siguen las Sy 2 ($Y \simeq 12.18$) y las Sy 1.9

son las de menor extensión radial ($Y \simeq 6.77$) Las Sy 1.9 tienen más nubes que las Sy 1.8, pues el número de nubes es $\mathcal{N}_0 = 6.65$ y $\mathcal{N}_0 = 1.8$ respectivamente. La profundidad óptica de las nubes (τ_ν) es mayor para las Sy 1.8 ($\tau_\nu = 53.4$) que para las Sy 1.9 ($\tau_\nu = 21.94$) y finalmente el ángulo de inclinación para Sy 1.8 y 1.9 indica que las 1.8 están ligeramente más inclinadas ($\simeq 10^\circ$) que las Sy 2.

Al comparar nuestros resultados con los reportados en la literatura se encontró que son consistentes con los calculados por otros autores (Nikutta et al. 2009; Ramos Almeida et al. 2009, 2011; Deo et al. 2011; Ramos Almeida et al. 2012). Además al comparar con otro tipo de modelos de toro grumoso (Hönig et al. 2010; Hönig & Kishimoto 2010) se encontró que haciendo uso solamente de los índices espectrales en el MIR; el número de nubes es consistente con los valores que obtuvimos. Además bajo estos modelos se predice un índice de distribución radial de nubes \mathbf{a} que indica nubes cercanas al centro del AGN. Lo anterior debido a que $a = -q$ donde \mathbf{a} es el índice de distribución de nubes de los modelos de Hönig y \mathbf{q} el índice de distribución de nubes de los modelos de Nenkova. Se encontró que el rango de valores de \mathbf{a} es de -1.3 a 0, el cual es consistente con el valor promedio de $\mathbf{q} \simeq 1.52$.

Concluimos que es posible caracterizar el toro grumoso de polvo asociado a galaxias Seyfert intermedias utilizando datos de continuo en el MIR (5-35 μm) del Spitzer/IRS. Sería interesante a futuro realizar esta caracterización para otros tipos de galaxias activas, en particular para Seyfert 1 Sy 1.2, Sy 1.5 y LINERS (Regiones de emisión nuclear de baja ionización) cercanas. No obstante, es de gran importancia señalar que para poder obtener mejores resultados deben tenerse datos de alta resolución espacial.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Núcleos Activos de Galaxias	1
1.2. Clasificación de Núcleos Activos de Galaxias	3
1.2.1. Clasificación de AGNs tipo Seyfert	5
1.3. Estructura Física de los AGNs	6
1.4. Distribuciones Espectrales de energía	9
1.5. Emisión Infrarroja de Núcleos Activos de Galaxias	12
1.6. Propiedades Básicas del Polvo astronómico	13
1.7. El Efecto Baldwin en AGNs	14
1.8. Modelo Unificado de AGNs	15
1.9. Objetivos de este Trabajo	17
2. Modelo de Toro de Polvo Grumoso	19
2.1. Antecedentes al Modelo de Toro de Polvo Grumoso: El Modelo Unificado de AGNs y los Primeros Modelos de Toro de Polvo	19
2.2. ¿Por qué un Modelo de Toro de Polvo Grumoso?	21
2.3. Principios Básicos del Modelo de Toro Grumoso	24
2.4. Parámetros del Modelo de Toro Grumoso	26
2.4.1. Modelación del toro grumoso de polvo: DUSTY y CLUMPY	28
2.5. Modelación de Toros Grumosos usando BayesClumpy	29

3. Selección de los Objetos de la Muestra	32
3.1. La Muestra	32
3.2. Reducción de Datos de Spitzer, Datos del NIR y del Óptico	34
4. Espectroscopía de las Galaxias Seyfert de la Muestra	35
4.1. Construcción de las SEDs	35
4.1.1. Construcción de las SEDs promedio	37
4.2. La Plantilla Starburst	38
4.3. SEDs Finales	40
4.4. Índices Espectrales	46
5. Resultados y Análisis	48
5.1. Índices Espectrales de los Objetos de la Muestra: óptico, NIR y MIR	48
5.2. Baldwin Effect en Sy 1.8 y 1.9	51
5.3. Resultados del Ajuste de las SEDs y Parámetros del toro grumoso usando BayesClumpy	54
5.3.1. Ejemplo de ajuste de SED y obtención de parámetros: NGC 2992	54
5.3.2. Parámetros de los objetos de la muestra	55
5.3.3. Parámetros y ajustes de las SEDs promedio de Sy 1.8, 1.9 y Sy 2	57
5.4. Comparación de Nuestros Parámetros con la Literatura	59
5.5. Factores a Considerar en el Análisis de los Parámetros y las SEDs	61
5.6. Los Índices Espectrales y S_{10} para Comparar con Otros Modelos	62
6. Conclusiones	65
A. Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales	68

Índice de figuras

1.1.	Izquierda: Imagen de la galaxia NGC 628 (sin AGN). Derecha: Imagen de la galaxia NGC 7742 (con AGN). Obtenidas de: NASA Extragalactic Database (NED)	2
1.2.	Izquierda: Ejemplo del espectro en el óptico de una Seyfert tipo 1. Derecha: Ejemplo del espectro en el óptico de una Seyfert tipo 2. Se puede observar como en el caso de la Sy 1, las líneas de emisión de $H\alpha$ y $H\beta$ son mucho más anchas que para el caso de una Sy 2. Imagen obtenida de: gtn.sonoma.edu/resources/active_galaxies/seyfert_galaxies.php . . .	5
1.3.	Modelo de la estructura interna de un AGN. Crédito de la imagen: Brooks/Cole Thomson.	7
1.4.	Modelo de la estructura interna de un AGN. Crédito de la imagen: NED.	9
1.5.	Distribución espectral de energía de la Sy 1 NGC 3783, abarca desde radio a rayos gamma (puntos en la gráfica). También se muestra la SED de una galaxia normal (Elvis et al. 1994)	11
1.6.	Esquema que muestra los ángulos de visión a 0° y 90° medidos desde la vertical (rotation axis) según el modelo unificado.	16
1.7.	Imagen que recrea el modelo teórico de los AGNs unificados. Crédito: C.M Urry y P.Padovani.	17
2.1.	Izquierda: Modelo de toro propuesto por Pier & Krolik en 1992. Derecha: Modificación del modelo de toro de Pier & Krolik en 1993.	21

2.2. Esquema del modelo de toro grumoso: se muestran los parámetros R_o , R_d , σ e i	27
4.1. Línea negra: espectro promedio de ULIRGs, línea azul: espectro promedio de Sy 2, línea roja: espectro promedio de cuasares y la línea verde corresponde al espectro promedio de Sy 1. Todos los espectros están normalizados $14.5 \mu\text{m}$	36
4.2. Línea sólida negra: espectro IR, línea roja: ajuste de continuo, línea azul: espectro sin contribución del continuo. Izquierda: espectro de Mrk 334 (Sy 1.8). Derecha: espectro de NGC 2992 (Sy 1.9).	37
4.3. Línea roja: espectro promedio de Sy 1.8, línea verde: espectro promedio de Sy 1.9	38
4.4. Línea continua: espectro promedio de 13 galaxias starburst. Los espectros fueron normalizados a $15 \mu\text{m}$ antes de la adición. Línea punteada: espectro de M82 (galaxia starburst por definición) de (Sturm et al. 2002) para comparación.	39
4.5. Línea negra: espectro del objeto normalizado a $15 \mu\text{m}$. Línea verde: plantilla starburst, línea roja: espectro final una vez que se le restó la plantilla. Derecha: NGC 7679 (Sy 1.9), izquierda: Mrk 334 (Sy 1.8) . . .	40
4.6. SEDs finales obtenidas tras la obtención de puntos del continuo directamente del continuo y la resta de la plantilla starburst para los 25 objetos de la muestra estudiada. En rojo se muestran las Sy 1.8 y en azul las Sy 1.9.	41
4.7. SEDs promedio de las Seyfert 1.8, 1.9 y 2 finales obtenidas tras la resta de la plantilla starburst. En rojo se muestran las Sy 1.8, en azul las Sy 1.9 y en verde las Seyfert 2.	46
5.1. En verde α_{NIR} vs. α_{MIR} , en rosa α_{OPT} vs. α_{MIR} y en azul α_{OPT} vs. α_{MIR} . Los números dentro de las gráficas corresponden el número de objeto.	50
5.2. Ancho equivalente (EW) vs luminosidad. En magenta se muestra el EW de [OIV] vs. $L_{26\mu\text{m}}$, en azul se muestra el EW de [SIII] vs. $L_{19\mu\text{m}}$ y en verde se muestra el EW de [ArII] vs. $L_{6\mu\text{m}}$	53

5.3. Distribución de probabilidad de los 6 parámetros del modelo de toro grumoso par NGC 2992	54
5.4. Ajuste de la SED de NGC 2992 con los modelos de toro grumoso usando BayesClumpy.	55
5.5. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.	58
5.6. Arriba: Gráfica tomada de Hönig & Kishimoto (2010) que compara las propiedades en el MIR de Sy 1 (triángulos azules) y Sy 2 (cuadros rojos) con las SEDs simuladas con los modelos de toro grumoso 3D de Hönig & Kishimoto (2010). <i>Izquierda</i> : F_{Si}/F_{obs} vs α_{MIR} para Sy tipo 1. Sobregraficados están las predicciones de los parámetros de los modelos desde $a=0$ (línea naranja) hasta $a=-2$ (línea azul) y con \mathcal{N}_0 de 2.5-10 (asteriscos y taches). Se asume un inclinación de 30° . <i>Derecha</i> : F_{Si}/F_{obs} vs α_{MIR} para Sy tipo 2. Sobregraficados están las predicciones de los parámetros de los modelos desde $a=0$ (línea naranja) hasta $a=-2$ (línea azul) y con \mathcal{N}_0 de 2.5-10 (asteriscos y taches). Se asume un inclinación de 70° (símbolos de colores) y también se muestra una inclinación de 60° (símbolos grises). Como referencia NGC 1068 está representada por una estrella naranja. Abajo: misma gráfica que arriba, F_{Si}/F_{obs} vs. α_{MIR} para Sy 1.8 (azul fuerte) y 1.9 (azul claro) pero sin las gráficas de las predicciones de los parámetros	64

A.1. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 69

A.2. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 70

A.3. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 71

A.4. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 72

A.5. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 73

A.6. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 74

A.7. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 75

A.8. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 76

A.9. Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros. 77

Índice de Tablas

2.1. Intervalos de los parámetros considerados por los modelos grumosos . . .	31
3.1. Muestra de Galaxias Sy1.8/Sy1.9 y sus características	33
5.1. Índices espectrales e índice de distribución radial “a” de la muestra . .	49
5.2. Promedio de índices espectrales del óptico, NIR y MIR	51
5.3. Parámetros del toro grumoso para los 29 objetos de la muestra (SED+AGN)	56
5.4. Parámetros del modelo de toro obtenidos para las SEDs promedio de Sy 1.8, 1.9 y 2	57
5.5. Comparación de nuestros parámetros con los de la literatura	60
5.6. Parámetros del modelo de toro obtenidos para las SEDs promedio de Sy 1.8, 1.9	63

CAPÍTULO 1

Introducción

1.1. Núcleos Activos de Galaxias

Los núcleos activos de Galaxias o AGN por sus siglas en inglés (Peterson 1997), son regiones en el centro de algunas galaxias que tienen una luminosidad que es mayor o igual al conjunto de estrellas de la galaxia huésped del núcleo activo. Para una galaxia normal, se podría pensar la energía total que emite como la suma de la emisión de cada una de las estrellas contenidas en la galaxia. Sin embargo, para las galaxias con núcleos activos éste no es el caso; pues existe una gran cantidad de energía que es emitida desde radio hasta rayos gamma proveniente de su región nuclear, lo cual sugiere mecanismos de radiación no estelares que se originan en el núcleo. Un aspecto fascinante de esta clase de objetos, es que muchos muestran variabilidad en su flujo a distintas escalas temporales: horas, días, meses o años en todas las longitudes de onda. Los AGNs tienen luminosidades del orden de $10^{10} - 10^{13} L_{\odot}$ o mayores, por lo que están entre los objetos astronómicos conocidos con mayor energía, hasta ahora superados solamente por los destellos de rayos gamma.

Dado que las luminosidades de los núcleos activos de galaxias son muy grandes, es poco probable que una galaxia pueda mantener tal cantidad de potencia por mucho tiempo. Es por ello que se cree que las galaxias activas no forman otra clase de galaxias

sino más bien son una fase en la evolución de las galaxias normales. Los núcleos activos de galaxias tienen una serie de propiedades generales que pueden estar más acentuadas en mayor o menor proporción. Algunas tienen un núcleo muy brillante, de tamaño y brillo parecido a una región grande de hidrógeno ionizado. En otras las líneas de emisión de sus espectros son anchas lo cual indica velocidades internas muy grandes, cabe notar que este tipo de líneas no se encuentran en galaxias con intensa formación estelar. Además, radian un espectro no térmico lo cual indica que emiten radiación sincrotónica producida por electrones relativistas dentro de un campo magnético. En contraste con las galaxias normales, también pueden observarse jets o chorros preferentemente en radio que provienen del centro, característica más de los AGNs. En cuanto a la variabilidad mencionada anteriormente, las luminosidades de una galaxia activa pueden cambiar por un factor de dos en un período corto de tiempo (un par de años, por ejemplo). En la Figura 1.1 se muestra cómo se observa una galaxia normal y una con un núcleo activo.



Figura 1.1: Izquierda: Imagen de la galaxia NGC 628 (sin AGN). Derecha: Imagen de la galaxia NGC 7742 (con AGN). Obtenidas de: NASA Extragalactic Database (NED)

El estudio observacional de los núcleos activos de galaxias se inició en 1908 en el Observatorio de Lick con Edward Fath (Fath 1909), pues éste se encontraba estudiando el espectro del núcleo de varias “nebulosas espiral” que ahora sabemos son galaxias. En sus espectros resaltaban seis líneas de emisión: $H\beta$, $[O II]\lambda 3727$, $[Ne III]\lambda 3869$ y $[O III]\lambda 4363, 4959, 5007$, que en ese tiempo no se pudieron explicar. Posteriormente, Edwin Hubble estudió el espectro de emisión de tres AGNs: NGC 1068, NGC 4051, y NGC 4151. Décadas después Carl Seyfert publicó un artículo (Seyfert 1943) donde indicaba

que una pequeña fracción de galaxias, incluyendo las estudiadas por Hubble, tenían un núcleo cuyo espectro tenían líneas de emisión de alta ionización. Además se percató de que esos núcleos de galaxias eran particularmente luminosos y que sus líneas de emisión eran mucho más anchas que las de absorción en un galaxia normal. Estas propiedades, líneas de emisión anchas derivadas de un núcleo brillante y cubriendo una gran gama de ionización corresponden a un tipo de AGN que ahora es llamado Seyfert. Finalmente, con el paso del tiempo y los avances tecnológicos, los núcleos activos de galaxias fueron descubiertos y estudiados en rayos X, ultravioleta, infrarrojo, radio y en las últimas décadas en rayos gamma. En particular, antes de que se lanzara el Energetic Gamma Ray Experiment Telescope (EGRET), solamente un AGN se había descubierto en rayos gamma (von Montigny et al. 1995). Dado que estos objetos permiten un estudio en multifrecuencia debido a su naturaleza, son objetos de estudio considerablemente útiles para conocer más acerca de la evolución de galaxias así como de la estructura de las mismas.

1.2. Clasificación de Núcleos Activos de Galaxias

Dada la naturaleza de los AGNs, existen varios criterios para su clasificación (Osterbrock & Ferland 2006), algunas veces los AGNs son clasificados por la forma de su espectro o luminosidad en el óptico o bien por su morfología. Por esta relación, algunos AGNs tienen más de una clasificación, y ésta puede variar dependiendo la forma en la cual fue detectada (Osterbrock & Ferland 2006).

Actualmente la clasificación más común de los AGNs es la siguiente:

- Cuásares (quasi-stellar radio source)

Fueron descubiertos en los 60s, usualmente son identificados como fuentes emisoras en radio que normalmente parecen estrellas y son el AGN más común del universo. Se caracterizan además por tener altos corrimientos al rojo, algunos tan grandes como $z \sim 6$ (Osterbrock & Ferland 2006), donde

$$z = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} \quad (1.1)$$

es el corrimiento al rojo, debido a esto son de los objetos más lejanos que existen

en el universo. Asimismo, la mayoría de los cuásares tienen mayor emisión en radio, tienen luz variable, y gran cantidad de radiación de flujo en el ultravioleta. Además tienen líneas de emisión anchas en su espectro, con líneas de absorción en algunos casos.

- QSOs (quasi stellar objects)

Este tipo de AGN, tiene las mismas características que los cuásares con la diferencia de que tienen muy poca emisión en radio. También se les llama cuásares radio o radio callados (RQ quasars, en inglés).

- Blazares

Este tipo de AGN son muy compactos y variables, con alta polarización. Su emisión en todas las longitudes de onda varía mucho más rápido que en un cuásar. Sus espectros no muestran líneas de emisión, tienen débiles líneas de absorción asociadas a su galaxia huésped y el continuo está dominado por radiación sincrotrónica.

- Regiones de emisión nuclear de baja ionización (LINERs)

Fueron identificados en 1980, se caracterizan porque en su espectro tienen líneas de ionización de átomos fuertemente ionizados como [OI] λ 6300 y [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6583 pero aparecen relativamente débiles. Además también se caracterizan por tener baja luminosidad.

- Seyfert

Las galaxias Seyfert son núcleos activos de galaxia de baja luminosidad, con magnitud absoluta $M_B > -21.51$ para distinguirlas de cuásares (Peterson 1997) y son aproximadamente el 10% de todas las galaxias (Maiolino et al. 1995). Un AGN tipo Seyfert tiene un núcleo similar al de un cuásar, sin embargo, la galaxia en la cual se encuentra es claramente detectable y su núcleo es muy brillante. Además difieren de los cuásares porque las galaxias Seyfert tienen corrimiento al rojo de $z \leq 0.1$, es decir son galaxias relativamente cercanas. Morfológicamente estas galaxias tienen brillo superficial alto en su núcleo y las galaxias huésped con este tipo de AGN son mayoritariamente galaxias espirales tempranas de tipo Hubble Sa, SBa, SBb (Peterson 1997). Observadas directamente con un telescopio, se ven como una galaxia espiral distante con una región compacta y brillante

superpuesta en el centro (ver Figura 1.1). Espectroscópicamente, no obstante, las galaxias Seyfert se identifican por la presencia de líneas de emisión que muestran que hay gas de alto grado de ionización, característica que las distingue además de galaxias con regiones nucleares de formación estelar. En cuanto a la variabilidad, la luminosidad de su núcleo varía rápidamente al pasar las semanas o días. Dentro de las galaxias Seyfert existe una clasificación basada principalmente en sus espectros en el óptico que facilita su estudio, la cual se aborda a continuación.

1.2.1. Clasificación de AGNs tipo Seyfert

El espectro de emisión de galaxias Seyfert puede ser clasificado primordialmente en dos tipos, esto es siguiendo el esquema propuesto inicialmente por Khachikian & Weedman (1974): galaxias Seyfert de tipo 1, las cuales tienen líneas de emisión anchas de H I, He I, y He II con ancho a altura media (full width at half maximum FWHM) de $1\text{-}5 \times 10^3 \text{ km s}^{-1}$. Mientras que las líneas prohibidas tales como [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$, [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$ y [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$ tienen FWHM de $5 \times 10^2 \text{ km s}^{-1}$. Contrastando con las tipo 1, se encuentran las galaxias Seyfert tipo 2, las cuales se caracterizan por tener líneas de emisión prohibidas y permitidas con aproximadamente el mismo FWHM de 500 km s^{-1} , estas líneas se originan además de gas ionizado a baja densidad. En la Figura 1.2 se muestran espectros ópticos de Sy 1 y Sy 2, cabe notar que las líneas más intensas son [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$ y H α (6563\AA).

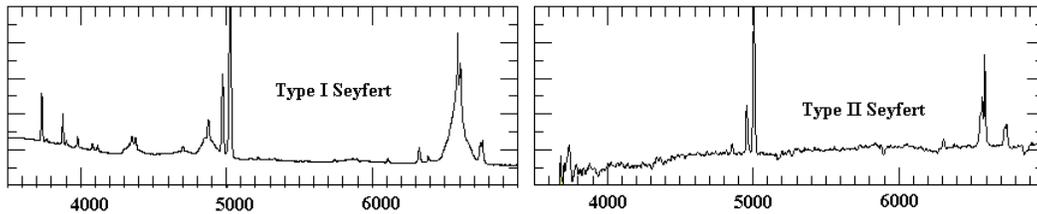


Figura 1.2: Izquierda: Ejemplo del espectro en el óptico de una Seyfert tipo 1. Derecha: Ejemplo del espectro en el óptico de una Seyfert tipo 2. Se puede observar como en el caso de la Sy 1, las líneas de emisión de H α y H β son mucho más anchas que para el caso de una Sy 2. Imagen obtenida de: gtn.sonoma.edu/resources/active_galaxies/seyfert_galaxies.php

Algunas de las galaxias Seyfert no entran precisamente dentro de alguna de estas

clasificaciones, por lo que Osterbrock (1981) introdujo subclases de Seyfert entre el tipo 1 y tipo 2 basado en la apariencia y detalles de su espectro óptico (anchura o delgadez de las líneas de emisión) que permiten un mejor estudio de estos objetos. Si se tienen galaxias Seyfert con perfiles intermedios de HII, donde la componente ancha de emisión así como la componente delgada son identificadas, se clasifican como Sy 1.5. Aquellas que tienen componentes de emisión delgadas fuertes y una componente ancha débil y visible de $H\alpha$ y $H\beta$ son las Seyfert 1.8 y finalmente las galaxias Seyfert en las cuales se observa la componente ancha y débil de $H\alpha$ pero no de $H\beta$ se clasifican como Seyfert 1.9. A pesar de la existencia de estos criterios para poder clasificar Seyfert, se tienen otros aspectos de clasificación propuestos por Whittle (1992) y Maiolino et al. (1995) entre otros, usando límites cuantitativos entre el cociente de líneas $[OIII]/H\beta$ en los espectros. La clasificación es la siguiente:

- Seyfert 1: objetos con línea de emisión ancha de $H\beta$ con $[O III]/H\beta < 0.3$
- Seyfert 1.5: objetos con línea de emisión ancha de $H\beta$ con $1 < [O III]/H\beta < 4$
- Seyfert 1.8: objetos con línea de emisión ancha de $H\beta$ con $[O III]/H\beta > 4$
- Seyfert 1.9: objetos sin línea de emisión ancha de $H\beta$ pero con componente ancha de $H\alpha$
- Seyfert 2: objetos sin líneas de emisión anchas.

1.3. Estructura Física de los AGNs

A pesar de las distintas clasificaciones de AGNs, y de los datos observacionales que se han obtenido de los mismos, aún no se sabe a ciencia cierta cuál es el modelo físico que describe adecuadamente su estructura. Actualmente el modelo físico de la estructura de los AGNs más aceptado (Peterson 1997) es el que nos indica que todos los tipos de AGNs obtienen su energía de un disco de acreción compuesto de gas caliente que rota alrededor y cae dentro de un agujero negro supermasivo (SMBH), el cual está representado en la Figura 1.3 y 1.4. Esto es debido a que la gran radiación que emiten no puede ser producida por estrellas y la fuente de energía más probable en estos núcleos es la energía gravitacional de un agujero negro supermasivo. Se cree

que el agujero negro tiene una masa entre $10^6 - 10^9 M_{\odot}$ (Karttunen et al. 2003).

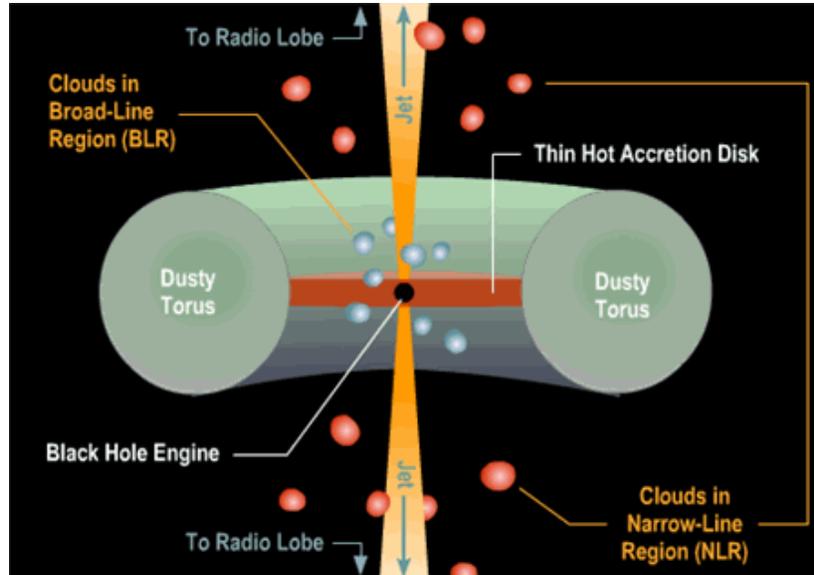


Figura 1.3: Modelo de la estructura interna de un AGN. Crédito de la imagen: Brooks/Cole Thomson.

A medida que cae material dentro del SMBH, se calienta debido a la fricción producida dentro del disco de acreción, esto produce que se emitan grandes cantidades de radiación a lo largo del espectro electromagnético. Al agujero negro y al disco de acreción se les conoce como el motor central del AGN, pues es la fuente de radiación que alimenta al AGN. A una distancia de entre $0.01 \sim 0.1$ pc (Peterson 1997), se encuentra una región compuesta por nubes conocida como región de líneas anchas (broad line region, BLR); estas nubes son fotoionizadas por el disco de acreción y emiten radiación por la recombinación de electrones con iones. Las líneas de emisión de estas nubes, son ensanchadas por efecto Doppler en el campo gravitacional del agujero negro hasta tener ensanchamiento en el rango de $800 \sim 8000 \text{ km s}^{-1}$, esta es la causa del nombre de la BLR. Según Osterbrock & Ferland (2006) la BLR tiene principalmente dos regiones, la primera (la región interna) tiene una densidad alta y es de forma más o menos esférica, además los átomos que forman los gases dentro de las nubes en esa región de la BLR están altamente ionizados. La segunda región dentro de la BLR (la región externa) es mucho menos densa y sus nubes se mueven mucho más lentas, su forma es más bien aplanada que esférica, asimismo los átomos que forman los gases en esas nubes están

poco ionizados (Osterbrock & Ferland 2006).

Aproximadamente a 100 pc del centro del AGN, se encuentra una región compuesta de muchas nubes de polvo, esta región se conoce como “toro molecular” de polvo. Este toro es ópticamente grueso, es decir no toda la luz puede pasar a través de él, por lo que dependiendo del ángulo de visión las regiones centrales tales como el disco de acreción, la región alrededor de agujero negro y la BLR se encuentran parcial o totalmente bloqueadas (Osterbrock & Ferland 2006). Es importante estudiar las propiedades del polvo dentro de este toro, normalmente este estudio se realiza en el infrarrojo debido a que los granos de polvo absorben más longitudes de onda cortas como el óptico y el ultravioleta y las reprocessa para re-emitir radiación a longitudes de onda mayores en el infrarrojo. El estudio de esta región permite entender mejor la estructura dentro del toro y además proporciona aspectos a considerar dentro del estudio general de los AGNs (Peterson 1997). Dentro de los 100-1000 pc se encuentra la región conocida como “región de líneas delgadas” (narrow line region, NLR), localizada en la parte externa del toro de polvo de un AGN. Las líneas de emisión de esta región no están ensanchadas debido a la presencia del SMBH, éstas tienen un FWHM de $\sim 200\text{-}500 \text{ km s}^{-1}$, de ahí la razón del nombre de esta región. Otra de las características de la NLR es que tiene una baja densidad y además tiene alta ionización (Osterbrock & Ferland 2006).

Finalmente, como se mencionó anteriormente, los núcleos activos de galaxias cuentan dentro de su estructura con jets, que pueden llegar a escalas de kpc del núcleo (Peterson 1997). Estos jets pueden observarse como dos “chorros” en direcciones opuestas provenientes del centro del AGN. Por lo general, las observaciones de los jets se realizan en longitudes de onda de radio y su origen se debe a conservación de momento angular de la materia que está acretando alrededor del SMBH (Figuras 1.3 y 1.4).

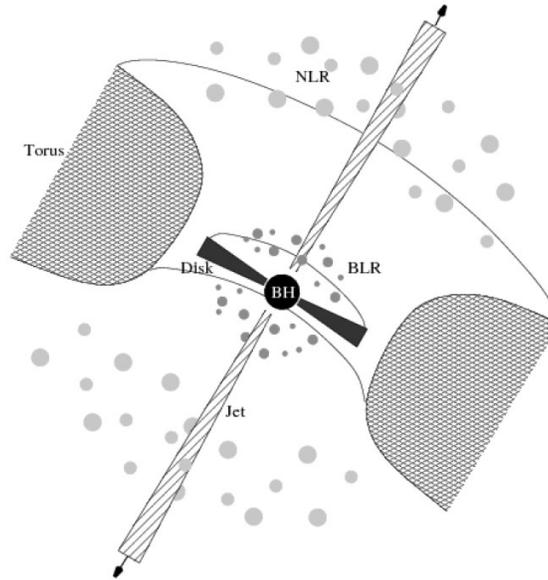


Figura 1.4: Modelo de la estructura interna de un AGN. Crédito de la imagen: NED.

1.4. Distribuciones Espectrales de energía

Dada la gran cantidad de energía que es emitida a distintas longitudes de onda por los núcleos activos de galaxias, resulta útil poderlas estudiar evaluando y construyendo lo que en astronomía se conoce como distribuciones espectrales de energía o SED (spectral enery distributions) por sus siglas en inglés. Las SEDs son la cantidad de energía (flujo, densidad de flujo o luminosidad) emitidos de una fuente como función de su longitud de onda o frecuencia. Abordando más en los conceptos anteriores, el flujo (f) es la cantidad de potencia que se emite por unidad de área ($W m^{-2}$) y la densidad de flujo (f_ν) es la cantidad de flujo por longitud de onda o frecuencia ($W cm^{-2} Hz^{-1}$ ó $W cm^{-2} \mu m^{-1}$). En estos términos el flujo f está dado por $f = f_\nu \nu$ ó bien $f = f_\lambda \lambda$. Finalmente la luminosidad es la cantidad de energía emitida por unidad de tiempo (sus unidades son $erg s^{-1}$); éste se obtiene del flujo total en un intervalo de frecuencia o longitud de onda (F) y la distancia (D_L) a través de la ecuación

$$L = 4\pi D_L^2 F \quad (1.2)$$

Las mediciones que se necesitan para poder construir una SED se obtienen mediante observaciones a distintas longitudes de onda a través de instrumentos que permiten

realizar fotometría y detectar luz en un intervalo a la longitud de onda que se desea estudiar mediante un filtro de ancho $\Delta\lambda$, a esto se le conoce como fotometría de banda ancha. Dado que los núcleos activos de galaxias emiten en todo el espectro electromagnético, las distribuciones de energía de estos objetos son de gran interés.

Una de las características de los AGNs (particularmente los cuásares) es que tienen una distribución espectral de energía o SED muy ancha, la Figura 1.5 muestra la SED de una galaxia Seyfert 1 desde radio a rayos gamma en comparación con la de una galaxia normal. Esto indica que hay emisión en varias bandas dominados por diferentes procesos físicos. Otras características observadas de las SEDs de los AGNs son las siguientes:

- En la región de rayos X se muestra una “subida” con la disminución de la energía de fotones. Esta característica se conoce como “big blue bump”, el cual tiene origen térmico.
- La mayoría de los AGNs muestran un mínimo local en su SED a $1 \mu\text{m}$. Se considera que que esto representa un mínimo entre un espectro térmico caliente (“big blue bump”) y un espectro frío debido a la emisión de granos de polvo tibio ($T \sim 200 \text{ K}$). El ‘bump’ suave que se observa a longitudes de onda poco mayores que $1 \mu\text{m}$ se les conoce como “bump infrarrojo” (Peterson 1997).

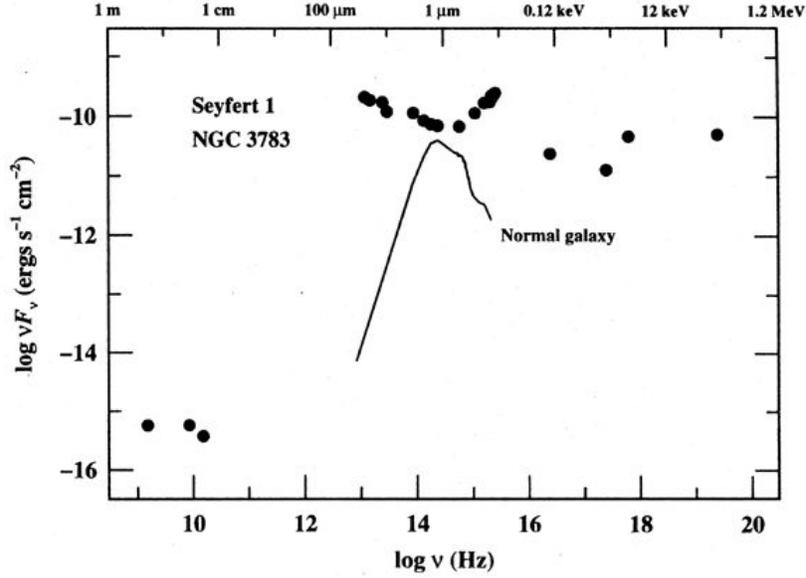


Figura 1.5: Distribución espectral de energía de la Sy 1 NGC 3783, abarca desde radio a rayos gamma (puntos en la gráfica). También se muestra la SED de una galaxia normal (Elvis et al. 1994)

El espectro de un AGN a diferencia de espectros estelares, no puede ser descrito como la emisión de un cuerpo negro a una sola temperatura o como una combinación de cuerpos negros a lo largo de un rango de temperaturas. La radiación sincrotrónica explica entonces los espectros de los AGNs. La SED ancha de un núcleo activo de galaxias puede modelarse como una ley de potencias:

$$F_\nu \propto \nu^\alpha \quad (1.3)$$

En la ecuación anterior F_ν es la densidad de flujo y α es el índice de la ley de potencias, llamado índice espectral. La Ecuación 1.2 puede tomarse cambiando el signo de α por uno negativo, dependiendo de la convención que se use. No obstante a lo largo de este trabajo adoptaremos la convención de que un índice espectral negativo caracteriza una fuente cuya densidad de flujo disminuye con frecuencia que aumenta o longitud de onda que disminuye (recordando que $\lambda = \frac{c}{\nu}$).

El flujo total medido en cualquier banda es obviamente el mismo ya sea medido por unidad de frecuencia o bien por unidad de longitud de onda, por ello la relación

$F_\nu d_\nu = F_\lambda d_\lambda$ se mantiene. Cabe notar que para pasar de unas unidades a otras (F_ν a F_λ o viceversa) la transformación es de la forma siguiente:

$$F_\nu = F_\lambda \frac{|d_\lambda|}{|d_\nu|} = \frac{\lambda^2 F_\lambda}{c} \quad (1.4)$$

Entonces, dado que la SED de un AGN contiene propiedades físicas del disco de acreción, del toro de polvo e incluso del agujero negro, discernir los mecanismo de emisión espectrales es el objetivo último en el estudio de las distribuciones espectrales de energía para muchos investigadores (Gallagher et al. 2007).

1.5. Emisión Infrarroja de Núcleos Activos de Galaxias

Como ya se mencionó anteriormente, dado que los fotones ópticos y ultravioletas provenientes del disco de acreción chocan con el polvo que forma el toro que rodea el AGN, esto provoca que se calienten los granos de polvo y se absorba la energía, la cual es reemitida en longitudes de onda del infrarrojo (0.75-1000 μm). Por esta razón estudiar la SED de un AGN en este intervalo de longitud de onda permite un estudio directo de esta componente en los núcleos activos de galaxias. La emisión térmica reprocesada por el polvo en galaxias activas es la principal fuente de continuo en el mediano infrarrojo ($\sim 3\text{-}27 \mu\text{m}$) y también contribuye de forma importante al cercano infrarrojo ($\sim 2 \mu\text{m}$). Alrededor de 1 μm y alcanzando su máximo en el MIR se encuentra una región conocida como el exceso infrarrojo en las SEDs de los AGNs, este exceso es debido al reprocesamiento de la radiación en el óptico/UV por el polvo en el AGN (Ramos Almeida et al. 2009). Además, estudiar SEDs particularmente en el mediano infrarrojo permite dar un diagnóstico acerca de la formación estelar y los cúmulos de estrellas jóvenes; ya que en ese intervalo la SED tiene un máximo de la luminosidad del AGN. También es posible estudiar las propiedades de polvo en la región nuclear y así poder dar restricciones sobre los espectros y sobre propiedades del polvo del toro. Asimismo, la SED depende de la geometría del toro de polvo, por lo que las SEDs de galaxias activas estudiadas en el MIR proporcionan un diagnóstico del AGN, del toro de polvo y de la formación estelar que la rodea (Gallimore et al. 2010).

Las galaxias Seyfert presentan el exceso infrarrojo en sus SEDs, al moverse hacia longitudes de onda más largas ($>20 \mu\text{m}$) su espectro muestra una contribución importante de polvo frío, el cual es calentado por la formación estelar. Además, las galaxias Seyfert en particular, tienen una emisión infrarroja extendida proveniente de cientos de parsecs del AGN asociados a la NLR propiamente. Esta emisión corresponde al gas interestelar de la galaxia huésped que está siendo ionizado por el AGN (Ramos Almeida et al. 2011)

Los espectros de las galaxias Seyfert tienen características importantes en el mediano infrarrojo, pues su espectro en este rango tiene tres componentes principales (Deo et al. 2007):

- Polvo caliente que está siendo calentado en el radio interno del toro y emite en longitudes de onda de $5-15 \mu\text{m}$ a una temperatura aproximada de $T > 200 \text{ K}$.
- Polvo tibio calentado por el núcleo localizado a decenas de parsecs del centro a una temperatura de $T \sim 170 \text{ K}$.
- Polvo frío calentado por regiones de formación estelar a cientos de parsecs y que corresponde a la emisión a $\sim 20-30 \mu\text{m}$

Por las razones anteriores estudios en el infrarrojo, especialmente en el MIR son la clave para poder dar restricciones a los modelos propuestos del toro de polvo en los núcleos activos de galaxias. Estos modelos serán el tema principal de este trabajo.

1.6. Propiedades Básicas del Polvo astronómico

El polvo interestelar, el cual ya se ha mencionado a lo largo de este capítulo, es la materia de la cual está formada la estructura toroidal que rodea a las galaxias activas. Además de ser una componente abundante en el universo y de gran importancia en la formación estelar.

El polvo mismo evoluciona en el universo. Se forma en nubes de polvo, tiene ciclos en sistemas protoplanetarios hasta ciclos en la evolución estelar que lo reincorpora al medio interestelar. En particular, se produce cuando estrellas gigantes rojas avientan

grandes cantidades de gas caliente. A medida que este gas se aleja de la superficie de la estrella, se va enfriando y se condensa, dando lugar a granos del polvo. Éste está formado por moléculas inorgánicas y orgánicas de compuestos químicos y una fracción de ellos también está compuesto por grafito. Los granos de polvo son materia que absorbe eficazmente fotones cuya longitud de onda son comparables o menores que el tamaño de los granos (>100 nm). Es ésta la razón por la cual el polvo absorbe fotones en el UV y en el óptico, esta absorción calienta los granos de polvo radiando en el infrarrojo. Entonces el efecto general es que el polvo absorbe la mayoría de la radiación estelar convirtiéndola en radiación infrarroja, por lo que la mayoría de las galaxias que contienen polvo son emisoras fuertes en el IR (Deo 2007).

1.7. El Efecto Baldwin en AGNs

Una de los cuestionamientos observacionales de los AGNs es si la luminosidad de las líneas de emisión del espectro tiene alguna relación con la luminosidad del continuo. Un importante aspecto sobre este cuestionamiento fue encontrado en 1977 por Baldwin (1977), quien encontró una anticorrelación entre la luminosidad del continuo de los cuasáres y el ancho equivalente (W_λ) definido como:

$$W_\lambda = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (1.5)$$

donde F_c es el flujo del continuo debajo de la línea de emisión y F_λ es el flujo de la línea de emisión a una longitud de onda λ de las líneas del espectro UV en el sistema de referencia en reposo (particularmente de C IV $\lambda 1549$). A este resultado se le conoce como efecto Baldwin o BE (por sus siglas en inglés) y fue confirmado posteriormente por otros astrónomos (ver Shields 2007). El BE es importante debido a que permite dar un diagnóstico acerca de la estructura y evolución de los AGNs y puede usarse para comprobar predicciones de modelos para la dependencia de la SED del continuo como función de la luminosidad. Un aspecto a considerar del BE es que es una propiedad enteramente observacional, por lo que la física de fondo en esta correlación puede ser distinta para diferentes fuentes o distintas longitudes de onda (Shields 2007).

Las causas físicas que originan el BE no están completamente definidas. Sin embargo se sabe que la “fuerza” de la relación, es decir la pendiente de la anticorrelación W_λ -

L_c , depende de la energía de ionización de los elementos de las líneas de emisión. Las líneas que se forman a partir de elementos altamente ionizados tienen pendientes mayores en la gráfica W_λ vs. L_c . Es decir, el W_λ de líneas de alta ionización ([OVI] λ 1034, por ejemplo) disminuyen más dramáticamente con L_c que el ancho equivalente de líneas de baja ionización (Dietrich et al. 2002). Las hipótesis que explican el BE más aceptadas indican que la forma del continuo es dependiente de la luminosidad de tal modo que objetos luminosos tienen un espectro rayos-X/UV suave lo que da como resultado menor ionización en el gas de la BLR. Asimismo, se ha investigado si el BE es causado por la existencia de una relación entre el W_λ y algún otro parámetro que esté correlacionado a la luminosidad en muestras de AGNs. Entre estos parámetros podrían encontrarse el corrimiento al rojo z , la luminosidad de Eddington* y la masa del agujero negro M_{SMBH} (Shields 2007). En relación a esto, se ha encontrado que el parámetro que es más probable de causar las variaciones en W_λ s que aparecen en el BE es M_{SMBH} (Warner et al. 2004).

1.8. Modelo Unificado de AGNs

Debido a que las regiones principales que componen un AGN son no esféricas y pueden tener una forma más o menos irregular, existen ciertos efectos de orientación. A causa de estos efectos en la orientación es que se observan distintos tipos de AGNs. Es decir, dependiendo de la orientación que tenga el observador, se observarán distintas características que dan lugar a la clasificación de los AGNs; Antonucci en 1985 propuso un esquema unificado de AGNs (Antonucci & Miller 1985). Éste propone que todos los AGNs observados tienen la misma estructura interna: SMBH, el disco de acreción, el toro de polvo, la BLR, la NLR y los jets, donde todas las diferencias observadas en distintos tipos de AGNs son causadas por el ángulo de visión que tenemos de los AGNs.

*Ésta es la máxima luminosidad donde la fuerza de radiación del continuo hacia afuera de una fuente equilibra la fuerza gravitacional hacia adentro en equilibrio hidrostático

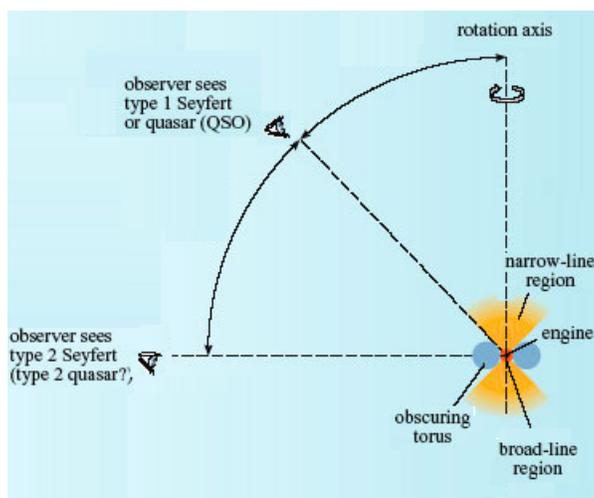


Figura 1.6: Esquema que muestra los ángulos de visión a 0° y 90° medidos desde la vertical (rotation axis) según el modelo unificado.

Cuando se observa un AGN de perfil, es decir a 90° de la vertical (eje de rotación), tal como se muestra en la Figura 1.6, del núcleo solo se puede observar directamente el toro molecular de polvo, el cual radía primordialmente en el infrarrojo, y las líneas de emisión de la región de líneas delgadas. Debido a esto, si se observa un espectro en el óptico, sólo se pueden observar líneas de emisión delgadas, las anchas no se observan en el espectro puesto que el toro oculta la región donde se originan. Este tipo de AGNs, se conoce como AGN tipo 2. Bajo este mismo esquema unificado de AGNs, si se observa un objeto a cierto ángulo, ($< 90^\circ$ medido desde la vertical), entonces es posible observar directo al núcleo sin que se tenga una visión bloqueada. De este modo, en los espectros en el óptico, se pueden observar líneas de emisión anchas y delgadas además de la emisión directa del disco de acreción; a estos objetos se le conoce como AGNs tipo 1. Finalmente, si se observa directamente (a un ángulo de 0° medido desde la vertical) al núcleo de un AGN, es decir, observar directamente a través del jet del AGN implica de acuerdo con el modelo unificado que tenemos un blazar, esto de acuerdo a su espectro observado. En el capítulo 2 se profundizará más acerca del modelo unificado (Peterson 1997); (Osterbrock & Ferland 2006). Las Figuras 1.4 y 1.7 muestran un esquema de las ideas básicas que este modelo propone.

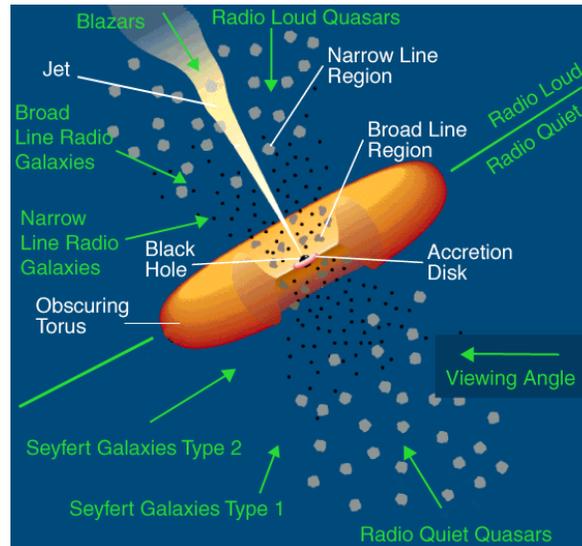


Figura 1.7: Imagen que recrea el modelo teórico de los AGNs unificados. Crédito: C.M Urry y P.Padovani.

Los modelos de toro homogéneos que originalmente propone El Modelo Unificado del AGN no han logrado explicar satisfactoriamente algunos aspectos observacionales de los AGNs (Nenkova et al. 2002). En respuesta a esto, han surgido otro tipo de modelos que proponen que el polvo no se encuentra distribuido homogéneamente sino que está distribuido en nubes de polvo, estos son los llamados modelos de toro grumosos desarrollados en su inicio (2000) por el grupo liderado por Moshe Elitzur y formado por Maia Nenkova, Matthew M. Sirocky, Robert Nikutta, Zeljko Ivezić, Nancy Levenson y Brian Oldfield, entre otros; todos de la Universidad de Kentucky. En el Capítulo 2 se abordará más profundamente sobre este tipo de modelos.

1.9. Objetivos de este Trabajo

Generalmente el estudio de galaxias Seyfert se enfoca en los dos grandes tipos: Sy 1 y Sy 2. Sin embargo el estudio de las Sy intermedias es importante debido a que éstas representan la transición entre Sy 1 y 2 y de acuerdo al modelo unificado éstas son vistas a través de cierta inclinación. Además, estas galaxias muestran disminución de decrementos Balmer (H_α/H_β) a lo largo de varios años y se sabe que estas variaciones corresponden a una pantalla de polvo entre el observador y la fuente central (Goodrich

1995). Lo anterior implica que las galaxias Sy 1.8 y 1.9 son cruciales para poder dar restricciones sobre el toro de polvo. Además el estudio en el MIR de estas galaxias representa una ventaja sobre otras longitudes de onda como el óptico, ya que el MIR no presenta demasiada extinción debida al polvo.

Por las razones anteriores y con el propósito de entender la estructura del toro grueso de polvo y poder entender mejor la naturaleza entre subclases de AGNs, se realiza este trabajo. El objetivo principal de esta tesis es encontrar y analizar los parámetros que caracterizan el toro grueso de polvo de las galaxias Seyfert 1.8 y 1.9, analizando una muestra de 25 objetos. Este análisis se hace con datos del MIR del IRS/Spitzer en un intervalo de 5 a 30 μm contruyendo las SEDs en el MIR.

El trabajo está estructurado de la siguiente forma: en el Capítulo 2 se describe a detalle el modelo de toro grueso y los problemas del modelo unificado que lo justifican. En el Capítulo 3 se describe el proceso de selección de la muestra, así como la reducción de datos. El Capítulo 4 se enfoca en la construcción de las SEDs finales y de los índices espectrales, entre otras propiedades de la muestra. El Capítulo 5 se presentan los resultados de los índices espectrales calculados, el efecto Baldwin y los parámetros obtenidos del modelo de toro grueso. Además, se presenta una comparación entre nuestros resultados y los resultados reportados en la literatura y finalmente una pequeña comparación con otro tipo de modelo de toro grueso. En el Capítulo 6 se presentan las conclusiones del trabajo y finalmente en el Apéndice A se presentan las gráficas de los ajustes de las SEDs y la distribución de probabilidad de los parámetros para los 25 objetos de la muestra.

Modelo de Toro de Polvo Grumoso

2.1. Antecedentes al Modelo de Toro de Polvo Grumoso: El Modelo Unificado de AGNs y los Primeros Modelos de Toro de Polvo

El modelo unificado de núcleos activos de galaxias, es el modelo en el cual las propiedades generales de un AGN dependen básicamente de los efectos de orientación de éste respecto al observador. Bajo este esquema, se consideran AGNs tipo 1 como los que son vistos cerca del “polo”, es decir entre un ángulo $0^\circ \leq i < 90^\circ$ respecto a la vertical; mientras que son considerados AGNs de tipo 2 los que son vistos a un ángulo $i=90^\circ$. Dados estos efectos en la orientación la emisión detectada de los AGN tipo 1 es aquella que proviene de la cavidad interior del toro, y la emisión de los AGNs tipo 2 proviene directamente del toro de polvo. Debido a esto es que existirían distintas características de las líneas de emisión en los espectros de las galaxias Seyfert. En particular, como ya se ha mencionado, esta propuesta explica porque las líneas del espectro de las Seyfert 2 son más delgadas que las de las Seyfert 1 que en comparación son mucho más anchas. Bajo este esquema la razón es que las Seyfert 1 se observan a través de la “atmósfera” del AGN, a través de la BLR y directo hacia la maquinaria central del AGN. Por su parte las Seyfert 2 se observan directamente a través del toro de polvo, impidiendo una visión hacia las regiones internas del AGN. El modelo unificado de AGN considera una

distribución de polvo dentro del toro de forma homogénea y ésta es la que se ha utilizado para la emisión de los AGNs durante las últimas décadas (Alonso-Herrero et al. 2012). En relación a las partes de un núcleo activo de galaxias, el modelo unificado propone una gran nube de polvo en forma de toro que impide la visión de la BLR y de la estructura interna de un AGN dependiendo de la orientación como se muestra en la Figura 1.7. Es decir, el toro de polvo es una especie de pared entre la BLR y la NLR. Es importante hacer notar que bajo este modelo, la diferencia entre los tipos de Seyfert es únicamente una diferencia en orientación y que intrínsecamente los distintos tipos de objetos son iguales. Las primeras evidencias de la existencia de un toro de polvo se obtuvieron con el Hubble Space Telescope (Jaffe et al. 1993), por su parte los primeros estudios infrarrojos de esta región (Pier & Krolik 1992) indicaban que el toro de polvo se extendía a decenas de parsecs del centro del AGN.

En particular, en las galaxias Seyfert intermedias el modelo homogéneo de AGNs se interpreta como si la línea de visión se encontrara cruzando la atmósfera del toro de polvo a diferentes ángulos, lo que atenúa en proporciones distintas la emisión de líneas anchas. Es decir, a medida que se pasa de Seyfert 1 hacia Seyfert 2 las componentes de líneas anchas disminuyen (Deo et al. 2007)

Los primeros trabajos de modelación del toro de polvo fueron realizados por Pier & Krolik (1992). Su modelo proponía un anillo de polvo de radio interno \mathbf{a} , radio externo \mathbf{b} y altura \mathbf{h} iluminado por una fuente central, como se muestra en la Figura 2.1. Este modelo además, asumía que los granos de polvo tenían la misma temperatura sin importar su composición o tamaño. El radio externo del toro de este modelo era inicialmente de 10 pc aproximadamente. Posteriormente modificaron su modelo de toro levemente para poder ajustar observaciones de NGC 1068, esta alteración proponía que rodeando el anillo de polvo inicial (el de ~ 10 pc) estuviera una región de polvo con menos opacidad (derecha de la Figura 2.1). Esto originó que para poder atribuir la emisión en el lejano infrarrojo el polvo debería estar ubicado a cientos de parsecs del núcleo, idea que dió lugar a los toros de polvo de gran extensión.

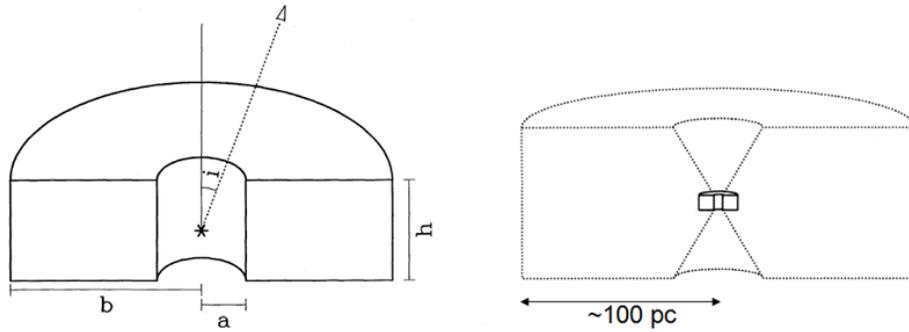


Figura 2.1: Izquierda: Modelo de toro propuesto por Pier & Krolik en 1992. Derecha: Modificación del modelo de toro de Pier & Krolik en 1993.

Posteriormente, tomando como modelo primario el desarrollado por Pier & Krolik, surgieron otros modelos de toro de polvo. Entre ellos, surgió el de Rowan-Robinson (1995), con el cual se encontró que los discos de toro de polvo, no eran una “dona” perfecta, sino que existía un ángulo de apertura y éste era de 45° . Además el polvo seguía una distribución de densidad de la forma r^{-1} esto de acuerdo a las observaciones con las que entonces contaban. Sin embargo, no pudieron reproducir acertadamente la distribuciones espectrales de energía a pesar de que lograron ajustar mejor la banda de $10 \mu\text{m}$; la cual es uno de los aspectos a reproducir más importantes cuando se estudian modelos de toro.

2.2. ¿Por qué un Modelo de Toro de Polvo Grumoso?

Las consideraciones que se hacen al adoptar un modelo homogéneo de núcleos activos de galaxias, no logran explicar adecuadamente las múltiples observaciones que se tienen (Nenkova et al. 2008a; Ramos Almeida et al. 2009), principalmente en el infrarrojo. Esto dió como consecuencia que se desarrollaran modelos enteramente teóricos que pudieran ayudar a reproducir de forma eficaz las observaciones. Algunas de las características observacionales que no logran explicarse considerando un modelo de polvo de toro homogéneo son las siguientes:

1. Banda de $10 \mu\text{m}$ de polvo de silicatos: ésta ha generado varios problemas, pues

ha resultado difícil encontrarla en emisión en los AGNs tipo 1 y simultáneamente producirla en absorción para AGNs tipo 2. La absorción que se encuentra nunca es muy profunda, en contradicción con una distribución de polvo homogénea.

2. La forma de las distribuciones espectrales de energía: éstas deben de ser reproducidas correctamente, modelos homogéneos no han logrado proporcionar una explicación satisfactoria a las diferencias observadas en las SEDs.
3. Tamaño del toro: en contradicción con lo propuesto con Pier & Krolik (1993) y lo propuesto por los modelos homogéneos de polvo, se tienen recientes observaciones en el mediano infrarrojo de galaxias Seyfert indicando que el tamaño del toro es menor a 12 pc. Particularmente, para Circinus y Centaurus A (ambas Seyferts 2), se calcularon radios externos del polvo toroidal de aproximadamente 1 y 0.3 pc (Tristram et al. 2007; Meisenheimer et al. 2007).
4. Observaciones recientes de NGC 1068 (Jaffe et al. 2007) muestran que existen regiones en el toro muy próximas pero con distintas temperaturas (~ 800 K y 200 K), contradiciendo modelos de toro homogéneos.

Si se cambia la composición de los granos de polvo, ya sea reduciendo la abundancia de silicatos o bien cambiando la distribución de los granos de polvo; el problema de la banda de silicatos podría desaparecer. Sin embargo, ya que los silicatos constituyen uno de las mayores componentes de nuestra galaxia, es muy poco probable que la composición del polvo en el toro del AGN carezca de silicatos. Además, no se tiene evidencia de composiciones distintas de polvo y todos los modelos usan composición estándar. Recientemente (Hönig & Kishimoto 2010; Hönig et al. 2010), desarrollaron modelos que incluían distintas composiciones de polvo para resolver el problema de la banda de silicatos. Sin embargo, los resultados indicaron que los cambios en la composición no tenían un impacto significativo sobre la banda de silicatos a $10 \mu\text{m}$, por lo que se concluyó que la composición estándar de polvo no debe ser modificada.

Como respuesta a las faltas de soluciones y para dar explicaciones de los problemas ya mencionados bajo el modelo de polvo homogéneo fue que surgieron otro tipo de teorías: los modelos no homogéneos. Las primeras proposiciones de modelos de toro grumoso, es decir modelos que dejaron de considerar una distribución homogénea y proponían un toro que consistía de muchas nubes compuestas de polvo ópticamente grueso

fueron hechas por Krolik & Begelman (1988). Inclusive en un artículo de 1995, Pier & Krolik (1995) indicaban que no debía tratarse al toro de polvo como una estructura homogénea, pero a falta de formalismo matemático, lo consideraron como un continuo. No obstante, no fue hasta el 2007 cuando Tristram y sus colaboradores encontraron evidencia de estructura grumosa de polvo con sus observaciones de interferometría del VLTI (Very Large Telescope Interferometer) del AGN tipo Seyfert 2 Circinus (Tristram et al. 2007). Anteriormente Rowan-Robinson (1995) notó la importancia de considerar grumosidad en los modelos para que fueran más realistas, pero no hizo ningún formalismo para manejar este caso. A pesar de esto, estos modelos pudieron reproducir las formas espectrales del continuo de AGN en el infrarrojo de un par de objetos, pero para un mejor ajuste se requeriría añadir una componente de polvo en forma de cono.

El formalismo que se desarrolló para modelar transferencia de radiación dentro del toro de polvo asumía que era homogéneo y por ende se resolvía considerándolo como un todo. Sin embargo, por las razones antes mencionadas, es más probable que en lugar de un toro homogéneo se tenga un toro grumoso (Clumpy Torus en inglés) que llena el volumen del toro.

A partir del 2002 se empezaron a desarrollar códigos computacionales de transporte radiativo para distribuciones de polvo en el infrarrojo (DUSTY; Nenkova et al. 2002). Este trabajo mostró cómo es que las bandas de silicatos, ya sea en absorción u emisión son más débiles que para modelos homogéneos. Como resultado de esto, se comenzaron a desarrollar de forma más profunda trabajos de modelación de toro grumoso haciendo distintas aproximaciones físicas y de distribuciones de nubes. En el 2008 el grupo de la Universidad de Kentucky, liderado por Moshe Elitzur realizó un desarrollo del formalismo matemático de los modelos no homogéneos de toro de polvo; en el cual se describe la transferencia de radiación del modelo de toro grumoso a detalle haciendo uso de códigos computacionales (Nenkova et al. 2008a,b). Como resultado de este trabajo: el formalismo en conjunto con las aplicaciones a observaciones ha tenido más impacto. Cada vez se utiliza más este modelo para describir la emisión principalmente en el infrarrojo de las distribuciones espectrales de energía de los núcleos activos de galaxias. Esto trae como consecuencia un nuevo enfoque de estudio acerca de la estructura del toro de los núcleos activos de galaxia, lo cual permite dar una explicación razonable a

problemas no resueltos que se presentan en modelos homogéneos.

Basándose en los modelos propuestos por Nenkova (2002), se comenzaron a desarrollar otros modelos de toro grumoso. Uno de los modelos de toro grumoso que también ha logrado dar explicaciones a las observaciones es el modelo desarrollado por Hönig y colaboradores (Hönig et al. 2006, 2010; Hönig & Kishimoto 2010); este modelo contempla los mismos parámetros del toro que los de Nenkova. La diferencia más significativa entre ambos modelos es que este último permite un tratamiento de transferencia de radiación entre las nubes en forma tridimensional. Asimismo, este modelo permite hacer simulaciones de SEDs de nubes individuales y además simulaciones de SEDs del toro.

2.3. Principios Básicos del Modelo de Toro Grumoso

Los modelos de toro grumoso (Elitzur & Shlosman 2006; Nenkova et al. 2008b,a) proponen como ya hemos mencionado que el polvo está distribuido en forma de nubes discretas localizadas a diferentes distancias de la máquina central del AGN. Además estas nubes están distribuidas en forma toroidal. A pesar de que en este trabajo no se tratará el formalismo que implica tener un modelo de toro grumoso, la idea matemática al modelar un medio grumoso se presenta a continuación.

De acuerdo a Nenkova (2003), la cantidad fundamental que representa un campo de radiación en el punto \vec{r} de un medio es la intensidad. La intensidad es definida como la energía que se propaga en un ángulo sólido en la dirección \vec{l} por unidad de tiempo por unidad de sección transversal, por unidad de longitud de onda : $I_\lambda(\vec{r}, \vec{l})$. El medio de polvo es descrito por una “función fuente” (S_λ) definida como un cociente de coeficientes de emisión (j_λ) y absorción u opacidad (k_λ) y un coeficiente de extinción:

$$k_\nu = k_\nu^{abs} + k_\nu^{sca}. \quad (2.1)$$

Este coeficiente incluye la absorción y dispersión de radiación a causa de partículas de polvo. En este modelo la intensidad cambiará a lo largo de un segmento ds dependiendo de las propiedades del medio y este cambio se encuentra resolviendo la ecuación de transferencia de radiación (Rybicki & Lightman 1986):

$$\frac{dI_\lambda}{ds} = k_\lambda(S_\lambda - I_\lambda) \quad (2.2)$$

donde

$$S_\lambda = \frac{j_\lambda}{k_\lambda} \quad (2.3)$$

Una de la suposiciones que se hace al desarrollar el formalismo sobre este modelo es que la radiación y el polvo están en equilibrio termodinámico y que éste emite como cuerpo negro a una temperatura T (Nenkova et al. 2008a). Esta ecuación es la que resuelve el código computacional DUSTY* desarrollado por Zeljko Ivezić, Maia Nenkova y Moshe Elitzur (1999), que fue el primer código desarrollado para resolver transferencia de radiación en un toro grumoso del cual se hablará más en este capítulo.

Asimismo el formalismo desarrollado por Nenkova asume por simplicidad que el medio del toro está formado por nubes con la misma profundidad óptica. La profundidad óptica τ_ν de un objeto puede considerarse como una medida de “transparencia”, es decir la fracción de radiación que no es absorbida o dispersada a lo largo de un camino. Si se tiene un número de nubes por unidad de volumen n_c (densidad de número de nubes) y A_c es el área transversal de la nube

$$A_c = \pi R_c^2 \quad (2.4)$$

donde R_c es el radio de las nubes; entonces el camino libre medio entre las nubes está dado por

$$\ell = (A_c n_c)^{-1} \quad (2.5)$$

Este modelo asume que el camino libre medio entre las nubes es mayor que el tamaño las nubes de polvo, siendo éste el criterio que se requiere cumplir para tener un medio grumoso. La cantidad de intensidad de radiación a lo largo de un segmento está determinado por la probabilidad (P_{esc}) de que la radiación escape sin ser absorbida por alguna otra nube (Nenkova et al. 2008a,b).

Como ya hemos mencionado a lo largo de este trabajo, uno de los problemas que un modelo de toro grumoso puede resolver son las distintas temperaturas que coexisten en

*<http://www.pa.uky.edu/moshe/dusty/>

regiones cercanas. En este tipo de modelos, las nubes que forman el toro, son calentadas por radiación directa del AGN y además por la radiación proveniente de las otras nubes. Consecuentemente, en cualquier posición del toro se deben considerar dos tipos de nubes: nubes directamente iluminadas por el AGN y nubes que se calientan por el campo de radiación promedio generado por las otras nubes. Un aspecto importante a considerar es que para las nubes directamente iluminadas por el AGN la temperatura es mucho mayor para la cara que está siendo iluminada que para cualquier otro lado de la superficie de la nube. Es por ello que la emisión de esas nubes es anisotrópica. En cambio, las nubes que están siendo calentadas por radiación indirecta de las otras nubes es de forma isotrópica. Otro aspecto a considerar, es que es un modelo de fase única, es decir, considera que el toro está únicamente formado por nubes; no se considera algún medio entre las nubes por el alto grado de incertidumbre respecto a su naturaleza y a sus propiedades. Además no se tiene evidencia que sugiera que esto se requiere (Nenkova et al. 2008a,b). Cabe señalar que a pesar de que los programas computacionales que simulan los modelos de toro grumosos funcionan bajo el esquema anterior, en relación a las nubes que se calientan con el campo de radiación promedio generado por las otras nubes podría pensarse que un campo de radiación es cierta función de probabilidad o cierto gradiente y estos serían una mejor descripción que la radiación promedio.

2.4. Párametros del Modelo de Toro Grumoso

Este modelo considera una colección de nubes que forman el toro de polvo, estas nubes están distribuidas entre dos radios: el radio externo R_o y el radio interno R_d . Éste último se encuentra definido por el radio de sublimación. El radio de sublimación es la mínima distancia del AGN a la que los granos de polvo de una cierta composición pueden existir, y se define de la forma siguiente:

$$R_d = 0.4(1500KT_{sub}^{-1})^{2.6}(L/10^{45}ergs^{-1})^{0.5}pc, \quad (2.6)$$

donde T_{sub} es la temperatura de sublimación del polvo ~ 1500 K y L es la luminosidad (Nenkova et al. 2008a,b) del AGN.

Los parámetros que caracterizan las nubes que forman el toro y que serán el objeto de estudio de este trabajo son los siguientes:

- i : ángulo de inclinación medido desde el eje azimutal. El ángulo de visión del parámetro determina el tipo de espectro que se observa.
- σ : el ancho de la distribución de las nubes.
- q : corresponde al índice de la ley de potencias que modela el perfil de densidad radial del polvo ($\propto r^{-q}$)
- $Y=R_o/R_d$: extensión radial del toro, donde R_o es el radio externo y R_d el radio interno. Este parámetro nos indica el tamaño relativo del toro.
- τ_ν : profundidad óptica de las nubes. Como ya se mencionó, el modelo asume que todas las nubes tienen la misma profundidad óptica.
- N_0 : número de nubes a lo largo de una línea de visión ecuatorial.

En la Figura 2.2 se muestra un esquema de toro grumoso como se propone en este modelo, así como los parámetros que caracterizan al toro. Cabe notar que la línea de visión LOS corresponde a la dirección de la visual del observador (line of sight).

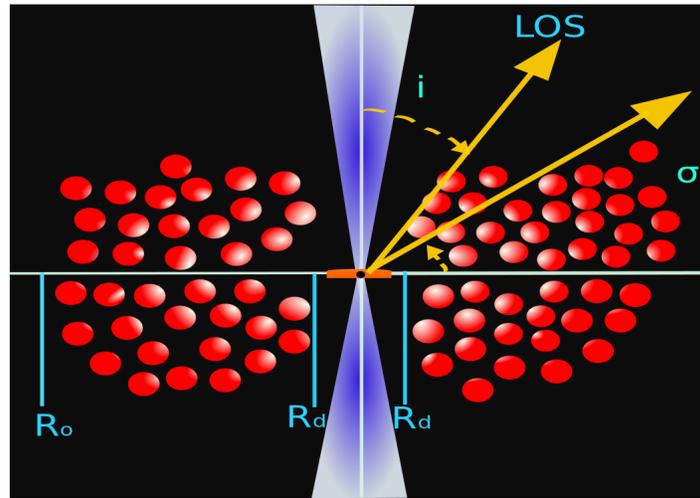


Figura 2.2: Esquema del modelo de toro grumoso: se muestran los parámetros R_o , R_d , σ e i .

Los parámetros anteriores definen además el número de nubes a lo largo de la línea de visión de la forma

$$N_{LOS} = N_0 e^{-(i-90)^2/\sigma^2}. \quad (2.7)$$

Una de las relaciones más importantes que Hönig et al. (2006, 2010); Hönig & Kishimoto (2010) encontraron en sus modelos de toro grumoso (que están basados en los de Nenkova), fue la relación entre los índices espectrales en el MIR y la ley de potencias que modela la distribución radial de nubes

$$\eta_r \propto r^a \quad (2.8)$$

Esta relación es:

$$a = (-2.16 \pm 0.16) - (0.93 \pm 0.11) \alpha_{MIR} \quad (2.9)$$

Usando la ecuación anterior es posible extraer información de distribución de polvo en los modelos.

2.4.1. Modelación del toro grumoso de polvo: DUSTY y CLUMPY

El código DUSTY, mencionado anteriormente, resuelve las ecuaciones de transporte radiativo para cada una de las nubes. La solución depende de la posición de la nube dentro del toro, de la profundidad óptica y de la composición de polvo. Particularmente DUSTY toma en cuenta la composición de polvo estándar. Una vez que se resuelven las ecuaciones de transferencia de radiación para cada nube, se calcula la emisión total del toro integrando la emisión individual convolucionada con la probabilidad de que la radiación se propague (Nenkova et al. 2008a,b).

Basados en el código DUSTY y en el trabajo de Nenkova et al. (2008a,b), se desarrolló un nuevo código llamado CLUMPY** en 2008 también por el grupo de la Universidad de Kentucky que contiene el catálogo de las SEDs y espectros de AGNs para distintos parámetros de toro. Además, este código permite modelar la emisión del polvo de toro de un AGN basándose enteramente en los modelos propuestos por Nenkova et al. (2008a,b). Es decir, CLUMPY permite tener acceso a los catálogos de los modelos de toro de polvo, “correr” los modelos en línea y ajustar los datos de las SEDs a los modelos de toro grumoso que se encuentran en la base de datos de CLUMPY.

**<http://www.pa.uky.edu/clumpy/index.html>

Sin embargo, en el 2009 investigadores del Instituto Astrofísico de Canarias usaron los modelos y la base de datos de CLUMPY en un nuevo código para poder modelar las SEDs del toro de polvo de AGNs, a continuación se describe más a fondo este tipo de modelación.

2.5. Modelación de Toros Grumosos usando Bayes-Clumpy

Dada la importancia en el estudio de los modelos de toro grumosos, como ya se mencionó anteriormente se desarrollaron una serie de códigos computacionales que permiten resolver las ecuaciones de transferencia de radiación para las nubes.

El primer código que se desarrolló fue DUSTY, el cual permite resolver el problema de transferencia de radiación en un ambiente de polvo. Es decir, DUSTY da una solución al problema de modelación de radiación de una fuente tras ser reprocesada por una región de polvo. La radiación original es dispersada, absorbida o reemitida por el polvo y el espectro emergente proporciona información sobre la fuente primaria. Dependiendo las propiedades de la fuente de radiación y la región de polvo, el código calcula la distribución de temperaturas y el campo de radiación en él. La solución que ofrece este método está basado en una ecuación consistente en sí misma para la densidad de energía de radiación, ésta incluye dispersión de polvo. Como ya se mencionó el código CLUMPY basado en DUSTY permite el ajuste de los datos de las SEDs a los modelos de toro grumoso de la base de datos dentro de CLUMPY, sin embargo esta base de datos contiene 10^6 modelos.

A pesar de que este código funciona de manera eficiente, lo ideal al estudiar modelos astrofísicos es poder ajustar y comparar los datos observacionales que se tienen acerca del fenómeno a los modelos propuestos. Sin embargo, los modelos generados por CLUMPY presentan degeneraciones propias del modelo. Este problema fue resuelto aplicando un método de inferencia Bayesiana (Asensio Ramos & Ramos Almeida 2009). La idea principal en este tipo de inferencia es tomar en cuenta todos los parámetros como variables aleatorias con una distribución de probabilidad. El problema que generalmente se tiene al intentar ajustar datos observables a un modelo, es encontrar

la serie de parámetros que mejor se ajustan a los observables. En cambio con una aproximación bayesiana, el problema se traduce a encontrar la mejor distribución de probabilidad asociada a los parámetros del modelo una vez que se tomaron en cuenta los datos observables. Es decir, estas distribuciones de probabilidad incluyen toda la información estadística acerca de los parámetros que pueden ser inferidos por los observables (Asensio Ramos & Ramos Almeida 2009).

Con el propósito de poder estudiar los modelos grumosos desarrollados por Nenkova et al. (2008a,b); Sergio Ramos Asencio y Cristina Ramos-Almeida desarrollaron un programa computacional que permite llevar a cabo la inferencia bayesiana de distribuciones espectrales de energía (SEDs) observadas, que provienen del toro de polvo en la parte interna del AGN (Asensio Ramos & Ramos Almeida 2009). Este programa, cuyo nombre es BayesClumpy, permite obtener distribuciones de probabilidad para los seis parámetros principales de los modelos grumosos una vez que ya se tomaron en cuenta los datos observacionales. Como consecuencia, el código da estimaciones estadísticas significativas de los parámetros. Esto permite sugerir observaciones futuras que permitirían introducir mayores límites al modelo. Cabe notar, que BayesClumpy se basa enteramente en una base de datos de libre acceso en CLUMPY que presenta los modelos grumosos trabajados por el grupo de la Universidad de Kentucky.

Además la distribución de probabilidad que genera BayesClumpy permite tomar en cuenta información a priori de los parámetros (de los modelos anteriormente desarrollados) y la información introducida por las observaciones. La Tabla 2.1 muestra los intervalos de los parámetros que se consideraron para obtener nuestros resultados. Los valores de los intervalos en los cuales se consideran los parámetros se toman de esa forma debido a que estudios y observaciones (Jaffe et al. 2004; Nenkova et al. 2002, 2008b) han dado límites sobre los valores de los distintos parámetros, siendo estos los que se muestran la siguiente tabla.

Tabla 2.1: Intervalos de los parámetros considerados por los modelos grumosos

Parámetro	Intervalo
i : ángulo de inclinación	$[0^\circ-90^\circ]$
σ : ángulo asociado al ancho del toro	$[15^\circ-75^\circ]$
q : índice de distribución radial	$[0-3]$
Y : extensión radial	$[5,30]$
τ_ν : profundidad óptica	$[5,150]$
N_0 : número de nubes	$[1,15]$

Finalmente el último parámetro importante que debe considerarse al usar el código BayesClumpy es uno que permite ajustar el desplazamiento vertical necesario para igualar los flujos de un modelo a una SED observada. Asimismo, este programa también permite simular el efecto de filtros astronómicos (que permiten el paso de luz de cierta longitud de onda) en la SED modelada, esto para poder comparar mejor con las observaciones. BayesClumpy fue el programa que nos permitió obtener los resultados acerca de los parámetros del toro de polvo grumoso y además nos permitió modelar las distribuciones espectrales observadas en el mediano infrarrojo.

Selección de los Objetos de la Muestra

3.1. La Muestra

La muestra de galaxias se seleccionó basándose en el tipo Seyfert. Se buscaron en la base de datos del telescopio espacial Spitzer (Spitzer Heritage Archive), que hayan sido observadas con el Infrared Spectrometer (IRS) y que además hayan sido catalogadas como Sy 1.8 o Sy 1.9 en el catálogo Verón-Cetty & Verón (2010) de AGNs. Originalmente se obtuvo una muestra de 29 galaxias tipo Seyfert 1.8/1.9, 15 Sy 1.8 y 14 Sy 1.9. Sin embargo se tuvieron que reclasificar los 29 objetos seleccionados debido a que la clasificación de Véron-Cetty & Véron (2010) no era acertada en todos los casos. Para hacer la reclasificación se buscaron los espectros ópticos del Sloan Digital Sky Server (SDSS) y en la literatura y se revisaron la existencia y componentes (anchas o delgadas) de las líneas de $H\alpha$ y $H\beta$ para poder clasificar los objetos apropiadamente. Tras esta reclasificación se tuvieron que excluir 4 objetos debido a que no pertenecían a las Seyfert 1.8/1.9 o bien eran radio galaxias con líneas anchas (BLRG), los objetos que se excluyeron fueron MRK 1018 (Sy 1), NGC 4565 (Sy 2), UGC 12138 (Sy 1.5) y 3C109.0 (BLRG). La muestra final incluye 25 objetos Sy1.8/1.9, 13 Sy 1.8 y 12 Sy 1.9.

La muestra fue observada por Spitzer bajo el modo “staring” usando los módulos “Short-Low (SH) y Long-Low (LL). Los módulos permiten obtener datos que corres-

3.1 La Muestra

ponden a longitudes de onda $\sim 5\text{-}38 \mu\text{m}$ y además tienen una resolución espectral R de $\sim 64\text{-}128$. La Tabla 3.1 muestra los objetos estudiados y sus características generales: sus coordenadas, corrimiento al rojo (z), distancia (D_L), inclinación (b/a) y su clasificación. Estas propiedades fueron obtenidas de NED ^{*}.

Tabla 3.1: Muestra de Galaxias Sy1.8/Sy1.9 y sus características

Objeto #	Nombre	Coordenadas(J2000)		z	D_L^a (Mpc)	b/a	Tipo Seyfert ^b
		RA	Dec.				
1	MRK 334	00 03 09.6	+21 57 36	0.021945	86.8	0.70	1.8
2	2MASX J00070361+1554240	00 07 03.6	+15 54 23	0.113874	503	...	1.8
3	ESO 540-G001	00 34 13.8	-21 26 20	0.026845	108	0.714	1.8
4	NGC 526A	01 23 54.4	-35 03 56	0.019097	76.5	0.529	1.9
5	UGC 1395	01 55 22.1	+06 36 42	0.017405	68.5	0.769	1.9
7	MRK 609	03 25 25.4	-06 08 39	0.034488	143	0.9	1.8
9	MRK 1218	08 38 11.1	+24 53 45	0.028624	124	0.68	1.8
10	NGC 2992	09 45 42.0	-14 19 35	0.007710	36.6	0.314	1.9
11	3C 234.0	10 01 49.5	+28 47 10	0.184925	870	0.875	1.9
12	PKS 1127+012	11 30 21.4	+00 58 22	0.132491	606	0.814	1.8
13	MRK 744	11 39 42.6	+31 54 34	0.008933	41	0.59	1.8
14	POX 52	12 02 56.8	-20 56 03	0.021792	96.1	...	1.8
15	UGC 7064	12 04 43.4	+31 10 38	0.024997	109	1	1.9
16	MRK 764	12 16 00.0	+12 41 14	0.066148	291	0.794	1.9
17	NGC 4395	12 25 48.9	+33 32 48	0.001064	8.03	0.83	1.8
19	UM 614	13 49 52.8	+02 04 45	0.032700	142	0.515	1.8
20	MRK 471	14 22 55.3	+32 51 03	0.034023	147	0.67	1.8
21	NGC 5728	14 42 23.9	-17 15 11	0.009353	41.9	0.580	1.9
22	MRK 1392	15 05 56.6	+03 42 26	0.036135	155	0.518	1.8
23	MRK 883	16 29 52.8	+24 26 39	0.037496	159	0.617	1.9
24	IC 5135	21 48 19.5	-34 57 05	0.016151	63.6	0.933	1.9
25	MRK 520	22 00 41.4	+10 33 09	0.026612	107	...	1.9
26	MRK 915	22 36 46.5	-12 32 42	0.024109	96.1	0.30	1.8
28	UGC 12282	22 58 55.4	+40 55 58	0.016992	66.4	0.263	1.9
29	NGC 7679	23 28 46.6	+03 30 42	0.017139	66.2	0.692	1.9

^a Distancia obtenida de NED usando los parámetros cosmológicos $H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.27$, $\Omega_\Lambda = 0.73$

^b Clasificación final obtenida de revisar las clasificaciones de Verón Cetty-Verón.

^{*}NASA extragalactic Database: <http://ned.ipac.caltech.edu/>

3.2. Reducción de Datos de Spitzer, Datos del NIR y del Óptico

La reducción de datos del IRS-Spitzer fue realizada por Martín Herrera Endoqui como parte de su protocolo de investigación para obtener su Maestría en Astrofísica (Herrera-Endoqui 2012). Ésta consistió en comenzar usando los datos *bed* (basic calibrated data) de las Seyferts, tal como están procesadas en el Pipeline v.S18.18.0. Además se utilizó IRAF para poder combinar los datos de forma que se produjeran cuatro imágenes para cada módulo. Estos módulos están divididos en cuatro rangos espectrales más pequeños, SL2: 5.2-7.7 μm , SL1: 7.4-14.5 μm , LL2: 14-21.3 μm y LL1: 19.5-38 μm . Estas imágenes son de “orden y posición”, las imágenes de orden fueron restadas de su opuesto y viceversa para poder sustraer el fondo del cielo. Posteriormente los espectros se corrigieron quitando los píxeles malos mediante el uso de DS9. Los espectros en flujo vs. longitud de onda para cada posición usando el Spitzer IRS Custom Extraction (SPICE). El espectro final se produce promediando los espectros de cada posición escalando el espectro de LL2 para ajustarse a LL1, el de SL1 con LL2 y el de SL2 con SL1. El procedimiento anterior se realiza con rutinas estándar de IDL. Finalmente tras realizar lo anterior, se obtuvieron espectros calibrados en flujo y longitud de onda en unidades de Jy y μm (Herrera-Endoqui 2012). Para obtener algunos de los resultados se realizaron los cambios de unidades pertinentes haciendo uso de la ecuación (1.2). Es importante notar que los datos obtenidos del telescopio Spitzer corresponden al MIR y estos datos son de baja resolución espectral (64-128) y espacial, siendo ésta última de 3”.

En relación a los datos correspondientes al flujo en el óptico y NIR, fueron obtenidos mediante el NED, ya no tuvo que hacerse reducción de datos. Los datos del óptico pertenecen al Sloan Digital Sky Survey (SDSS^{**}) y corresponden a las bandas u,g,r,i,z cuyas longitudes de onda son 0.354 μm , 0.475 μm , 0.622 μm , 0.763 μm y 0.905 μm respectivamente. Por su parte, los datos del NIR pertenecen al 2 Micron Sky Survey (2MASS^{***}) y son de las bandas J, H y K cuyas longitudes de onda corresponden a $\sim 1.4 \mu\text{m}$, $\sim 1.8 \mu\text{m}$ y $\sim 2.2 \mu\text{m}$ respectivamente.

^{**} www.sdss.org/

^{***} <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/>

Espectroscopía de las Galaxias Seyfert de la Muestra

4.1. Construcción de las SEDs

Como se mencionó anteriormente, los espectros de los AGNs poseen una serie de características propias de esa clase de objetos (Capítulo 1). Particularmente, dado que a nosotros nos interesa estudiar las propiedades del toro de polvo, utilizaremos las SEDs de los 25 objetos de la muestra para lograr este objetivo.

Para construir las distribuciones espectrales de energía de nuestros objetos, debido a que nuestros datos en el MIR provienen del Spitzer/IRS y éste es un espectrógrafo; debemos obtener los flujos de continuo de cada objeto directamente de los espectros. Al hablar del “continuo” nos referimos a la parte del espectro que es completamente suave sin líneas de emisión u absorción. Sin embargo los espectros MIR de las galaxias Seyfert poseen muchas líneas de emisión y un par de bandas en absorción, por lo que en este caso el continuo es interpolado de ciertos puntos del espectro donde no hay líneas. Para ejemplificar mejor este punto, la Figura 4.1 muestra espectros promedio en el IR de varios tipos de AGNs (Hao et al. 2007): Seyfert 1s, Seyfert 2s, cuásares, y galaxias infrarrojas ultra luminosas (ULIRGS). Como se puede observar se tienen varias líneas de emisión de hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs) de 5 a 15 μm . Además se observa que varias líneas de emisión de alta ionización se encuentran

4.1 Construcción de las SEDs

medidas entre la zona de PAHs, lo cual es un problema al estudiar estas líneas. Si se observa la zona correspondiente a $10 \mu\text{m}$ (banda de silicatos), se puede notar como este espectro promedio de cuásares no presenta una banda de absorción o emisión, las Seyfert 2 en cambio presentan clara banda de absorción en comparación con las Seyfert 1. Cabe señalar que la “fuerza” de la banda de $10 \mu\text{m}$ fue calculada con la ecuación siguiente (Hao et al. 2007):

$$S_{10} = \ln \frac{f_{obs}(9.7\mu\text{m})}{f_{cont}(9.7\mu\text{m})} \quad (4.1)$$

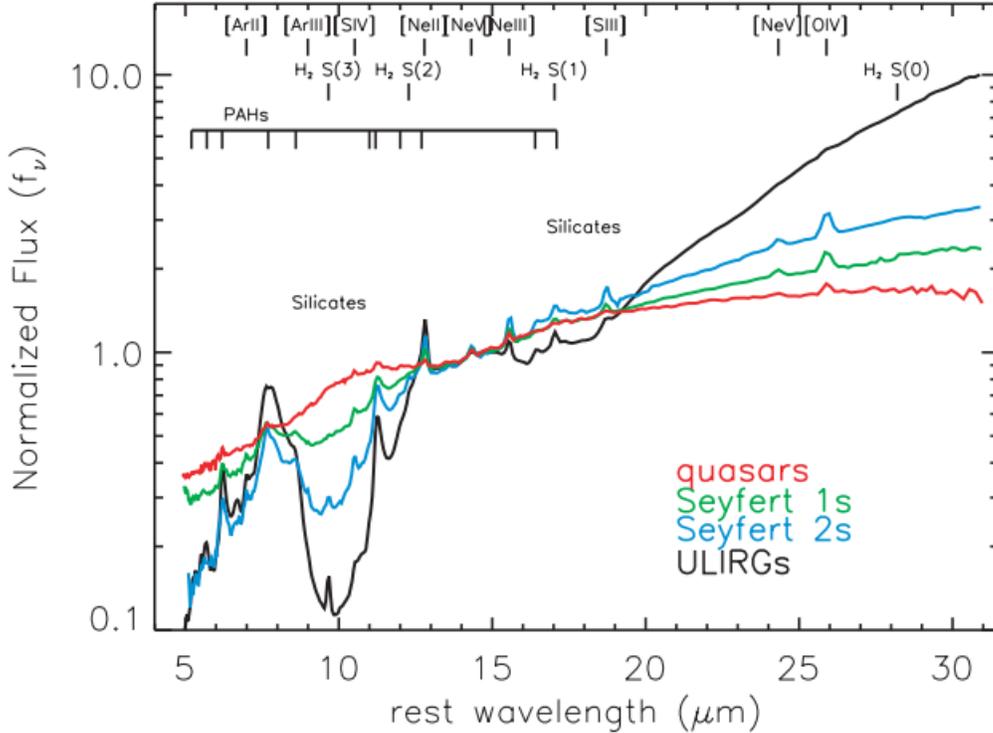


Figura 4.1: Línea negra: espectro promedio de ULIRGs, línea azul: espectro promedio de Sy 2, línea roja: espectro promedio de cuásares y la línea verde corresponde al espectro promedio de Sy 1 .Todos los espectros están normalizados $14.5 \mu\text{m}$.

Para realizar el ajuste de continuo de los espectros, se utilizó el criterio de (Spoon et al. 2007). Para los espectros dominados por PAHs se ajustó una ley de potencia de 5.5 a $15 \mu\text{m}$ y un polinomio cúbico de 15 a $35 \mu\text{m}$. Mrk 609, Mrk 764 y Mrk 471 tuvieron que ajustarse con una ley de potencias de 5.5 $15 \mu\text{m}$ y otra de 15 a $35 \mu\text{m}$.

4.1 Construcción de las SEDs

2MASX J00070361+1554240 fue ajustado con un polinomio cúbico en los dos intervalos de longitud de onda. En UGC 12282 se usó un polinomio cuadrático de 5 a 15 μm y otro de orden 5 en un intervalo de 15 a 35 μm . Como ejemplo, la Figura 4.2 muestra un espectro IR de seyfert 1.8 y seyfert 1.9 pertenecientes a la muestra junto con el ajuste de continuo mencionado anteriormente. Se muestra además el espectro sin contribución del continuo.

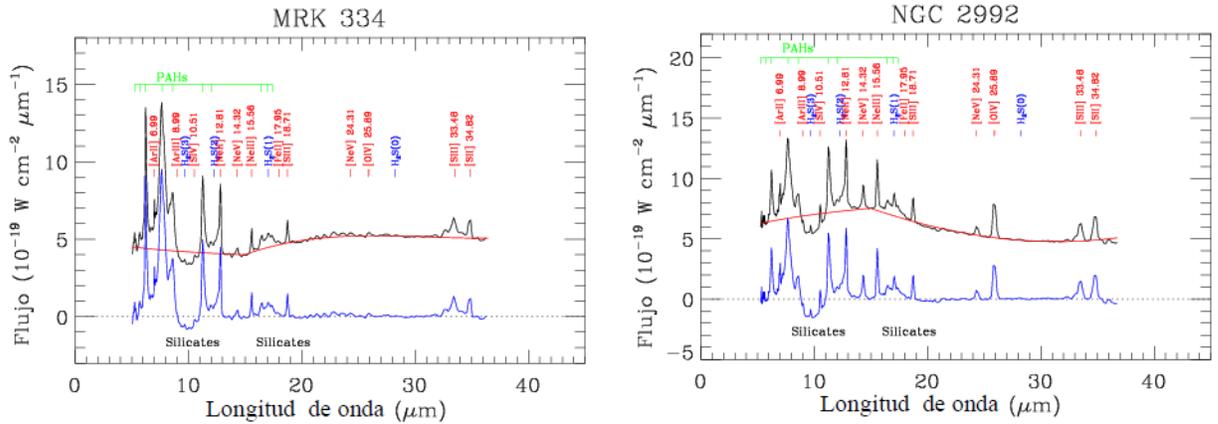


Figura 4.2: Línea sólida negra: espectro IR, línea roja: ajuste de continuo, línea azul: espectro sin contribución del continuo. Izquierda: espectro de Mrk 334 (Sy 1.8). Derecha: espectro de NGC 2992 (Sy 1.9).

4.1.1. Construcción de las SEDs promedio

Para poder analizar las características del toro grumoso de forma más global, y poder inferir los parámetros del toro grumoso de las galaxias Seyfert 1.8 y 1.9, se construyó una SED promedio para cada tipo de Sy (1.8 y 1.9). Esto se hizo normalizando los flujos a 15 μm , es decir, para hacer el espectro promedio de cada submuestra primero se hizo un promedio del flujo a 15 μm de todos los espectros de la submuestra y se normalizó con respecto a ese flujo a cada longitud de onda. Se escogió 15 μm porque es aproximadamente la mitad del intervalo de longitud de onda de los espectros promedio (5 a 35 μm) y porque es una región sin líneas, las más cercanas son [NeV]14.32 μm (a la izquierda) y [NeIII]15.55 μm (a la derecha).

Además normalizar a esa longitud de onda permite que los datos puedan ser manejados con otro tipo de herramientas, como lo es compararlos con otro tipo de SEDs normalizadas a $15 \mu\text{m}$ (Brandl et al. 2006). La Figura 4.3 muestra los espectros promedios que se construyeron para las Seyfert 1.8 y 1.9, estos se encuentran normalizados a $15 \mu\text{m}$.

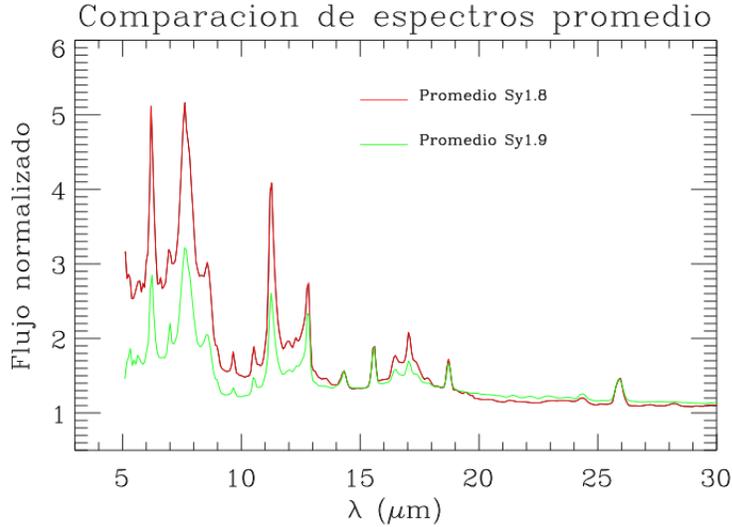


Figura 4.3: Línea roja: espectro promedio de Sy 1.8, línea verde: espectro promedio de Sy 1.9

4.2. La Plantilla Starburst

Como se mencionó en la sección anterior, los espectros de galaxias Seyfert tienen muchas líneas de emisión especialmente de PAHs que normalmente se asocian a la formación de estrellas en galaxias. Debido a que queremos estudiar la parte más nuclear de las Seyfert y los datos del IRS/Spitzer son de baja resolución y por consecuencia están contaminados con emisión de la propia galaxia, se realizó un procedimiento para poder disminuir esta contaminación y quedarnos sólo con datos que provinieran enteramente de la región nuclear de las Seyfert. Para resolver este problema y obtener mejores resultados al hacer el análisis, se decidió restar una plantilla starburst (de formación estelar). Esta plantilla es un espectro promedio obtenida de espectros de baja resolución de IRS/Spitzer de IC 342, NGC 660, NGC 1097, NGC 1222, NGC 2146, NGC 3310, NGC 3556, NGC 4088, NGC 4194, NGC 4676, NGC 4818, NGC 7252, y

NGC 7714. La plantilla es el trabajo de Brandl et al. (2006) y se muestra a continuación.

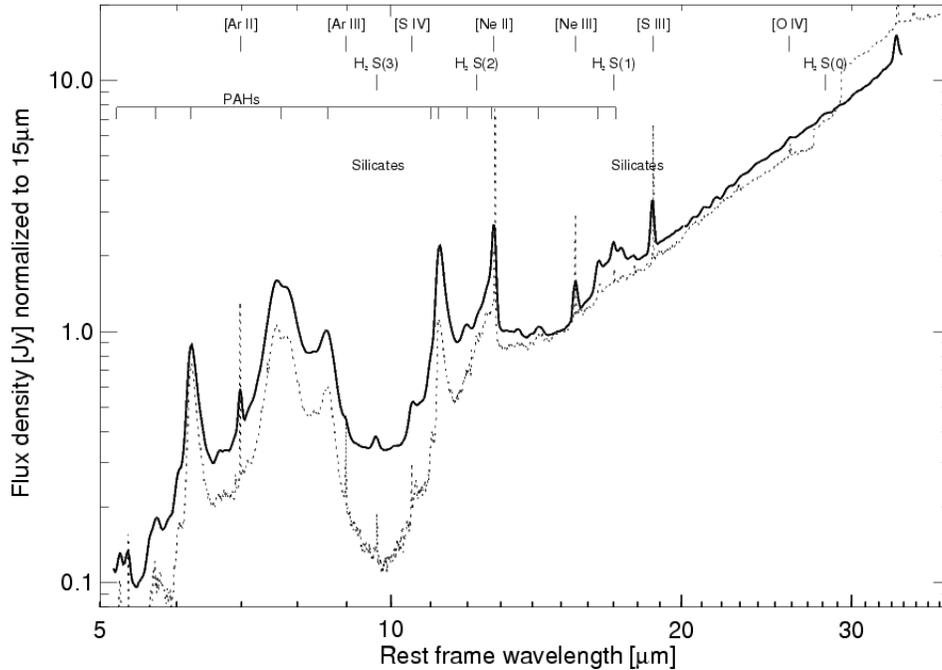


Figura 4.4: Línea continua: espectro promedio de 13 galaxias starburst. Los espectros fueron normalizados a 15 μm antes de la adición. Línea punteada: espectro de M82 (galaxia starburst por definición) de (Sturm et al. 2002) para comparación.

Generalmente la plantilla starburst por definición es la de M82, sin embargo la razón por la que se decidió restar la plantilla de Brandl fue que sus datos son de baja resolución del IRS/Spitzer al igual que los nuestros. Restar esta plantilla permite eliminar en su mayoría las bandas de PAHs que se tienen en los espectros del MIR y por ende obtener SEDs con flujo enteramente nuclear. La Figura 4.5 siguiente muestra un ejemplo del resultado de la sustracción de la plantilla starburst en dos de nuestros objetos.

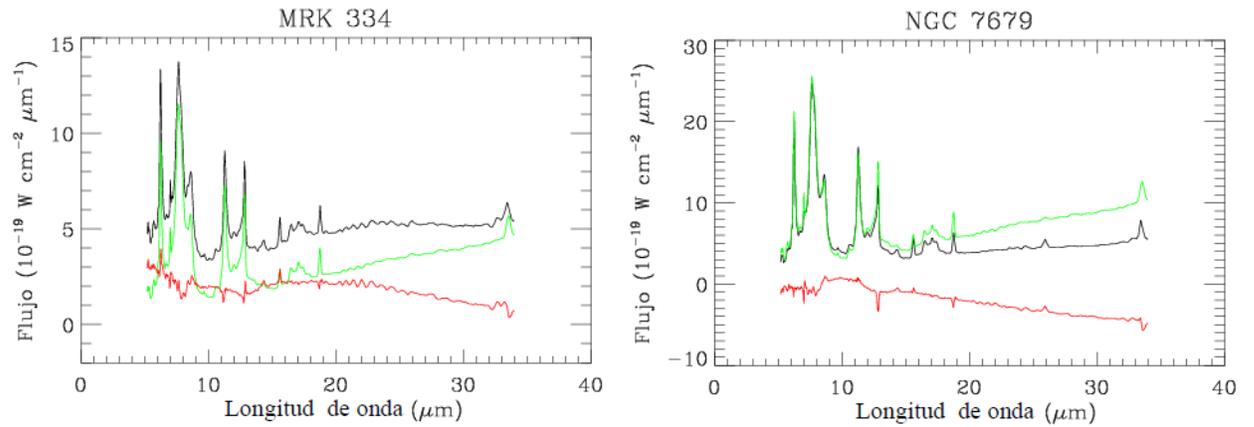


Figura 4.5: Línea negra: espectro del objeto normalizado a $15 \mu\text{m}$. Línea verde: plantilla starburst, línea roja: espectro final una vez que se le restó la plantilla. Derecha: NGC 7679 (Sy 1.9), izquierda: Mrk 334 (Sy 1.8)

4.3. SEDs Finales

Con el procedimiento mencionado en las secciones anteriores se construyeron las SEDs para poder analizarlas. Las figuras siguientes muestran las SEDs finales que se obtuvieron y se utilizaron para obtener los resultados acerca del modelo de toro grueso.

Para fines de análisis con BayesClumpy, las SEDs que se muestran a continuación están en unidades del flujo (F_ν) de mJy.

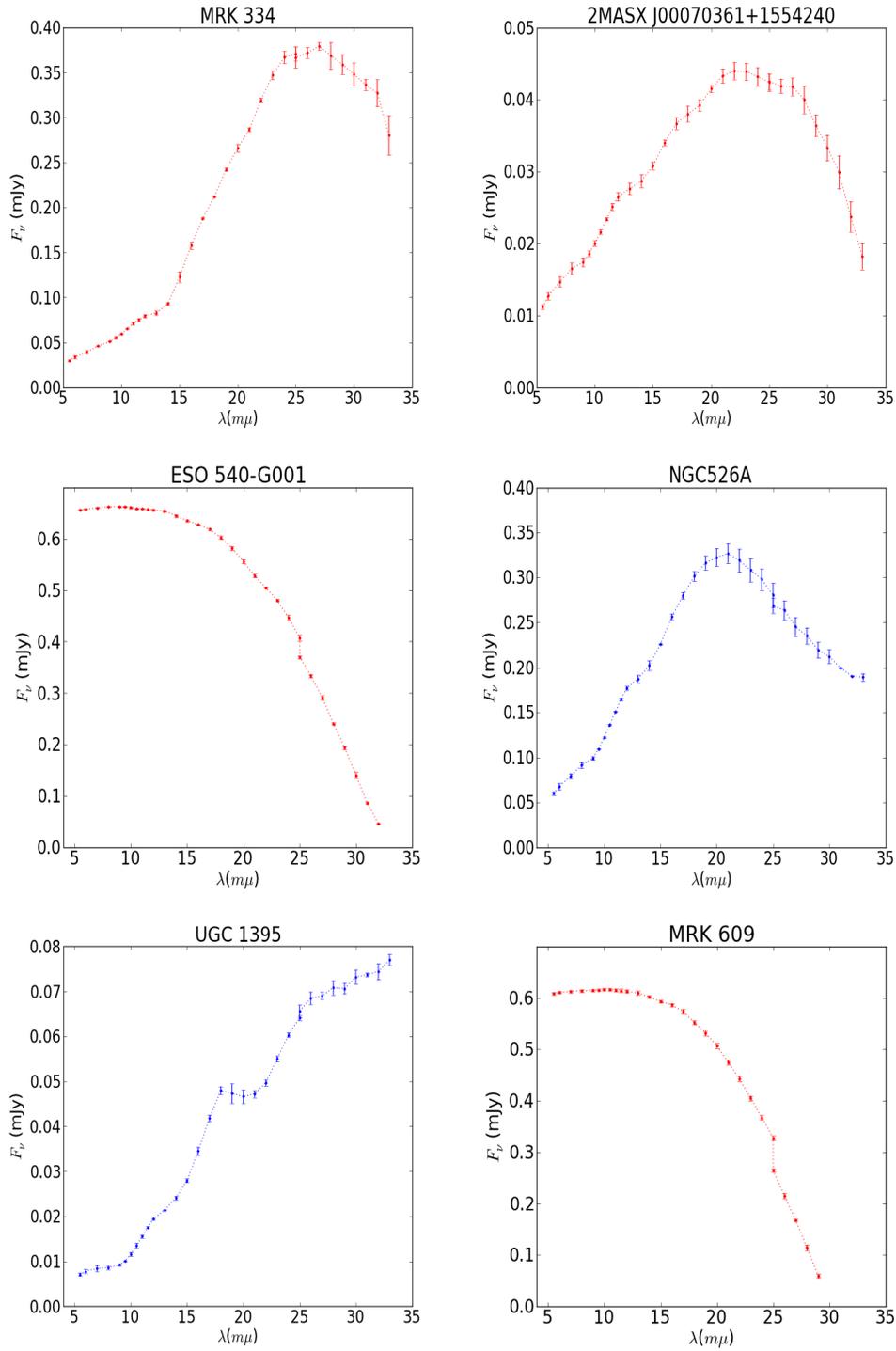
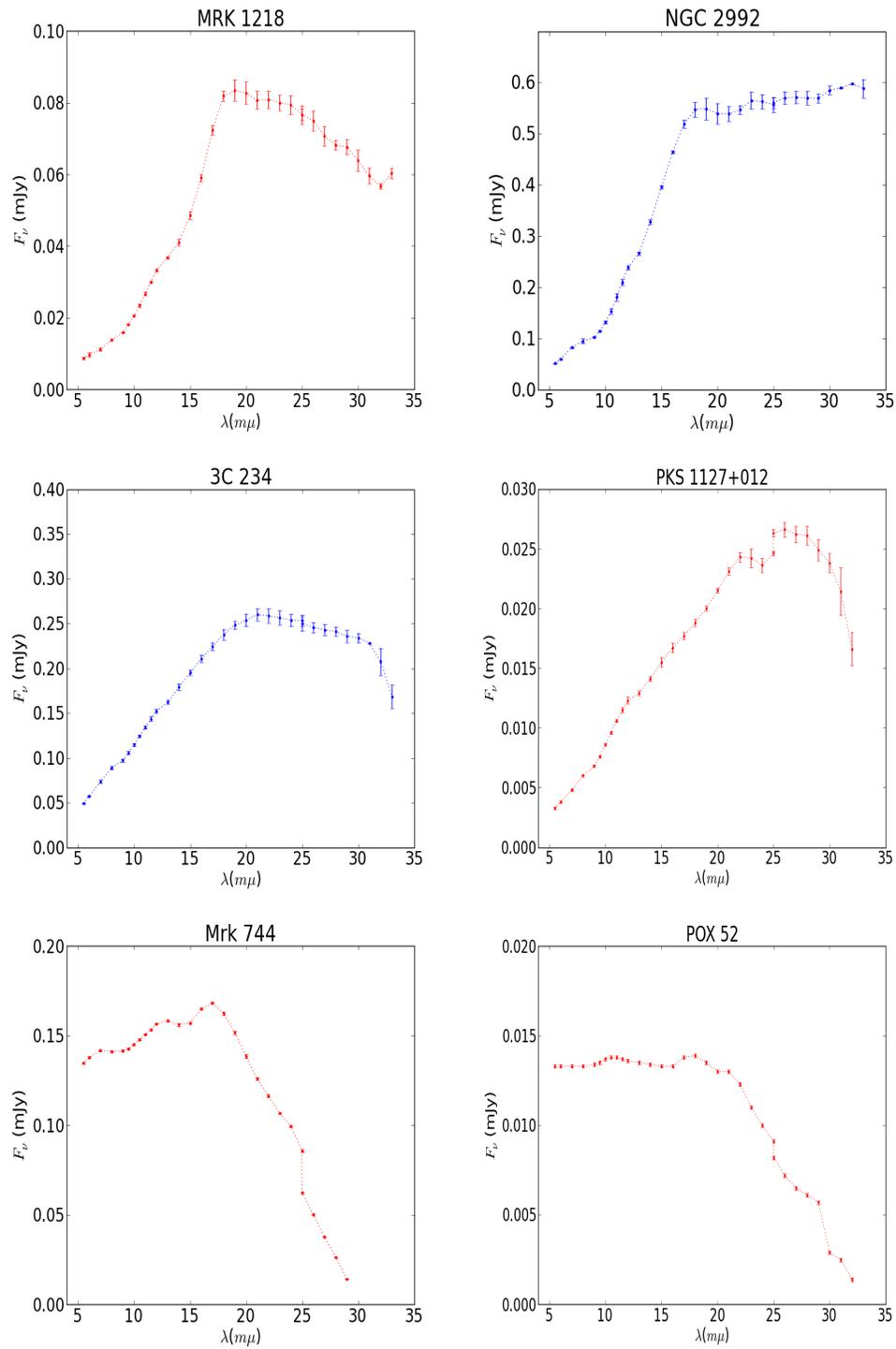
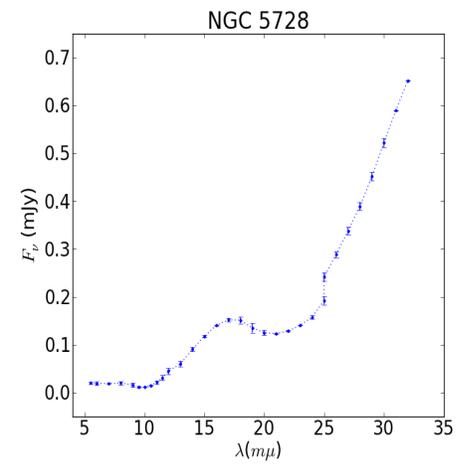
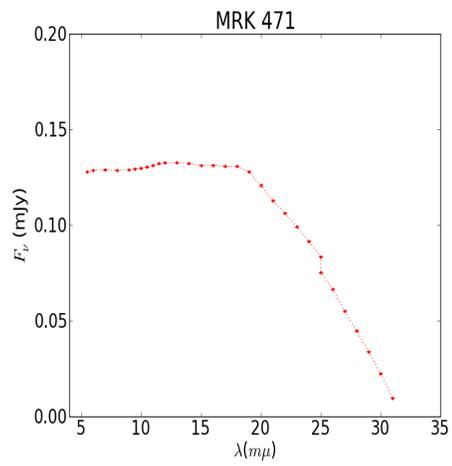
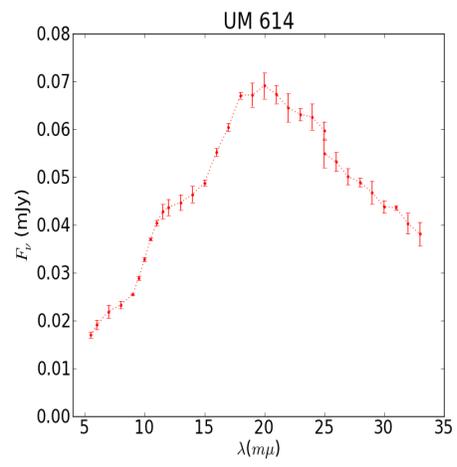
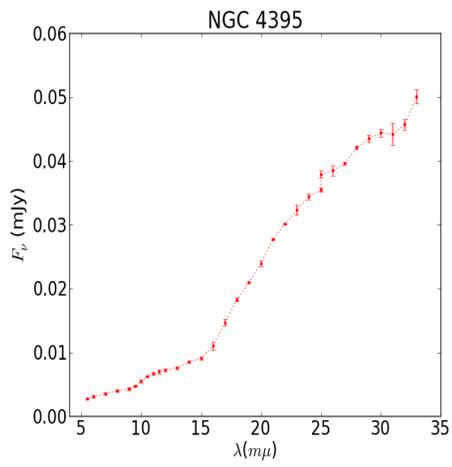
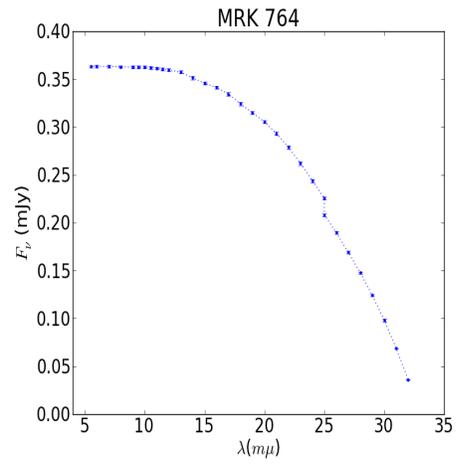
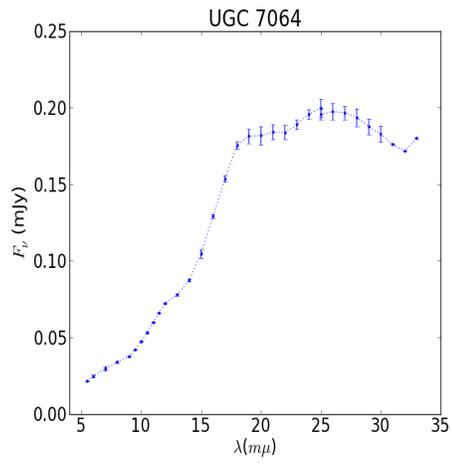


Figura 4.6: SEDs finales obtenidas tras la obtención de puntos del continuo directamente del continuo y la resta de la plantilla starburst para los 25 objetos de la muestra estudiada. En rojo se muestran las Sy 1.8 y en azul las Sy 1.9.

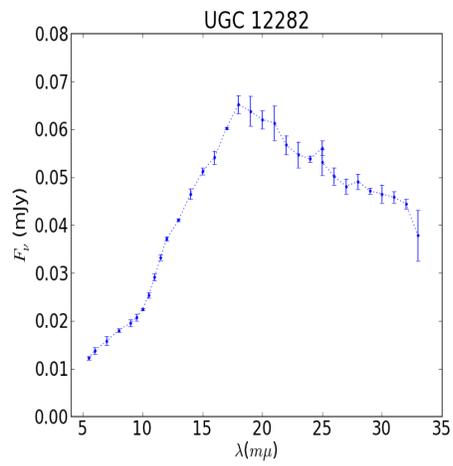
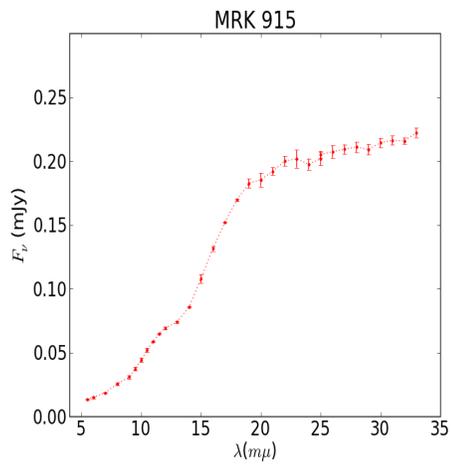
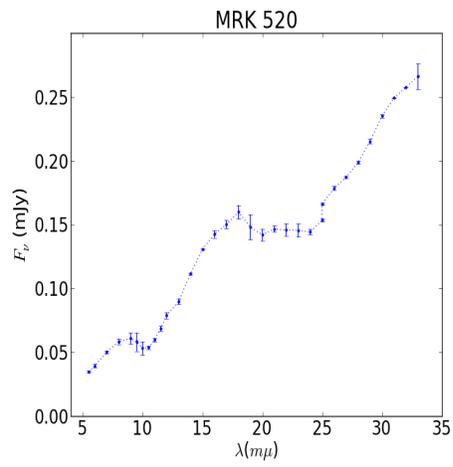
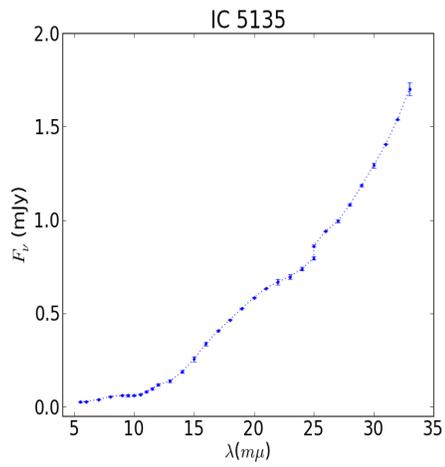
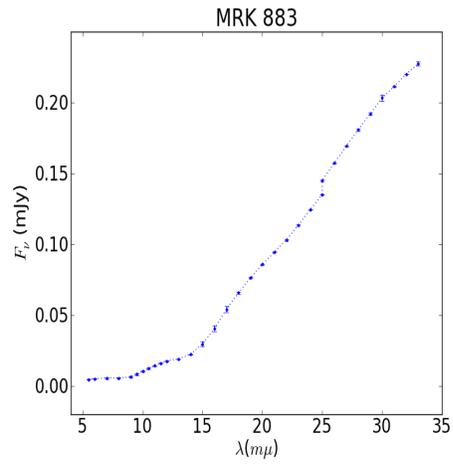
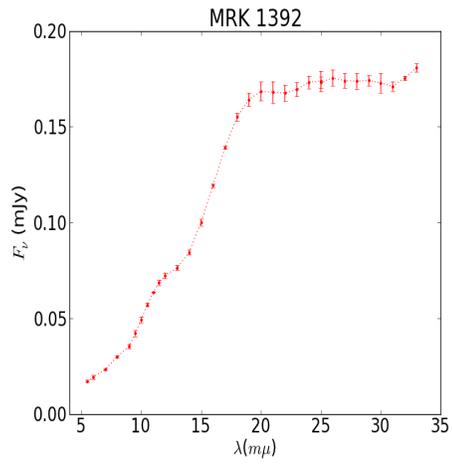
4.3 SEDs Finales

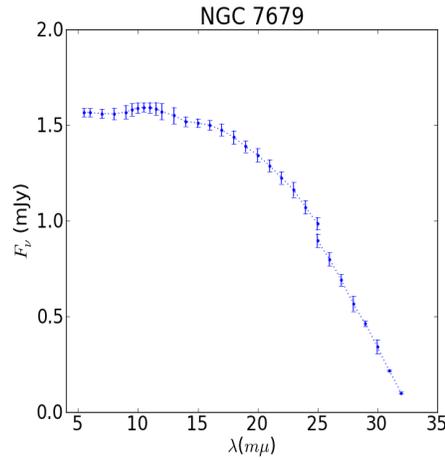


4.3 SEDs Finales



4.3 SEDs Finales





Como se mencionó anteriormente, para poder analizar de forma más específica las Sy 1.8 y las Sy 1.9 por separado, se construyeron espectros promedio de cada una de los cuales se obtuvieron los puntos del continuo. A los espectros promedio de Sy 1.8 y 1.9 (Figura 4.3) también se les restó la plantilla starburst para tener SEDs lo más nuclear posible.

Además, dado que ya se contaba con el espectro promedio de Seyfert 2 de un trabajo anterior (M. Herrera Endoqui 2011) también se le restó la plantilla y se incorporó la SED obtenida para esa muestra de galaxias Seyfert 2. La Figura 4.7 muestra las SEDs promedio finales de las Seyfert 1.8, 1.9 para los objetos de nuestra muestra y la muestra de Seyfert 2. Éstas son las SEDs que se utilizaron en el análisis que permitió obtener los parámetros del toro grumoso (Capítulo 2). En el siguiente capítulo se muestran los resultados obtenidos de este análisis.

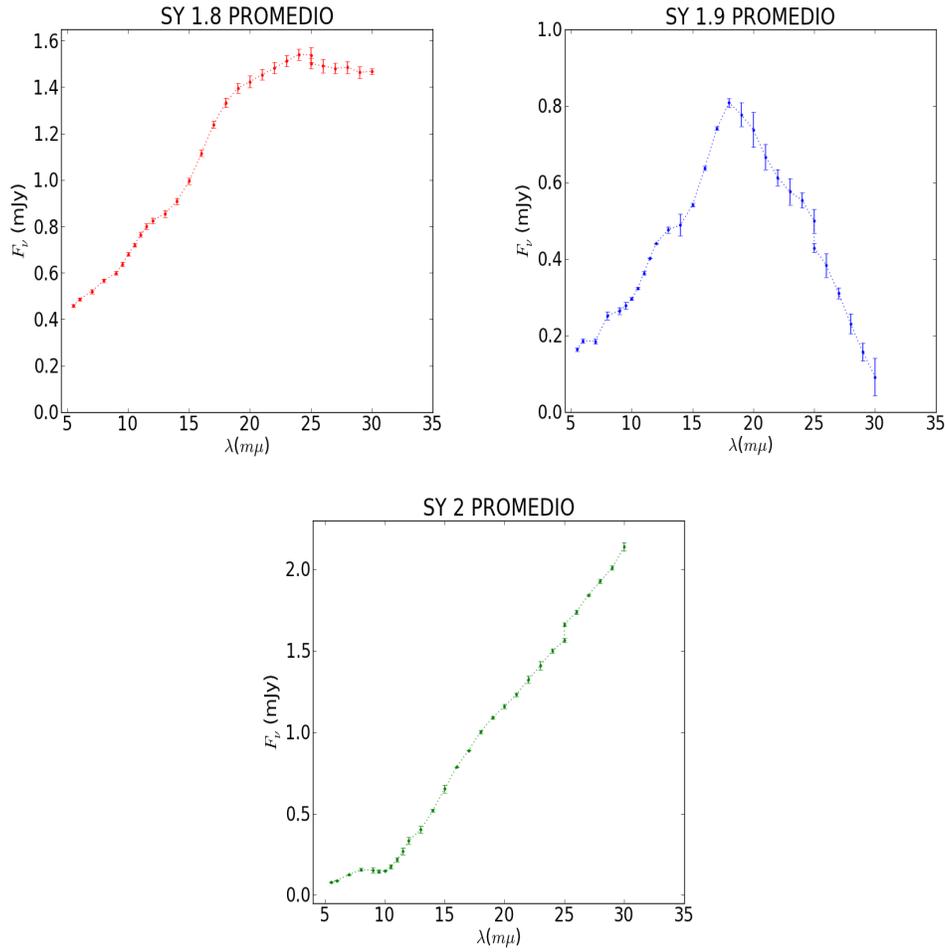


Figura 4.7: SEDs promedio de las Seyfert 1.8, 19 y 2 finales obtenidas tras la resta de la plantilla starburst. En rojo se muestran las Sy 1.8, en azul las Sy 1.9 y en verde las Seyfert 2.

4.4. Índices Espectrales

Para poder calcular los índices espectrales en el IR, se midieron los flujos del continuo directamente de los espectros a 5, 15, 20 y 30 μm promediando el flujo en 1 bin de 1 μm de ancho centrado en la longitud de onda deseada. Estas longitudes de onda se escogen debido a que corresponden al MIR, una vez con estos flujos es posible ajustar una ley de potencias para obtener el índice espectral α_{MIR} .

En relación a los índices espectrales en el óptico y en el NIR, los datos de los flujos

4.4 Índices Espectrales

en estas longitudes de onda fueron obtenidos directamente de NED, y simplemente se les ajustó una ley de potencias para poder calcular los índices α_{OPT} y α_{NIR} .

5.1. Índices Espectrales de los Objetos de la Muestra: óptico, NIR y MIR

En relación a los índices espectrales, los valores que se encontraron se muestran en la Tabla 5.1 y para calcularlos se usó la Ecuación 1.2. Se puede observar que los índices más “flats” corresponden a α_{NIR} , la más flat tiene un valor de -0.08 ± 0.30 (objeto 29) y la más pronunciada un valor de -1.50 ± 0.11 (objeto 2). Un índice espectral plano (flat) en el NIR indica una contribución importante de polvo caliente emisión con temperaturas aproximadas de 1000-1200 K que proviene de la parte más interna del toro (Rieke & Lebofsky 1981). Asimismo en términos generales, los índices espectrales más “steep” corresponden al óptico, con un valor de -2.92 ± 0.28 ; sin embargo no se cuenta con igual número de datos para el óptico que para el NIR o MIR. En relación a α_{MIR} , sus valores también son más pronunciados (steep) que planos, a excepción del objeto 4 cuya $\alpha_{MIR} = -0.94 \pm 0.35$. En resumen, se encontró que para la mayoría de objetos en la muestra:

$$\alpha_{NIR} \gtrsim \alpha_{MIR} \gtrsim \alpha_{OPT} \quad (5.1)$$

Tabla 5.1: Índices espectrales e índice de distribución radial “a” de la muestra

Objeto #	α_{OPT}	α_{NIR}	α_{MIR}	a^*
1	—	—	-2.00±0.12	-0.3
2	-2.92±0.28	-1.50±0.11	-1.18±0.03	-1.06
3	—	-0.28±0.33	-1.88±0.22	-0.41
4	—	-1.03±0.15	-0.94±0.35	-1.28
5	—	-0.42±0.31	-1.56±0.04	-0.70
7	-2.14±0.28	-0.28±0.31	-1.61±0.06	-0.66
9	-2.48±0.39	-0.45±0.26	-1.51±0.02	-0.75
10	—	-0.61±0.40	-1.85±0.15	-0.43
11	-1.72±0.50	-1.88±0.05	-1.00±0.24	-1.23
12	-2.81±0.28	-0.62±0.15	-1.34±0.17	-0.91
13	-2.48±0.39	-0.57±0.29	-1.33±0.11	-0.92
14	—	—	-1.11±0.26	-1.12
15	-2.31±0.27	-0.36±0.25	-1.69±0.03	-0.58
16	-2.12±0.29	-0.33±0.21	-1.18±0.19	-1.06
17	-1.08±0.50	-0.14±0.12	-1.79±0.16	-0.49
19	—	-0.61±0.40	-1.78±0.03	-0.50
20	-2.50±0.33	-0.21±0.35	-1.39±0.08	-0.86
21	—	-0.29±0.40	-2.15±0.17	-0.16
22	-0.72±0.06	-0.35±0.23	-1.54±0.26	-0.72
23	-1.66±0.14	-0.37±0.33	-2.37±0.09	0.04
24	—	-0.30±0.31	-2.38±0.02	0.05
25	—	-0.46±0.24	-1.70±0.11	-0.57
26	—	-0.61±0.21	-1.83±0.30	-0.45
28	—	-0.33±0.43	-1.20±0.18	-1.04
29	—	-0.08±0.30	-1.98±0.18	-0.31

* Ver sección 5.6

Para que sea más clara la relación entre los índices espectrales. La Figura 5.1 muestra las gráficas entre cada uno de los índices.

5.1 Índices Espectrales de los Objetos de la Muestra: óptico, NIR y MIR

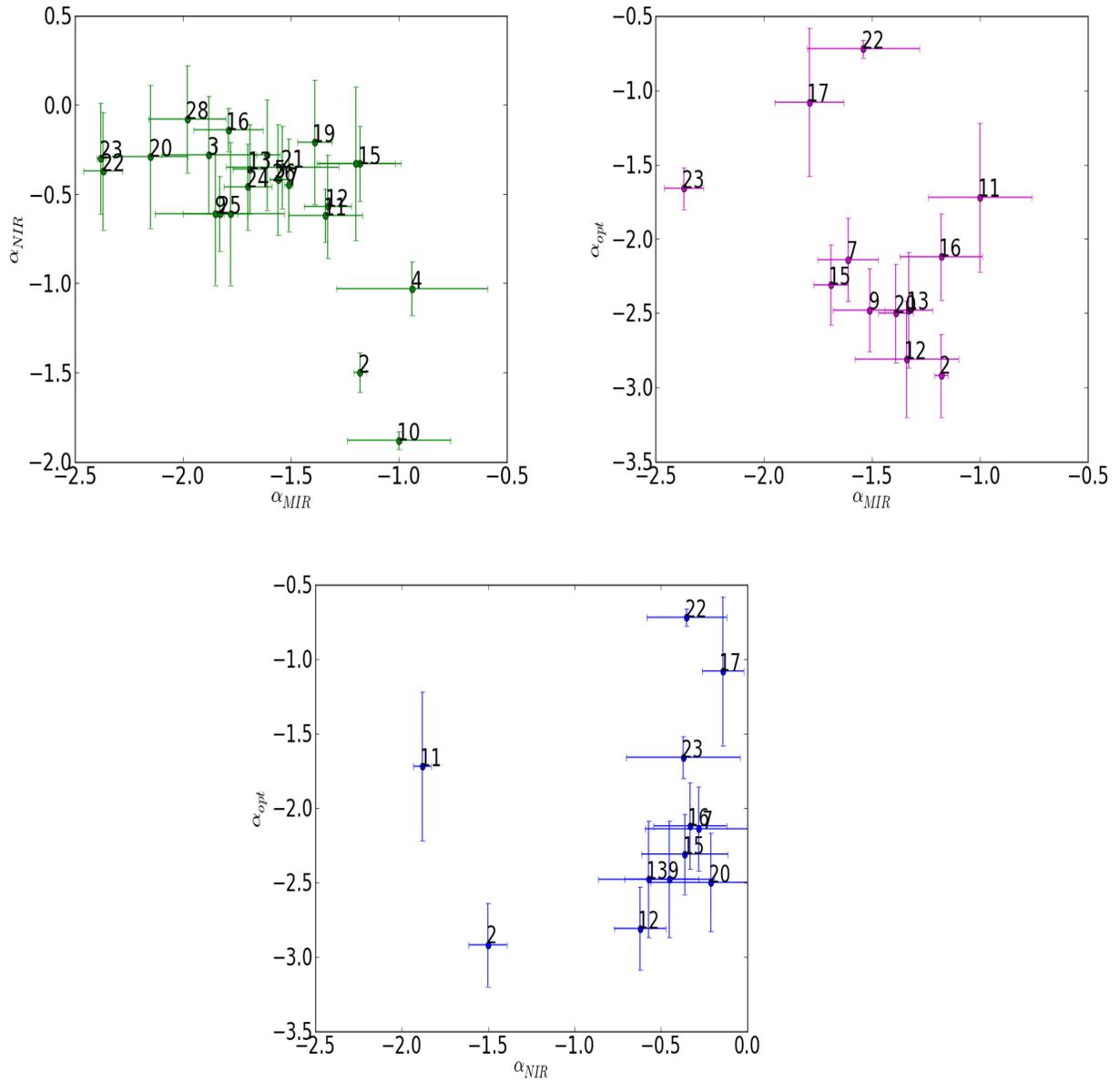


Figura 5.1: En verde α_{NIR} vs. α_{MIR} , en rosa α_{OPT} vs. α_{MIR} y en azul α_{OPT} vs. α_{MIR} . Los números dentro de las gráficas corresponden el número de objeto.

Al hacer el promedio para Seyfert 1.8 y 1.9 de los índices espectrales en cada longitud de onda se encontraron los valores que se muestran en la Tabla 5.2.

Tabla 5.2: Promedio de índices espectrales del óptico, NIR y MIR

Tipo Seyfert	α_{OPT}	α_{NIR}	α_{MIR}
1.8	-2.14 ± 0.80	-0.51 ± 0.37	-1.56 ± 0.28
1.9	-1.95 ± 0.31	-0.54 ± 0.47	-1.67 ± 0.47

Podemos observar que no hay diferencias significativas entre el promedio de los índices espectrales en el óptico, NIR y MIR para las Sy 1.8 y 1.9. Esto mismo puede notarse observando los índices individuales correspondientes a cada longitud de onda. Esto nos indica que las Sy 1.8 y 1.9 pueden estar igualmente enrojecidas (Hönig et al. 2010), en realidad este resultado no es una sorpresa pues las Sy 1.8 y 1.9 no son objetos completamente opuestos. Además, las similitudes en valores de α_{NIR} y α_{MIR} se explican de forma natural en un esquema de toro grumoso; ya que si el toro está formado por nubes la transición entre tipos de Sy es suave dado lugar a índices espectrales parecidos dentro de la misma longitud de onda (Hönig et al. 2010).

Bajo un esquema de toro grumoso los índices “flats” surgen de contribuciones en el NIR de las caras de las nubes directamente iluminadas (caras calientes) aun cuando la máquina central está bloqueada. Además, bajo un modelo unificado no se explican naturalmente los distintos índices espectrales en el IR (Ramos Almeida et al. 2009), en nuestro caso $\alpha_{MIR} \gtrsim \alpha_{OPT}$. Consecuentemente se puede decir que los valores de los índices espectrales de nuestra muestra apoyan el modelo de toro grumoso. Sin embargo, no debe olvidarse que los datos son de baja resolución, por lo que la emisión no tiene porque ser solamente del toro sino de otras partes de la galaxia huésped.

5.2. Baldwin Effect en Sy 1.8 y 1.9

En relación al Baldwin Effect (Capítulo 1); los objetos de nuestra muestra muestran una correlación bastante débil. La Figura 5.2 muestra las gráficas obtenidas usando las líneas de alta ionización [OIV], [SIII] y [ArII]; éste último de menor ionización.

Estadísticamente, haciendo uso del método de mínimos cuadrados y del cálculo del coeficiente de correlación Kendall (Kendall tau rank correlation coefficient) se encontró que:

1. El coeficiente de correlación es $R=0.47$ (mínimos cuadrados) y $K=0.25$ (Kendall) para la relación entre $[ArII]$ y $L_{6\mu m}$
2. El coeficiente de correlación es $R=0.30$ y $K= -0.25$ para la relación entre $[SIII]$ y $L_{19\mu m}$
3. El coeficiente de correlación es $R=0.35$ y $K= -0.26$ para la relación entre $[OIV]$ y $L_{26\mu m}$

En ambos casos (R y K) si se tiene una correlación fuerte los valores deben ser cercanos a 1, si se tiene una correlación inversa los valores deben ser cercanos a -1 y si los valores no están correlacionados se esperaría un coeficiente con valor 0. Consecuentemente, las correlaciones de $[SIII]$ y $[OIV]$ son muy débiles. Por el contrario, la correlación de $[ArII]$ es la más fuerte, pues $R = 0.47$ y $K = 0.25$. Sin embargo como se muestra en la Figura 5.2, esta correlación es contraria a lo que se esperaría pues tiene pendiente positiva. Para cualquiera de los tres casos, se necesitan más datos y sobre todo datos con mayor resolución espacial, pues estas correlaciones débiles pueden ser a causa de la contaminación de nuestros datos con emisión de la galaxia huésped.

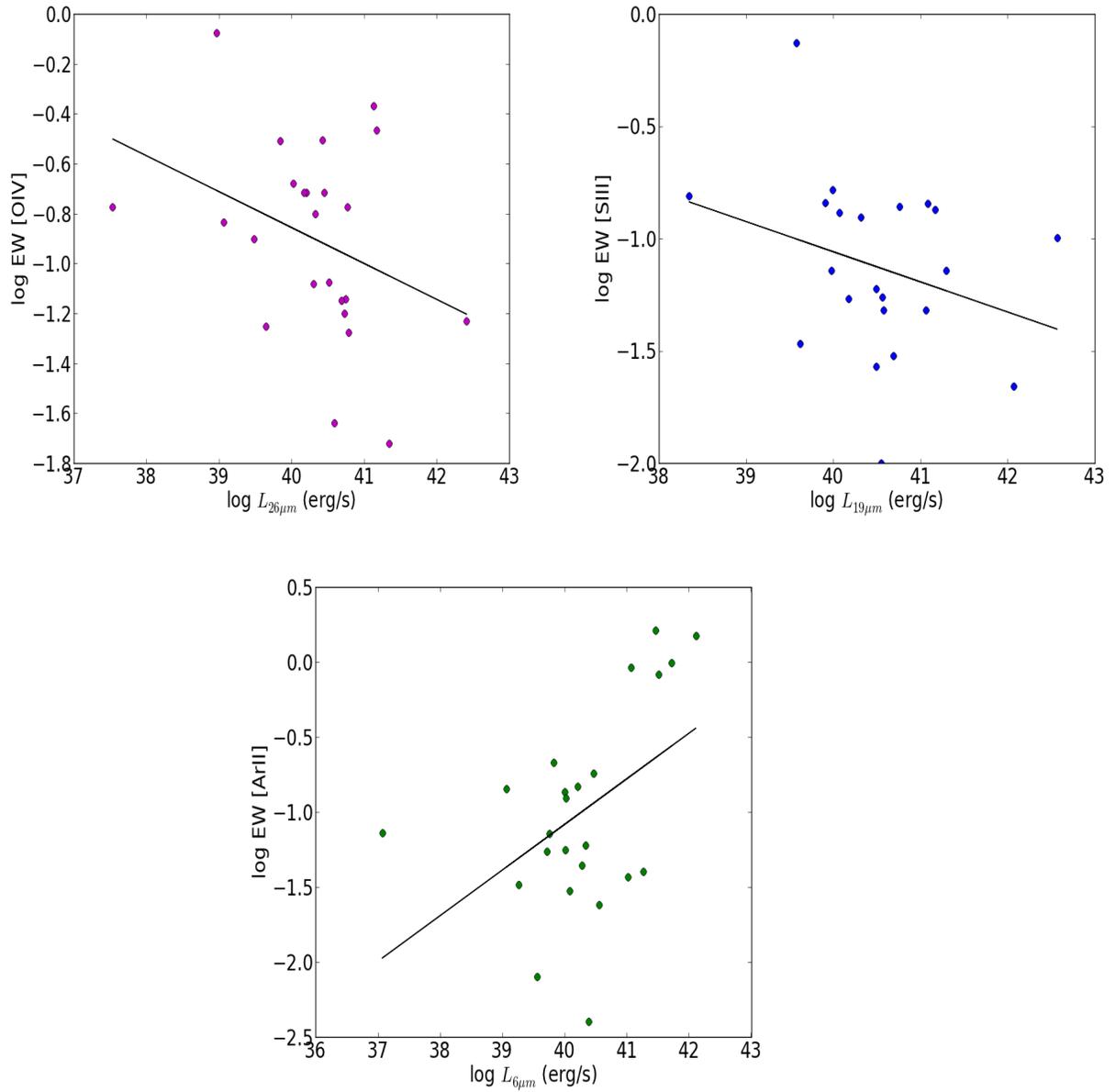


Figura 5.2: Ancho equivalente (EW) vs luminosidad. En magenta se muestra el EW de [OIV] vs. $L_{26\mu m}$, en azul se muestra el EW de [SIII] vs. $L_{19\mu m}$ y en verde se muestra el EW de [ArII] vs. $L_{6\mu m}$

5.3. Resultados del Ajuste de las SEDs y Parámetros del toro grumoso usando *BayesClumpy*

5.3.1. Ejemplo de ajuste de SED y obtención de parámetros: NGC 2992

Como se mencionó anteriormente (Capítulo 2), *BayesClumpy* permite realizar ajustes de las SEDs haciendo uso de la inferencia Bayesiana. En particular, en nuestro caso ajustamos los datos de las SEDs de los 25 objetos de nuestra muestra. Este ajuste permite encontrar los parámetros que caracterizan el toro grumoso basados en el modelo de Nenkova et al. (2008a), de igual forma *BayesClumpy* permite modelar las SEDs de acuerdo a los parámetros encontrados. Estos parámetros y los intervalos tomados para la obtención de nuestros resultados se muestran en la Tabla 2.1.

BayesClumpy permite que se obtenga una distribución de probabilidad para cada uno de los seis parámetros que describen el modelo de toro. La Figura 5.3 muestra la distribución encontrada para la galaxia NGC 2992. La línea negra sólida es la moda, la línea punteada es la mediana y las dos líneas interrumpidas corresponden al 68% de nivel de confianza alrededor de la mediana.

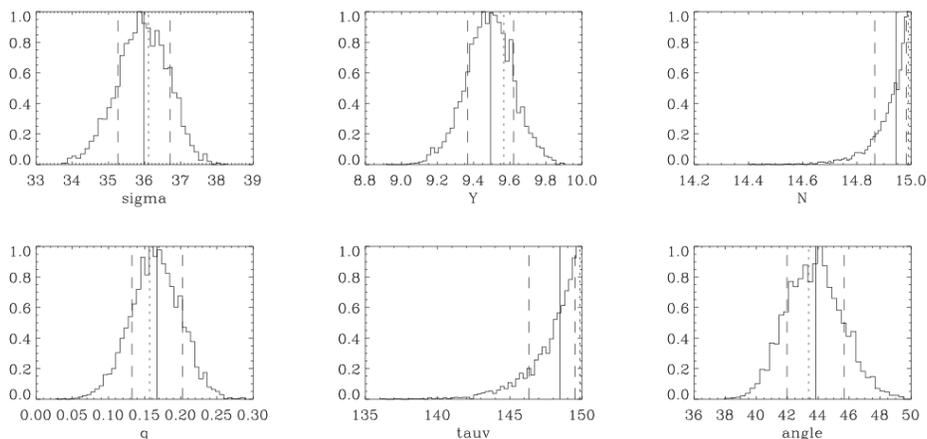


Figura 5.3: Distribución de probabilidad de los 6 parámetros del modelo de toro grumoso par NGC 2992

Además *BayesClumpy* también permite el ajuste de la SED con los modelos de toro grumoso. La Figura 5.4 muestra el ajuste de la SED de NGC 2992, la línea azul corresponde a la mediana de los parámetros y la línea roja (que en este caso esta graficada

bajo la azul) es el modelo que mejor ajusta los datos.

En el caso particular de NGC 2992, la Figura 5.3 muestra que los parámetros no determinados son N y τ_ν , pues estos parámetros presentan problemas de convergencia y por ende tienen al valor extremo. En cuanto a los parámetros restantes, todos presentan una distribución de probabilidad centrada sin problemas de convergencia, consecuentemente estos parámetros tienen valores que no tienden hacia ningún extremo y son parámetros con valores fiables. Por su parte, el ajuste de la SED que muestra la Figura 5.4 es un buen ajuste ya que la SED ajustada modela sin problema notable la SED observada. En cuanto a la banda de $10 \mu m$, en esta caso la SED modelada muestra que la banda debería estar en absorción.

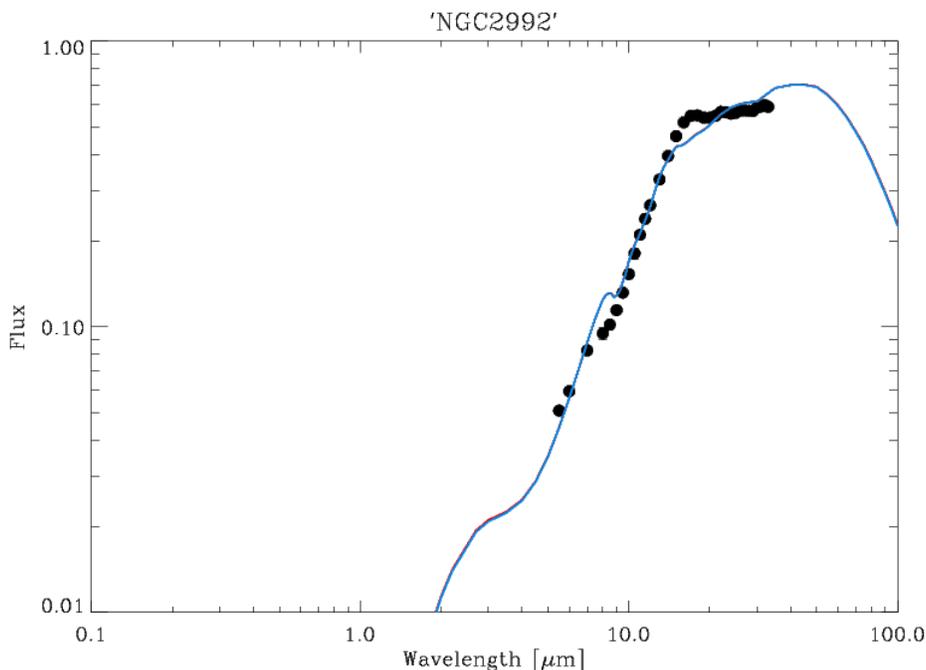


Figura 5.4: Ajuste de la SED de NGC 2992 con los modelos de toro grueso usando BayesClumpy.

5.3.2. Parámetros de los objetos de la muestra

Como se indicó en la sección anterior, BayesClumpy permite encontrar los parámetros principales del modelo de toro grueso y además modela la SED del objeto de

5.3 Resultados del Ajuste de las SEDs y Parámetros del toro grumoso usando BayesClumpy

acuerdo al modelo. En el Apéndice 2 se muestran las gráficas del ajuste de las SEDs y de las distribuciones de probabilidad que se obtuvieron para los 25 objetos de la muestra de Sy intermedias. Los resultados de los parámetros del toro para cada objeto en la muestra se presentan en la Tabla 5.4. Asimismo, también se presenta el promedio de los parámetros con su respectivo error.

Tabla 5.3: Parámetros del toro grumoso para los 29 objetos de la muestra (SED+AGN)

Objeto #	σ	Y	\mathcal{N}_0	q	τ_ν	i
1	70.00±70.00	16.94±0.53	2.99±0.07	0.01±0.012	82.95±2.79	79.26±5.04
2	69.34±68.24	15.40±3.32	1.93±0.45	0.86±0.48	38.14±6.86	89.58±15.97
3	55.01±0.86	5.00±0.00	9.48±0.078	3.00±3.00	5.00±0.02	58.16±1.27
4	15.01±2.47	14.12±1.10	13.87±1.02	0.00±0.05	149.73±149.33	71.11±2.98
5	15.01±0.23	24.02±1.94	1.00±0.02	3.00±0.03	144.25±2.94	67.16±1.39
7	61.85±1.40	5.00±0.03	10.44±0.39	3.00±3.00	5.46±0.14	51.91±2.64
9	18.47±2.03	10.04±0.80	15.00±14.95	2.61±0.11	149.99±148.71	89.91±89.72
10	36.10±1.32	9.57±0.27	14.99±14.99	0.16±0.069	149.85±148.46	43.40±3.77
11	69.98±68.74	12.73±1.45	1.90±0.15	0.06±0.47	37.13±9.03	89.81±78.58
12	15.04±3.00	15.33±2.51	11.87±2.26	0.01±0.27	58.33±15.32	6.92±5.33
13	60.27±0.50	5.00±0.00	11.71±0.15	3.00±3.00	5.20±0.06	40.05±0.90
14	66.38±1.20	5.02±0.13	13.47±0.42	1.98±0.06	5.28±0.12	0.01±0.18
15	25.34±1.74	11.40±0.33	15.00±15.00	0.00±0.04	141.82±5.24	53.23±2.92
16	32.56±0.72	5.00±0.00	1.84±0.07	2.94±0.01	5.76±0.10	33.43±0.75
17	69.92±69.77	20.22±0.72	2.94±0.10	0.00±0.02	116.16±5.00	89.92±89.34
19	69.99±69.88	11.81±0.68	1.33±0.15	0.00±0.05	33.04±5.27	89.77±1.67
20	69.99±69.99	6.05±0.05	10.56±0.07	3.00±2.99	6.74±0.03	49.56±0.31
21	69.99±69.99	29.99±29.99	14.99±14.99	0.00±0.00	81.23±0.91	0.00±0.23
22	26.05±2.31	9.78±0.46	14.99±14.94	0.00±0.04	149.80±149.18	63.88±5.35
23	29.37±0.43	21.74±0.27	14.99±14.97	0.00±0.01	149.97±149.77	89.82±89.64
24	23.61±1.17	29.05±0.30	14.99±14.98	0.00±0.00	149.99±149.97	70.18±1.75
25	44.29±1.15	29.99±29.98	2.07±0.66	0.57±0.03	149.98±149.93	0.00±47.84
26	32.19±1.35	10.71±0.22	14.99±14.97	0.00±0.038	149.94±149.46	60.39±2.59
28	31.11±2.85	8.79±0.53	14.99±14.974	2.99±2.98	52.97±4.41	89.99±89.76
29	32.09±2.04	5.00±0.04	1.17±0.18	2.99±2.98	5.01±0.06	31.29±2.67
Prom	38.32±12.84	13.66±4.01	6.50±4.78	1.52±0.99	79.28±37.47	52.00±14.32

Como se observa en la Tabla 5.4, algunos objetos presentan problemas de convergencia pues tienen errores del orden de magnitud del parámetro o bien tienden a los extremos de los intervalos puestos. Ejemplo de estos problemas son el objeto 1 con los parámetros σ , \mathcal{N}_0 , y q por mencionar un objeto. Este problema de convergencia trató de arreglarse modificando los intervalos de los parámetros, sin embargo no se logró erradicar el problema de convergencia totalmente. Además, es claro que la dispersión de errores en el promedio de los parámetros es muy grande, siendo el error más chico de 26.3% para i y el mayor con un valor de 73.53% para \mathcal{N}_0 . Cabe notar que el promedio de los parámetros que se muestra en la Tabla 5.4 se calculó tomando en cuenta los parámetros que están completamente determinados y que no caen en el

valor extremo dentro de su mismo rango. Sin embargo, dado los errores mencionados, obtener el promedio de parámetros para Sy 1.8, Sy 1.9 o incluso de toda la muestra no proporciona resultados significativos de la muestra o de las Seyfert 1.8 y 1.9. Para poder obtener resultados significativos acerca de las Seyfert 1.8 y 1.9 se construyó una SED promedio de las Seyfert 1.8 y 1.9 para poder analizarlo con BayesClumpy (Capítulo 3, Capítulo 4). Además, dado que ya se contaba con una muestra de Sy 2 de un trabajo anterior (Capítulo 4), también se contruyó su SED promedio y se analizó con BayesClumpy. Los resultados de los ajustes y parámetros se muestran a continuación.

5.3.3. Parámetros y ajustes de las SEDs promedio de Sy 1.8, 1.9 y Sy 2

La construcción de las SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 (Capítulo 4) permitió el análisis de lo modelos de toros grumosos y el ajuste de las SEDs. Cabe señalar que para todos los casos, se tuvieron problemas de convergencia con los parámetros. Sin embargo, estos problemas fueron menor que para el ajuste y modelación de los objetos individuales. La Tabla 5.5 muestra los parámetros obtenidos para cada tipo de Seyfert (1.8,1.9,2).

Tabla 5.4: Párametros del modelo de toro obtenidos para las SEDs promedio de Sy 1.8, 1.9 y 2

Seyfert	σ	Y	\mathcal{N}_0	\mathbf{q}	τ_ν	\mathbf{i}
1.8	69.99±69.99	16.10±0.50	1.85±0.021	0.00±0.00	53.36±1.81	82.61±3.28
1.9	23.10±1.80	6.76±0.40	6.51±0.63	0.00±0.03	21.94±2.22	89.99±89.99
2	25.82±12.18	0.23±14.99	14.98±0.00	0.03±0.03	149.95±149.66	72.92±3.11

Podemos notar que existen problemas de convergencia en ciertos parámetros, pues se tienen errores tan grandes como el valor de los parámetros en σ y \mathbf{q} para las Seyfert 1.8, \mathbf{q} e \mathbf{i} para las Seyfert 1.9 y \mathcal{N}_0 , \mathbf{q} y τ_ν para las Sy 2. Esto indica que estos parámetros se encuentran indeterminados por los modelos. La Figura 5.3 muestra el ajuste de las SEDs promedio y la distribución de probabilidad de los parámetros de toro grumoso para cada uno de los casos.

5.3 Resultados del Ajuste de las SEDs y Parámetros del toro grueso usando *BayesClumpy*

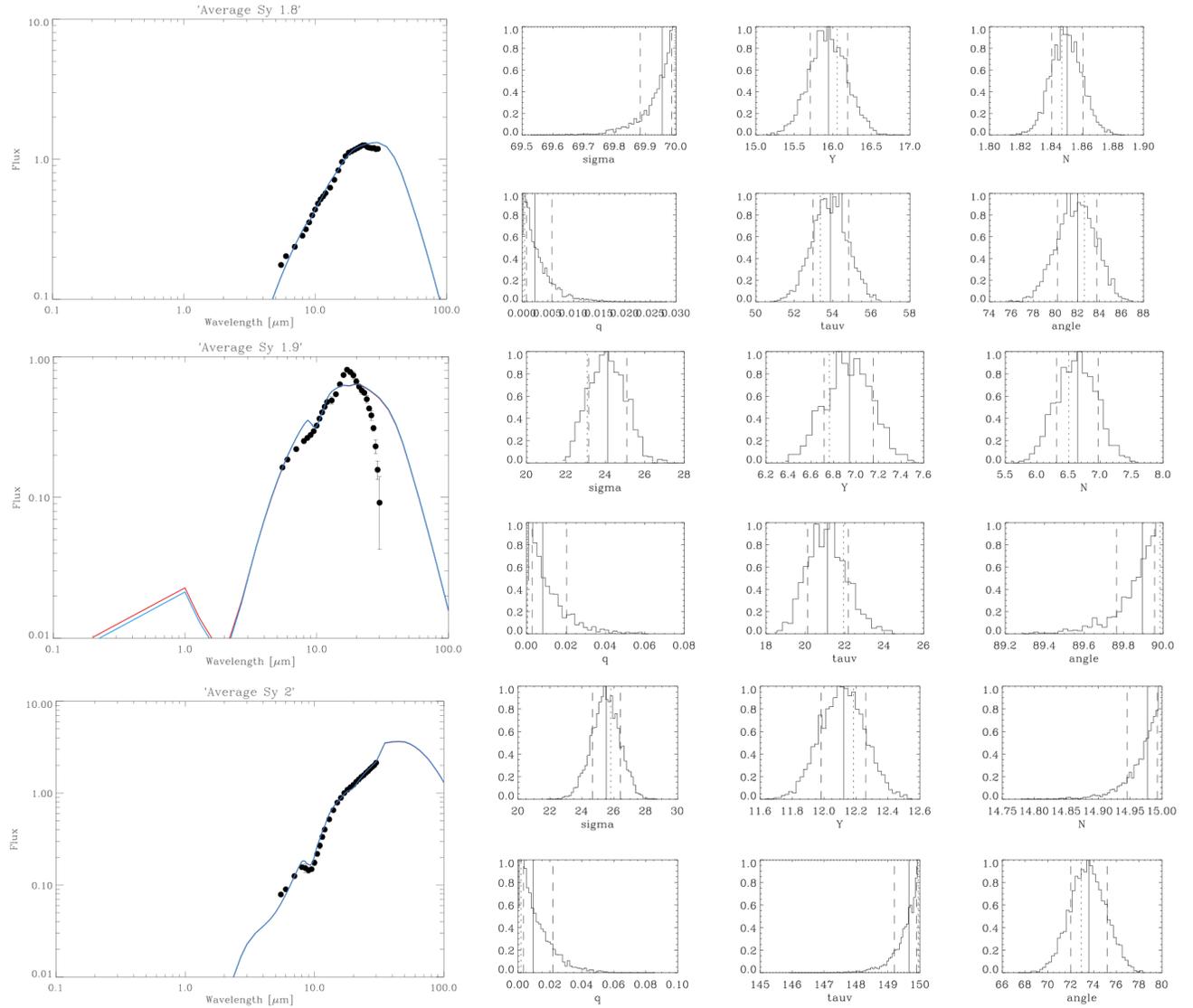


Figura 5.5: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros. Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y las líneas de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Al observar la modelación de la SEDs en la Figura 5.3, podemos notar que la SED promedio de Sy 1.8 y 2 se ajusta y se modela de forma adecuada. En relación a la banda de $10 \mu\text{m}$, en las Sy 1.8 no se tiene una emisión u absorción fuerte o débil;

pero si observamos la SED promedio de las Sy 2 se tiene una clara absorción (como predeciría un modelo unificado). Sin embargo, para la SED promedio de la Sy 1.9 se tienen problemas en el escalamiento de la SED ajustada y la SED modelada. Además la SED modelada muestra un “bump” a $1 \mu\text{m}$ que no es predicho por los modelos de toro grumoso. En relación a la banda de $10 \mu\text{m}$, ésta se muestra en absorción en la SED modelada a pesar de que la SED correspondiente a nuestros datos no la muestra.

En resumen, de acuerdo a los parámetros que caracterizan el modelo de toro grumoso basado en Nenkova et al. (2008a,b) obtenidos se tiene que:

1. Las Sy 1.9 tienen un ángulo de apertura igual que el de las Sy 2 $\sigma \simeq 22$.
2. Las Sy 1.8 son las de mayor extensión radial con $Y \simeq 16.1$, le siguen las Sy 2 ($\sim Y = 12.18$) y finalmente las Sy 1.9 son las de menor extensión radial ($Y \simeq 6.77$)
3. La comparación entre el número de nubes de Sy 1.8 y Sy 1.9 indica que las Sy 1.9 tienen más nubes que las Sy 1.8, pues \mathcal{N}_0 es 6.6 y 1.85 respectivamente.
4. La profundidad óptica de las nubes es mayor para las Sy 1.8 con $\tau_\nu = 53.4$ que para las Sy 1.9 donde $\tau_\nu = 21.94$
5. Finalmente, comparando el ángulo de inclinación para Sy 1.8 y 1.9 se tiene que las 1.8 están ligeramente más inclinadas (10°) que las Sy 2.

5.4. Comparación de Nuestros Parámetros con la Literatura

Dado que se tienen ya varios trabajos en los cuales se obtuvieron los parámetros que caracterizan el toro también basados en el modelo de Nenkova et al. (2008a,b); es importante realizar una comparación de nuestros resultados con los de estos autores. Esto nos permite saber si a pesar de los problemas que se tuvieron para encontrar estos parámetros (problemas de convegenia) y los datos de baja resolución con los que contamos, nuestros resultados son significativos. La Tabla 5.6 muestra los resultados de Nikutta et al. (2009); Ramos Almeida et al. (2009, 2011); Deo et al. (2011); Ramos Almeida et al. (2012) junto con los obtenidos en este trabajo. Cabe notar que los

parámetros calculados en estos trabajos fueron usando CLUMPY (Nikutta et al. 2009; Deo et al. 2011) y BayesClumpy (Ramos Almeida et al. 2009, 2011, 2012)

Tabla 5.5: Comparación de nuestros parámetros con los de la literatura

Trabajo	Tipo de Objeto	σ	Y	\mathcal{N}_0	q	τ_ν	i
Nikutta ^a (2009)	cuasar 1	25	20	5	0	20	60
Nikutta ^b (2009)	cuasar 2	20	30*	3-4	1.5	~ 80	*60
Deo ^c (2011)	cuasares 1	~ 15	5	1	≥ 2	20-100	60-80
Ramos Almeida ^d (2012)	Sy 1	44	21	4	0.8	133	27
Ramos Almeida ^e (2009)	Sy 1.8/Sy1.9	35-70	20-25	1-7	0.9-3.0	40-85	25-85
Tesis (2013)	Sy 1.8	—	16.10	1.85	—	53.36	82.61
Tesis (2013)	Sy 1.9	23.10	6.76	6.51	—	21.94	—
Tesis (2013)	Sy 2	25.82	12.18	—	0.03	—	72.92
Ramos Almeida ^f (2012)	Sy 2	63	23	11	2.3	30	54

^a Cuasar tipo 1: PG1211+143 ^e 2 objetos Sy 1.9 y 1 objeto Sy 1.8

^b Cuasar tipo 2: SST1721+6012 ^f 11 objetos Sy 2

^c 25 cuasares tipo 1 (Deo et al. 2011) * El artículo de Deo menciona que estos parámetros no están bien determinados.

^d 4 objetos Sy 1

Comparando nuestros resultados de forma general con los resultados de la literatura, podemos decir que están acorde a lo que se ha obtenido al modelar un toro de polvo grumoso. Enfocándonos en los resultados encontrados en la literatura para Sy 1.8, Sy 1.9 y Sy 2, encontramos que:

1. Nuestro valor de σ de Sy 1.8 y Sy 2 es similar a los valores para los cuásares de tipo 1 y tipo 2 de Nikutta. Sin embargo, son más pequeños (10 unidades prox.) que para las Sy 1.8/1.9 de Ramos Almeida así como para sus Sy 2, siendo éste último caso mucho más pequeño para nosotros (37 unidades). A pesar de ello, debe considerarse que la muestra de Sy 1.8/1.9 de Ramos Almeida sólo contiene 3 objetos (1 Sy 1.8 y 2 Sy 1.9). En cambio el tamaño de la muestra de Sy 2 es equiparable en ambos casos.
2. Para Y tenemos que nuestros valores son ligeramente más pequeños para las Sy 1.8 y mucho más pequeños para las Sy 1.9 ($\sim 70\%$ menor). Para las Sy 2 nuestros valores son 47% menores que los de Ramos Almeida. Nuestros valores son más similares para los de Nikutta (cuásar 1) y para los de Deo.

3. En relación a \mathcal{N}_0 , se puede observar que los valores para cualquier caso son equiparables, pues para cualquier tipo de objeto se tienen valores similares. La única excepción, en todo caso serían las Sy 2 de Ramos Almeida, pero tampoco es un valor extremo.
4. Lamentablemente, para el parámetro \mathbf{q} dado que tuvimos problemas determinándolo para todos los tipos de Seyfert, no es posible compararlo con los de la literatura.
5. El valor encontrado para τ_ν para las Sy 1.8 es consistente con los valores obtenido por Deo (2011) y Ramos Almeida (2009). No obstante, el valor de τ_ν de las Sy 1.9 es más comparable al de Nikutta y al de las Sy 2 de Ramos Almeida. En términos generales, nuestros valores son consistentes con los de la literatura.
6. Finalmente, los valores de \mathbf{i} encontrados en este trabajo para las Sy 1.8 y Sy 2 son equiparables a los encontrados por Ramos Almeida para Sy1.8/1.9 y a los de Deo. En el caso de las Sy 2, nuestros valores son equiparables a los de Ramos Almeida (2009) más que a sus valores para Sy 2. Además, también son consistentes con los de Deo (2011).

5.5. Factores a Considerar en el Análisis de los Parámetros y las SEDs

Debido a que los parámetros que obtuvimos tuvieron problemas de convergencia, se debe ser cuidadoso con su análisis y deben considerarse un par de factores importantes que pueden explicar estos problemas con los parámetros.

Uno de los factores importantes que se debe considerar es que la modelación de las SEDs que nosotros hicimos usando BayesClumpy no contempla ningún filtro fotométrico que permitiría enfocar la SED en cierta banda, ya que nuestros datos provienen del IRS. Además no se debe olvidar que nuestros datos son de baja resolución espacial, por lo que la emisión de la propia galaxia podría estar metida en las SEDs que modelamos.

Otro factor importante es que a pesar de que para evitar la contaminación de la galaxia huésped se le restó una plantilla starburst (Capítulo 4) a nuestros espectros; puede ser que este método produzca que se le “sobrerreste” a los espectros. Es decir, estaríamos quitando de más la emisión. Sin embargo esto es poco probable.

5.6. Los Índices Espectrales y S_{10} para Comparar con Otros Modelos

Como se mencionó en el Capítulo 2, los modelos de Nenkova et al. (2008a,b) son la base de otros modelos de toro grumoso. En particular, los modelos 3D de Hönig et al. (2010) han tenido gran impacto. Haciendo uso de nuestros índices espectrales en el MIR y de la Ecuación 2.9 encontramos los valores para \mathbf{a} que se muestran en la Tabla 5.1.

Es importante notar la relación que existe entre \mathbf{a} de los modelos de Hönig et al. (2010) y \mathbf{q} de los modelos de Nenkova et al. (2002). Bajo el primer modelo, recordamos que la distribución radial de nubes está dado por

$$\eta_r \propto r^a \quad (5.2)$$

Bajo el segundo modelo (Nenkova) la densidad radial del polvo está dada por

$$\eta_r \propto r^{-q} \quad (5.3)$$

Entonces podemos considerar que

$$\mathbf{a} = -\mathbf{q} \quad (5.4)$$

Los valores de \mathbf{a} bajo este modelo indican que las nubes que forman el toro estarían distribuidas de forma alejada del centro del AGN, es decir tendríamos un toro extendido; pues los valores de \mathbf{a} se encuentran entre -1.3 y 0.0 (ver Tabla 5.1). Además haciendo uso de S_{10} para nuestra muestra y de los índices espectrales en el MIR, podemos reproducir una imagen del artículo de Hönig & Kishimoto (2010) para propósitos de comparación. La Figura 5.6 muestra la relación entre S_{10} y α_{MIR} y lo compara con los diagramas de artículo mencionado de Hönig & Kishimoto (2010).

De la Figura 5.6, se observa que de acuerdo a los modelos de Hönig & Kishimoto (2010), las Sy 1.8 en nuestra muestra deben estar descritas por una ley de distribución radial con índice entre -2.0 a -1.0 y deberían tener un número aproximado de nubes > 2.5 y < 5.0 . Cabe notar que la distribución radial obtenida con los valores de la Tabla 5.1 y la Ecuación 2.9 no entra completamente dentro del rango de valores que predicen

la Figura 5.6 para **a**. Por otra parte, las Sy 1.9 deben estar descritas por una ley de distribución radial con índice entre ~ -1.5 a 0.0 y deberían tener un número aproximado de nubes > 2.5 y < 10.0 . En este caso, tampoco la distribución radial **a** obtenida con los valores de la Tabla 5.1 y la Ecuación 2.9 entra completamente dentro del rango de valores que predicen la Figura 5.6. Dado que en el modelo que nosotros usamos no pudimos determinar el parámetro **q**, no es imposible comparar con lo predicho por este modelo. Sin embargo, los intervalos de \mathcal{N}_0 que esta gráfica proporciona para las Sy 1.8 y Sy 1.9 es consistente con nuestros resultados; pues $\mathcal{N}_0 = 1.85$ para las Sy 1.8 y $\mathcal{N}_0 = 6.51$ para las Sy 1.9. No obstante las diferencias entre **a** calculada con la Ecuación 2.9 y **a** predicha por la Figura 5.6, en ambos casos al comparar con el valor promedio de **q** (ver Tabla 5.4) podemos notar que los valores obtenidos bajo ambos modelos son consistentes.

La Tabla 5.7 muestra un resumen de valores de los parámetros de toro grumoso encontrados para las Sy 1.8 y 1.9.

Tabla 5.6: Parámetros del modelo de toro obtenidos para las SEDs promedio de Sy 1.8, 1.9

Seyfert	σ	Y	\mathcal{N}_0	a	τ_ν	i
1.8	69.9 ± 69.9	16 ± 0.50	1.9 ± 0.02	-1.3 a 0.0	53.4 ± 1.8	82.6 ± 3.3
1.9	23.1 ± 1.80	6.8 ± 0.4	6.5 ± 0.6	-1.3 a 0.0	21.9 ± 2.2	89.9 ± 89.9

5.6 Los Índices Espectrales y S_{10} para Comparar con Otros Modelos

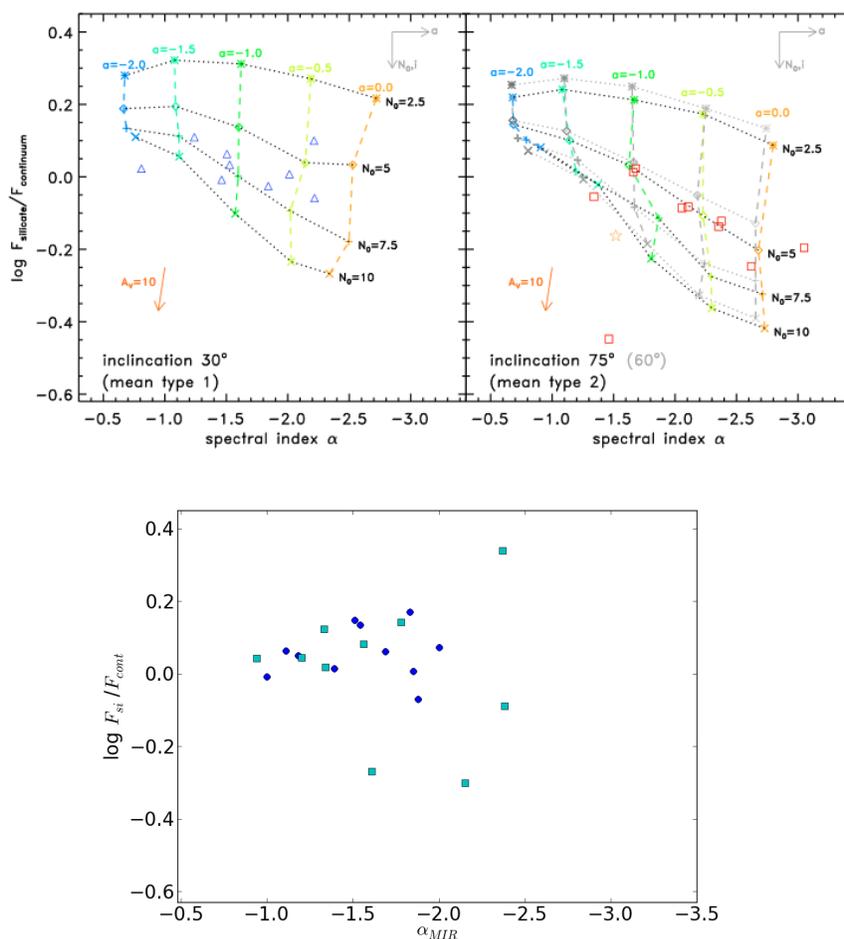


Figura 5.6: Arriba: Gráfica tomada de Hönlig & Kishimoto (2010) que compara las propiedades en el MIR de Sy 1 (triángulos azules) y Sy 2 (cuadros rojos) con las SEDs simuladas con los modelos de toro grumoso 3D de Hönlig & Kishimoto (2010). *Izquierda*: F_{Si}/F_{Obs} vs α_{MIR} para Sy tipo 1. Sobregraficados están las predicciones de los parámetros de los modelos desde $a=0$ (línea naranja) hasta $a=-2$ (línea azul) y con \mathcal{N}_0 de 2.5-10 (asteriscos y taches). Se asume un inclinación de 30° . *Derecha*: F_{Si}/F_{Obs} vs α_{MIR} para Sy tipo 2. Sobregraficados están las predicciones de los parámetros de los modelos desde $a=0$ (línea naranja) hasta $a=-2$ (línea azul) y con \mathcal{N}_0 de 2.5-10 (asteriscos y taches). Se asume un inclinación de 70° (símbolos de colores) y también se muestra una inclinación de 60° (símbolos grises). Como referencia NGC 1068 está representada por una estrella naranja. Abajo: misma gráfica que arriba, F_{Si}/F_{Obs} vs α_{MIR} para Sy 1.8 (azul fuerte) y 1.9 (azul claro) pero sin las gráficas de las predicciones de los parámetros

CAPÍTULO 6

Conclusiones

Los objetos que forman parte de nuestra muestra son 13 Sy 8 y 12 Sy 1.9 y el estudio de sus características se realizó en óptico, NIR y principalmente en el MIR. Los resultados de los índices espectrales en estas tres bandas muestran que

$$\alpha_{NIR} \gtrsim \alpha_{MIR} \gtrsim \alpha_{OPT} \quad (6.1)$$

Particularmente, el hecho de que los índices del NIR sean muy “flats” puede ser indicio de contribución de nubes directamente iluminadas bajo un esquema de toro grumoso. Se encontró diferencia entre los valores de α_{MIR} y α_{NIR} , esta diferencia no puede ser explicada por un Modelo Unificado de AGNs. No obstante, no hay diferencia significativa entre los índices en el MIR para Sy 1.8s y 1.9s, bajo un esquema de toro grumoso esto es natural pues la transición entre tipos de Sy es suave.

El Baldwin Effect para nuestros objetos muestra correlaciones débiles para [OIV] y [SIII] y una un poco más fuerte para [ArII] (siendo éste inversa a como predicen las observaciones). Sin embargo, se necesitan datos de mayor resolución y tal vez una mayor muestra para poder obtener correlaciones confiables.

En relación a los seis parámetros que caracterizan el modelo de toro grumoso, para el ajuste de la SEDs de parámetros para los objetos individuales se tuvieron

demasiados problemas de convergencia. En contraste, los parámetros obtenidos para las SEDs promedio de Sy 1.8, 1.9 y 2 tuvieron muchos menos problemas de convergencia. Se encontró que:

1. Las Sy 1.9 tienen un ángulo de apertura igual que el de las Sy 2 ($\sigma \simeq \mathbf{22}$). Es decir en ambos casos el toro de polvo está “aplastado” y no tiene gran altura.
2. Las Sy 1.8 son las de mayor extensión radial ($\mathbf{Y} \simeq \mathbf{16.1}$), le siguen las Sy 2 ($\mathbf{Y} \simeq \mathbf{12.18}$) y las Sy 1.9 son las de menor extensión radial ($\simeq \mathbf{Y} = \mathbf{6.77}$). Es decir \mathbf{Y} está entre $\sim \mathbf{7} - \mathbf{16}$. Si se conocieran los valores de \mathbf{R}_o o de \mathbf{R}_d (radio externo e interno del toro respectivamente) sería posible conocer el valor exacto de \mathbf{Y} , lo cual permitiría dar resultados más generales en términos de extensión radial para las galaxias Seyfert.
3. Las Sy 1.9 tienen más nubes que las Sy 1.8, pues $\mathcal{N}_0 = \mathbf{6.65}$ y $\mathbf{1.8}$ respectivamente. Es decir, las Sy 1.8 al tener solamente ~ 2 nubes están más cercanas a tener un toro homogéneo.
4. La profundidad óptica de las nubes es mayor para las Sy 1.8 ($\tau_\nu = \mathbf{53.4}$) que para las Sy 1.9 $\tau_\nu = \mathbf{21.94}$. En términos generales está se encuentra entre 22 y 55.
5. El ángulo de inclinación para Sy 1.8 y 1.9 indica que las Sy 1.8 están ligeramente más inclinadas ($\sim 10^\circ$) que las Sy 2.

Al comparar nuestros parámetros con los de la literatura (Deo et al. 2007; Nikutta et al. 2009; Ramos Almeida et al. 2012, 2009) se observa que nuestros resultados son consistentes con los valores de los parámetros reportados en la literatura. Uno de los resultados más importantes de este trabajo es que al comparar con distintos modelos de toro grumoso (Hönig et al. 2010; Hönig & Kishimoto 2010) haciendo uso solamente de los índices espectrales en el MIR; el número de nubes es consistente con los valores obtenidos usando BayesClumpy. Además se logró obtener un rango aproximado del parámetro distribución radial de nubes $\mathbf{a} \in [-\mathbf{1.3}, \mathbf{0.0}]$ para Sy intermedias, bajo el mismo modelo mencionado anteriormente. No obstante, comparando el rango encontrado para \mathbf{a} y el valor promedio de \mathbf{q} , podemos decir que ambos resultados son consistentes. Bajo estos modelos además, se predice una distribución radial de nubes

no tan cercana al centro de AGN.

Finalmente, es posible decir que es posible caracterizar el toro grueso de polvo asociado a galaxias Seyfert intermedias utilizando datos de continuo en el mediano infrarrojo del Spitzer/IRS. Faltaría explorar las Sy 1 y las Sy intermedias 1.2 y 1.5 para completar los resultados acerca del modelo de toro grueso y las galaxias tipo Seyfert. Además es importante señalar que para poder obtener mejores resultados deben tenerse datos de alta resolución espacial, pues nuestros datos al ser de baja resolución espacial podrían ser muy contaminados por la galaxia huésped. Como trabajo futuro, sería conveniente obtener datos espectroscópicos de alta resolución espacial y espectral de una muestra más completa de AGNs intermedios.

APÉNDICE A

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

Las Figuras A1-A9 muestran las gráficas de las SEDs ajustadas por BayesClumpy así como la gráfica de las distribuciones de probabilidad para cada una de los 25 Seyferts de la muestra.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

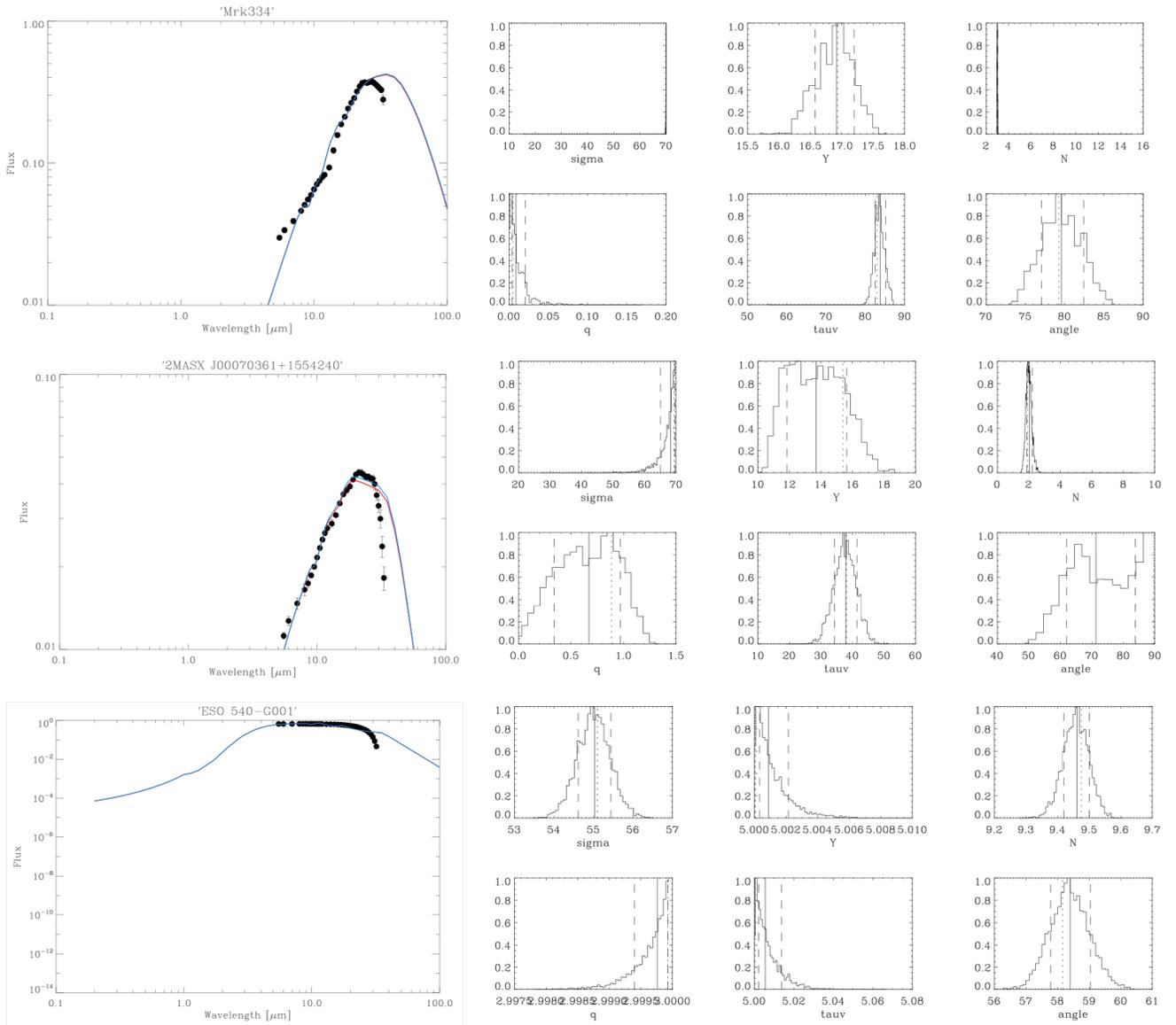


Figura A.1: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

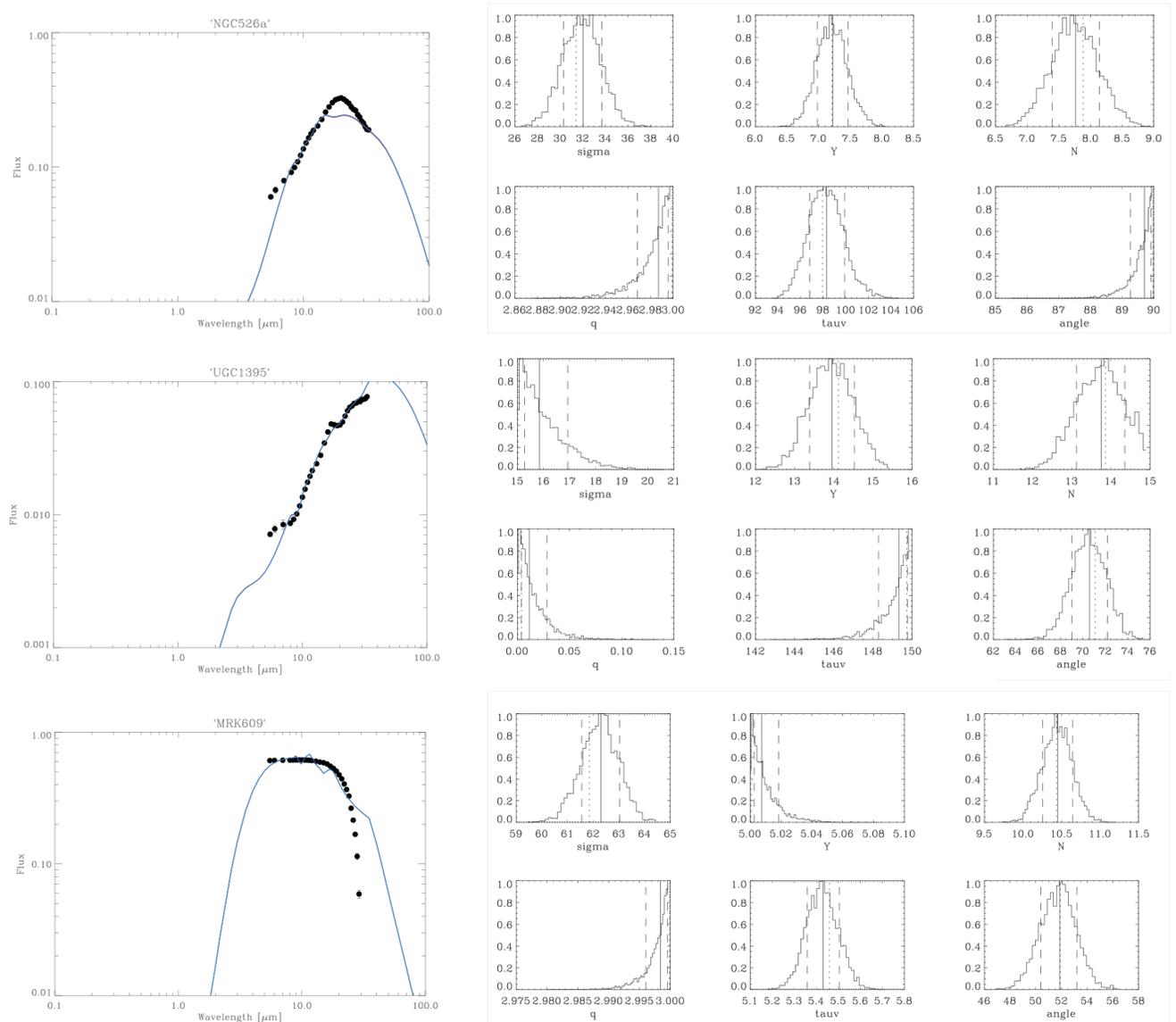


Figura A.2: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

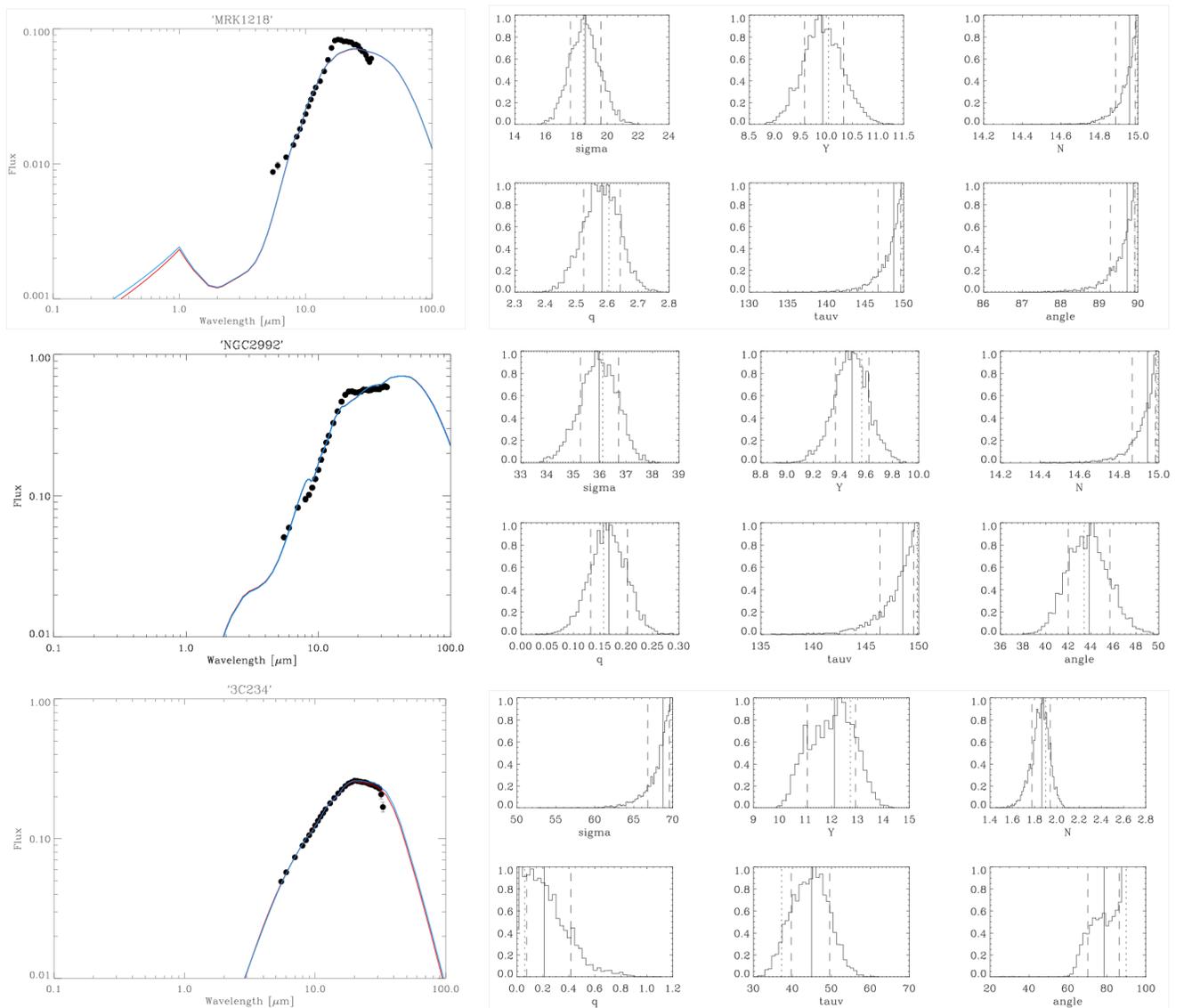


Figura A.3: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y las línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

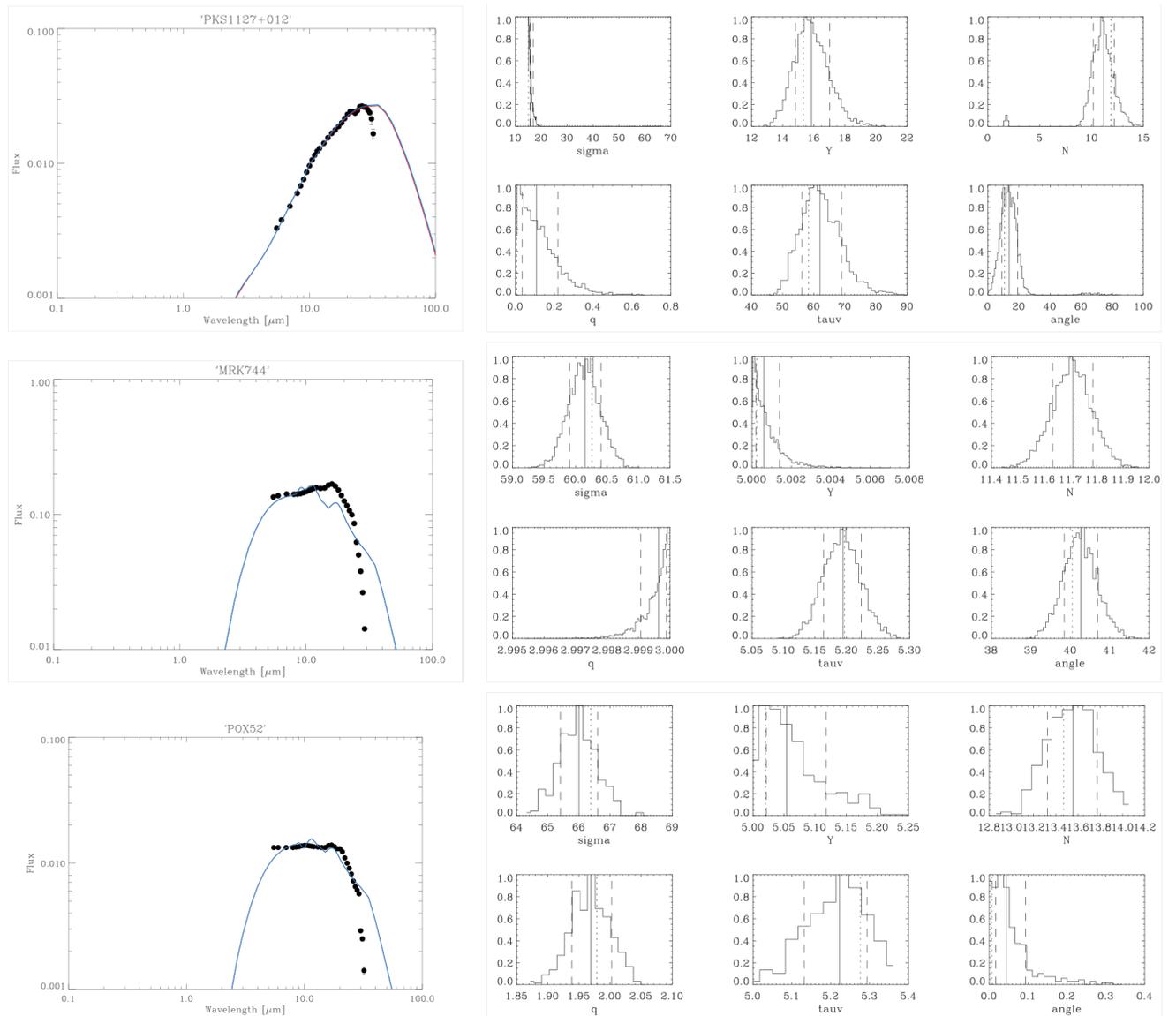


Figura A.4: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grumoso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

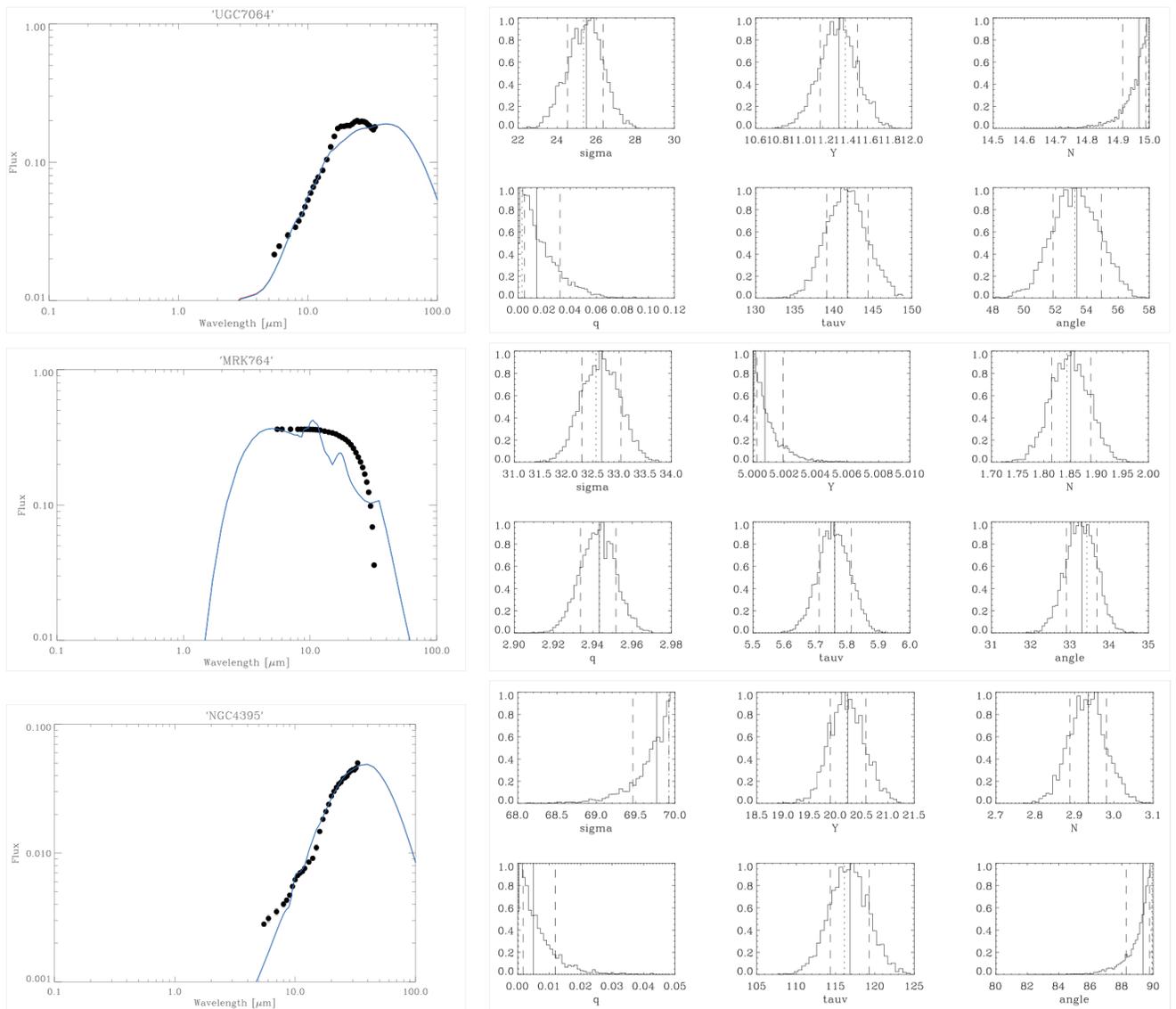


Figura A.5: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

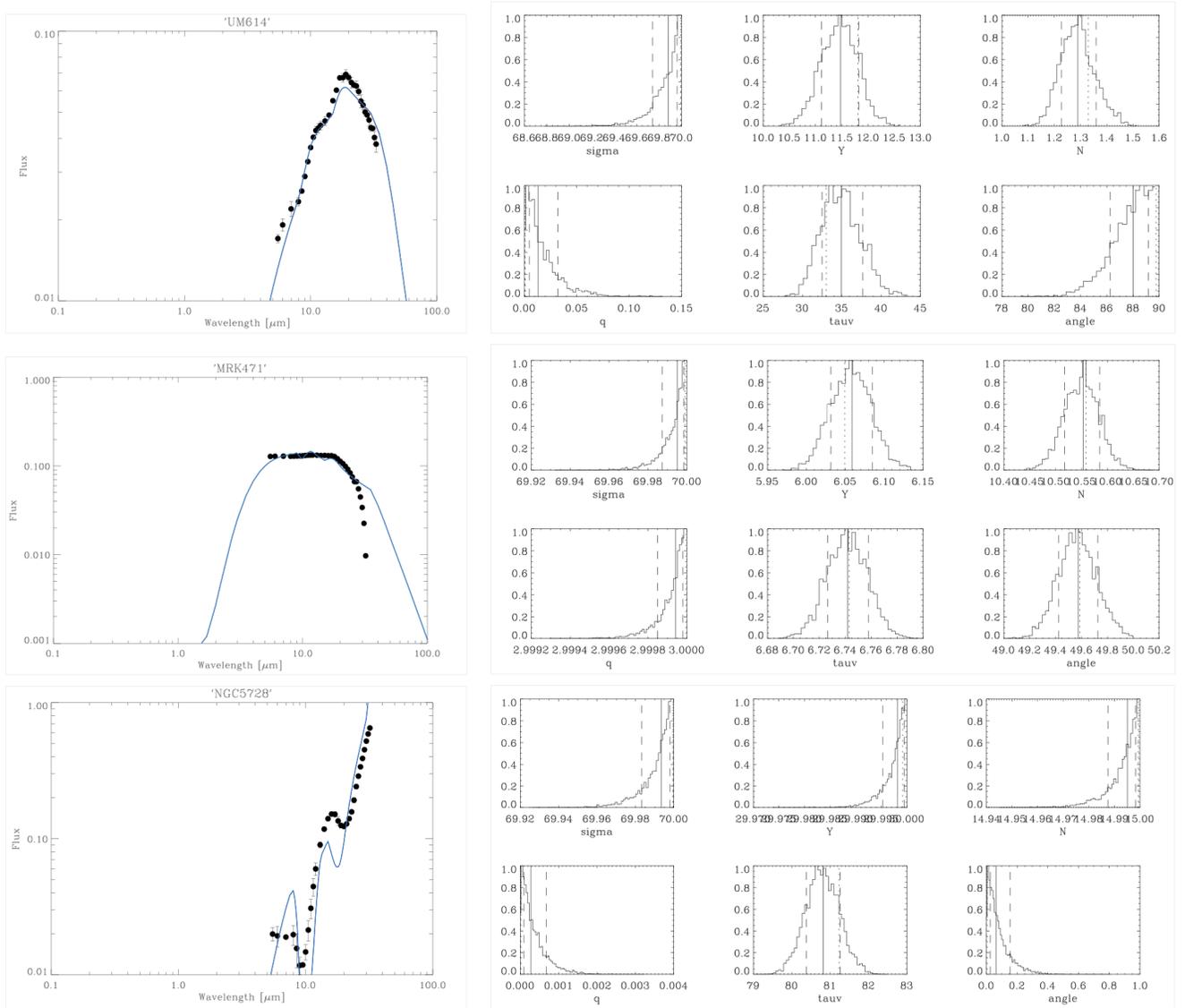


Figura A.6: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

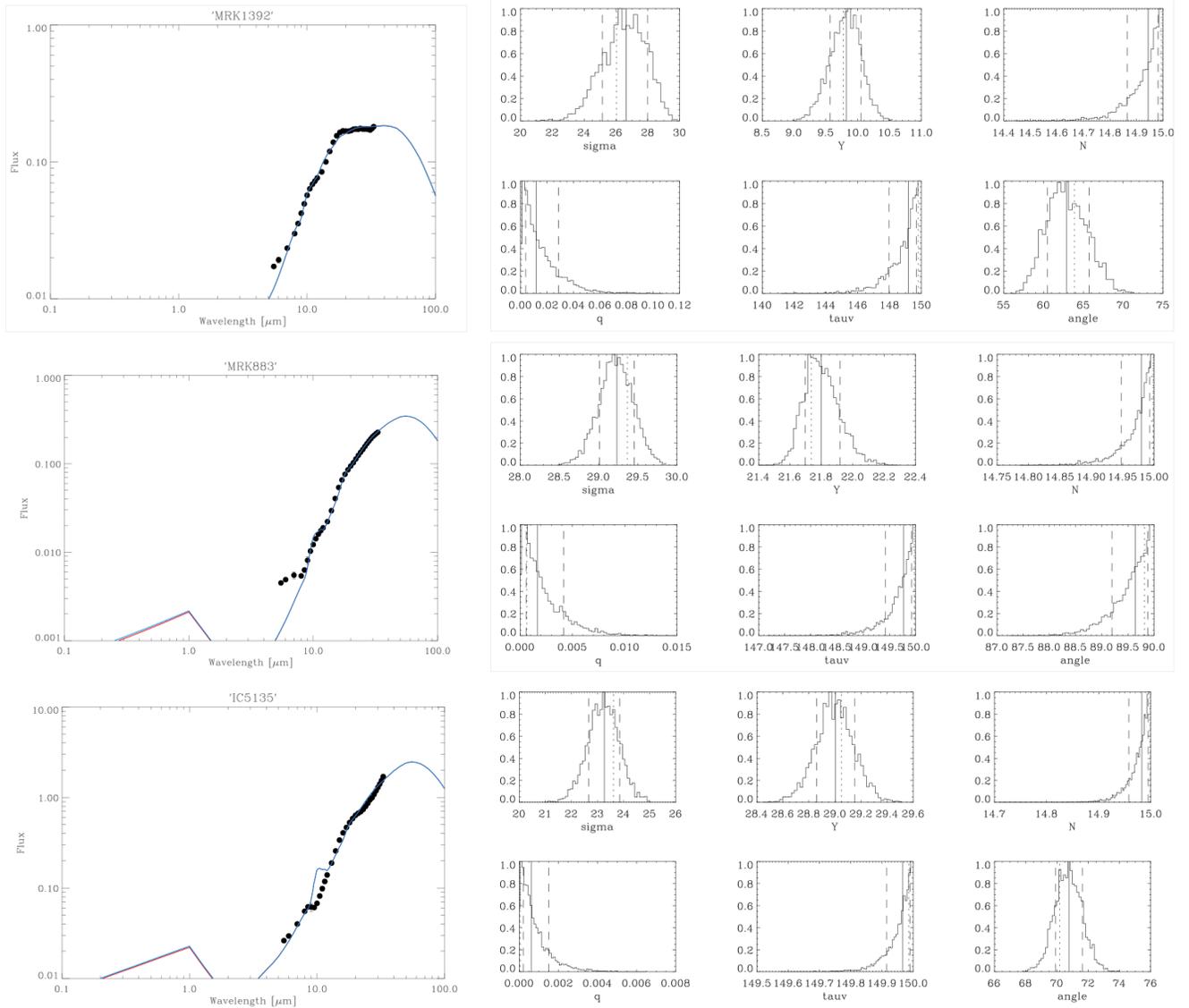


Figura A.7: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68% de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

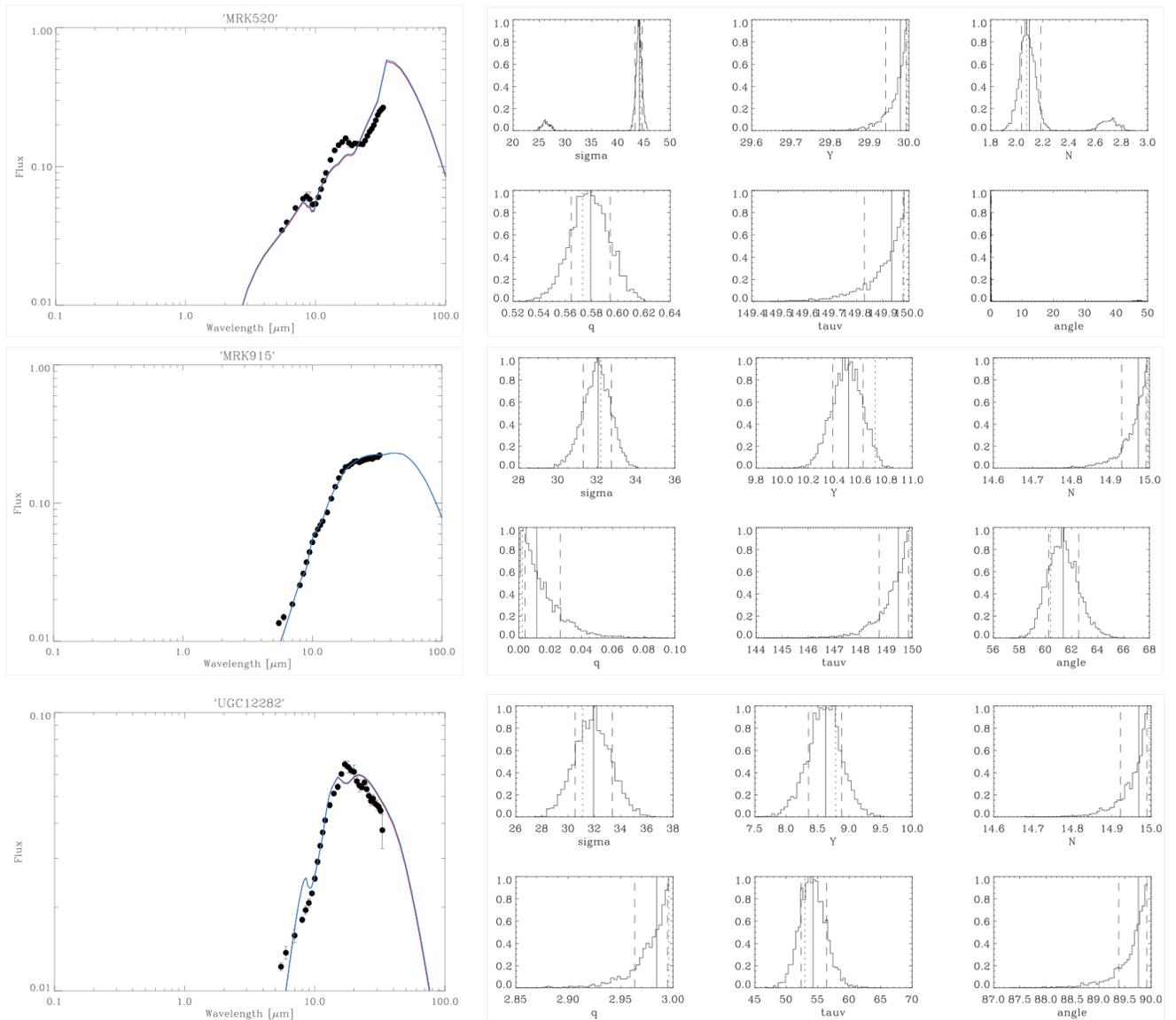


Figura A.8: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Gráficas del ajuste de las SEDs y de la distribución de probabilidad de parámetros para objetos individuales

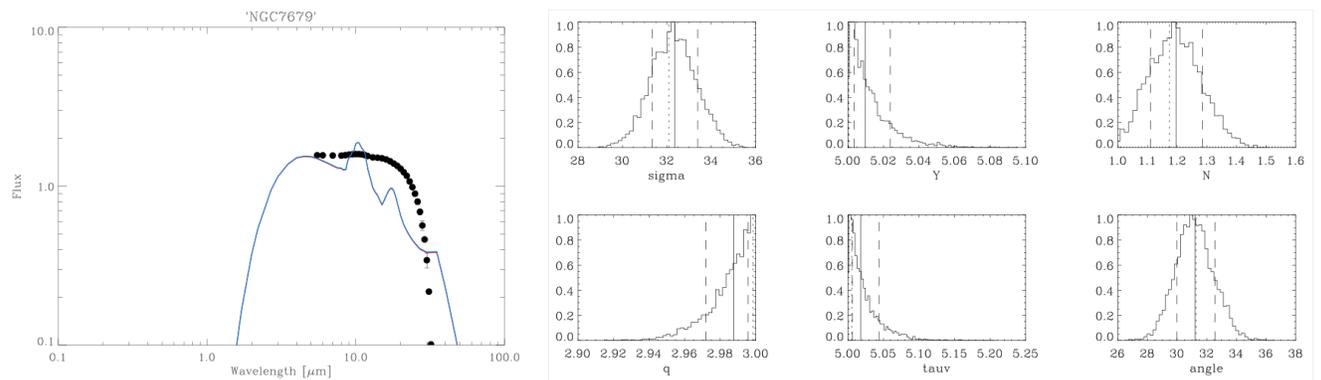


Figura A.9: Izquierda: SEDs promedio de las Sy 1.8, 1.9 y 2 modeladas bajo el esquema de toro grueso. La línea roja corresponde al modelo que mejor se ajusta, la línea azul corresponde a las medianas de los parámetros. Podemos notar que en todas las gráficas el modelo que mejor se ajusta corresponde a la mediana de los parámetros Derecha: distribuciones de probabilidad generadas por BC. La línea sólida corresponde a la moda, las líneas punteadas corresponden al rango de 68 % de confianza de los parámetros y la línea de trazos corresponde a la mediana de los parámetros.

Bibliografía

- Alonso-Herrero, A., Sánchez-Portal, M., Ramos Almeida, C., et al. 2012, Monthly Notices of the RAS, 425, 311
- Antonucci, R. R. J. & Miller, J. S. 1985, Astrophysical Journal, 297, 621
- Asensio Ramos, A. & Ramos Almeida, C. 2009, Astrophysical Journal, 696, 2075
- Baldwin, J. A. 1977, Astrophysical Journal, 214, 679
- Brandl, B. R., Bernard-Salas, J., Spoon, H. W. W., et al. 2006, Astrophysical Journal, 653, 1129
- Deo, R. 2007, PhD thesis, Georgia State University
- Deo, R., Crenshaw, D., Kraemer, S., et al. 2007, Astrophysical Journal, 671, 124
- Deo, R. P., Richards, G. T., Nikutta, R., et al. 2011, Astrophysical Journal, 729, 108
- Dietrich, M., Hamann, F., Shields, J. C., et al. 2002, Astrophysical Journal, 581, 912
- Elitzur, M. & Shlosman, I. 2006, Astrophysical Journal Letters, 648, L101
- Elvis, M., Wilkes, B. J., McDowell, J. C., et al. 1994, Astrophysical Journal Supplement, 95, 1
- Fath, E. A. 1909, Lick Observatory Bulletin, 5, 71

- Gallagher, S. C., Richards, G. T., Lacy, M., et al. 2007, *Astrophysical Journal*, 661, 30
- Gallimore, J. F., Yzaguire, A., Jakoboski, J., et al. 2010, *Astrophysical Journal Supplement*, 187, 172
- Goodrich, R. W. 1995, *Astrophysical Journal*, 440, 141
- Hao, L., Weedman, D. W., Spoon, H. W. W., et al. 2007, *Astrophysical Journal Letters*, 655, L77
- Herrera-Endoqui, M. 2012, Master's thesis, Instituto de Astronomía, UNAM
- Hönig, S. F., Beckert, T., Ohnaka, K., & Weigelt, G. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 452, 459
- Hönig, S. F. & Kishimoto, M. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 523, A27
- Hönig, S. F., Kishimoto, M., Gandhi, P., et al. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 515, A23
- Jaffe, W., Ford, H. C., Ferrarese, L., van den Bosch, F., & O'Connell, R. W. 1993, *Nature*, 364, 213
- Jaffe, W., Meisenheimer, K., Röttgering, H. J. A., et al. 2004, *Nature*, 429, 47
- Jaffe, W., Raban, D., Röttgering, H., Meisenheimer, K., & Tristram, K. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 373, *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*, ed. L. C. Ho & J.-W. Wang, 439
- Karttunen, H., Kroeger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J. 2003, *Fundamental astronomy*
- Khachikian, E. Y. & Weedman, D. W. 1974, *Astrophysical Journal*, 192, 581
- Krolik, J. H. & Begelman, M. C. 1988, *Astrophysical Journal*, 329, 702
- Maiolino, R., Ruiz, M., Rieke, G. H., & Keller, L. D. 1995, *Astrophysical Journal*, 446, 561
- Meisenheimer, K., Tristram, K. R. W., Jaffe, W., et al. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 471, 453

- Nenkova, M., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2002, *Astrophysical Journal Letters*, 570, L9
- Nenkova, M., Sirocky, M. M., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2008a, *Astrophysical Journal*, 685, 147
- Nenkova, M., Sirocky, M. M., Nikutta, R., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2008b, *Astrophysical Journal*, 685, 160
- Nenkova, M. M. 2003, PhD thesis, University of Kentucky
- Nikutta, R., Elitzur, M., & Lacy, M. 2009, *Astrophysical Journal*, 707, 1550
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- Peterson, B. M. 1997, *An Introduction to Active Galactic Nuclei*
- Pier, E. A. & Krolik, J. H. 1992, *Astrophysical Journal*, 401, 99
- Pier, E. A. & Krolik, J. H. 1993, *Astrophysical Journal*, 418, 673
- Ramos Almeida, C., Levenson, N. A., Alonso-Herrero, A., et al. 2011, *Astrophysical Journal*, 731, 92
- Ramos Almeida, C., Levenson, N. A., Alonso-Herrero, A., et al. 2012, *Journal of Physics Conference Series*, 372, 012004
- Ramos Almeida, C., Levenson, N. A., Rodríguez Espinosa, J. M., et al. 2009, *Astrophysical Journal*, 702, 1127
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1981, *Astrophysical Journal*, 250, 87
- Rowan-Robinson, M. 1995, in *Oxford Torus Workshop*, ed. M. J. Ward, 97
- Rybicki, G. B. & Lightman, A. P. 1986, *Radiative Processes in Astrophysics*
- Shields, J. C. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 373, *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*, ed. L. C. Ho & J.-W. Wang, 355
- Spoon, H. W. W., Marshall, J. A., Houck, J. R., et al. 2007, *Astrophysical Journal Letters*, 654, L49

- Sturm, E., Lutz, D., Verma, A., et al. 2002, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 34, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 1180
- Tristram, K. R. W., Meisenheimer, K., Jaffe, W., et al. 2007, Astronomy and Astrophysics, 474, 837
- Véron-Cetty, M.-P. & Véron, P. 2010, Astronomy and Astrophysics, 518, A10
- von Montigny, C., Bertsch, D. L., Chiang, J., et al. 1995, Astrophysical Journal, 440, 525
- Warner, C., Hamann, F., & Dietrich, M. 2004, Astrophysical Journal, 608, 136
- Whittle, M. 1992, Astrophysical Journal Supplement, 79, 49