

**DETERMINACIÓN DE MASAS DE AGUJEROS NEGROS EN  
GALAXIAS SEYFERT 1 DE LÍNEAS ANGOSTAS (NLS1) DESDE EL  
FBQS.**

**VIVIANA ANDREA ROSERO RUEDA**

**UNIVERSIDAD INDUSTRIAL DE SANTANDER  
FACULTAD DE CIENCIAS  
ESCUELA DE FÍSICA  
2008**

**DETERMINACIÓN DE MASAS DE AGUJEROS NEGROS EN  
GALAXIAS SEYFERT 1 DE LÍNEAS ANGOSTAS (NLS1) DESDE EL  
FBQS.**

**Trabajo de Grado como requisito para optar el título de Físico:**

**VIVIANA ANDREA ROSERO RUEDA**

**Director:**

**Dr. VAHRAM CHAVUSHYAN**

**Departamento de Astrofísica**

**Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE), México.**

**Codirectores:**

**Dr. NELSON VERA VILLAMIZAR**

**Escuela de Física**

**Universidad Pedagógica y Tecnológica de Colombia.**

**Dr. ARTURO PLATA GÓMEZ**

**Escuela de Física**

**Universidad Industrial de Santander.**



**UNIVERSIDAD INDUSTRIAL DE SANTANDER  
FACULTAD DE CIENCIAS  
ESCUELA DE FÍSICA  
2008**

*... Al creador del Universo y dueño de mi corazón.*

# AGRADECIMIENTOS

---

Son muchas las personas que Dios ha puesto en mi camino, con las que me ha bendecido y me ha enseñado y con las que día a día me muestra su inmenso amor. Ciertamente, quizá por encontrarme luchando en contra del reloj, me quedaré muy corta en las palabras y en los actos de agradecimiento que merecen cada uno de ustedes, pero de arriba viene la recompensa.

Quiero agradecerle a mi familia, a todos los que la conforman. Gracias Gladys por ser una inmensa bendición en mi vida, por haber creído en mi y en mis sueños y por amarme como solo una madre lo puede hacer. Gracias Jose Félix y Yoly, por toda su ayuda, soporte y cariño incondicional. A mis padres, mi hermana, mi abuela, mi nonita, a todas mis tías y primos. Todos ustedes son el canal que Dios utiliza para abrazarme y cuidarme. Ustedes son mi mayor tesoro. Todos los logros que he conseguido en mi vida hasta este momento han sido forjados por ese pedacito de ustedes mismos que con tanto sacrificio e innegable amor me han entregado.

Al Dr. Arturo Plata, gracias por todo el aliento y las voces de ánimo que recibí de usted. El Grupo Halley es lo que es gracias a todo su apoyo, por que usted ha creído en ese puñado de estudiantes y nos ha ayudado a labrar todas esas ilusiones que muchos teníamos desde la niñez. Al Dr. Nelson Vera, por creer en mí, y haber sido el motor para que eso que veía tan lejano ahora sea una realidad. Muchas gracias a usted y a su familia por todo el apoyo y consejos brindados. Al Dr. Vahram Chavushyan, por todo su tiempo, motivación y entusiasmo, por enseñarme que un agujero negro es más que una ecuación y por permitirme explorar el real mundo de la ciencia.

A todos mis amigos, que se han convertido en mi familia en todo este tiempo que he estado fuera de casa, de cada uno de ustedes he aprendido algo; sin el ánimo y la alegría que me brindan las cosas hubieran sido más complicadas. Gracias por permitirme soñar, reír, creer y luchar con ustedes. A mi querido grupo Halley, el único sitio seguro que

tenía antes de llegar a la ciudad, uno de mis más grandes privilegios ha sido ser parte de este grupo de apasionados por el interés y el amor a la astronomía. Gracias Vladimir, Jose, Jimmy y Diego. No tengo palabras realmente para expresarles lo tanto que los quiero, gracias por que siempre me hicieron sentir como una hermana para ustedes y eso es lo que ustedes son para mí, parte de mi familia. Orlando, conocí de los discos de acreción gracias a tí, y ahora mira el resultado. Gracias Nicola (thank you so much!), Fili, Yari, Olgui, JuanK, Pablito, Ruthie, Yolima, Sashita, Sheryl, Willy, Linis, Pancho, a César y a Cesitar. Muchísimas gracias a Dios por permitirme conocerlos. Gracias a ustedes por toda su ayuda y por lo que representan para mí. A seguir luchando! a seguir soñando! hay un largo camino por recorrer, no olviden que dos son más que uno.

A todos mis profesores y maestros. A la Universidad Industrial de Santander, maravilloso recinto en el que pude empezar mi preparación para lograr ese sueño de alcanzar las estrellas.

Un especial agradecimiento de igual manera al Dr. Emanuele Bertone.

A todos ustedes les expreso mi más sincera admiración y mi más profundo cariño.

Y a mi Dios, a mi Padre, que para mi representa más de lo que puedo expresar, al Ser que más amo en el universo y con el que anhelo vivir toda la eternidad.

Este trabajo fue apoyado por el proyecto *Estudio Radio-Óptico de la maquinaria central en Galaxias Activas* de CONACYT No. 54480 (México).

---

**TÍTULO :** DETERMINACIÓN DE MASAS DE AGUJEROS NEGROS EN GALAXIAS SEYFERT 1 DE LÍNEAS ANGOSTAS (NLS1) DESDE EL FBQS <sup>1</sup>.

**AUTOR :** Rosero Rueda Viviana Andrea <sup>2</sup>

**PALABRAS CLAVES :** galaxias: activas - Seyfert, líneas de emisión.

**RESUMEN :** Las Seyfert 1 de líneas angostas (NLS1) son un tipo de galaxias activas con propiedades extremas y particulares. La correlación de dichas propiedades podría brindar grandes aportes en el entendimiento del mecanismo físico que gobierna en los núcleos activos de galaxias (AGNs). Lo que se conoce de las NLS1 se debe al estudio realizado básicamente en la región óptica y de rayos x del espectro, zonas en donde es máxima su variabilidad e intensidad. Es relativamente poco lo que se sabe de sus propiedades en radio.

En este trabajo se presentan los resultados del análisis de una muestra de espectros ópticos de 17 NLS1 radioseleccionados desde el FIRST Bright Quasar Survey (FBQS). Para la obtención de parámetros se utiliza la relación empírica entre el tamaño de la región de líneas anchas o BLR ( $R_{BLR}$ ) y la luminosidad del objeto medida tanto desde la línea de  $H\beta$  como en el continuo óptico.

Se concluye que en general las NLS1 no exhiben grandes parámetros de ruidosidad ( $\log R^*$ ) y además no siguen las correlaciones previamente encontradas por otros autores entre la radio-luminosidad del objeto y su agujero negro central  $M_{BH}$ .

De igual manera, los resultados obtenidos para esta muestra están en acuerdo con el modelo que mejor describe a este tipo de objetos.

---

<sup>1</sup>Proyecto de Grado.

<sup>2</sup>Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Vahram Chavushyan (Director), Nelson Vera Villamizar (Co-director), Arturo Plata Gómez (Co-director).

---

**TITLE :** DETERMINING THE MASS OF BLACK HOLES IN NARROW LINE SEYFERT 1 GALAXIES (NLS1) FROM FBQS <sup>3</sup>.

**AUTHORS :** Rosero Rueda Viviana Andrea <sup>4</sup>

**KEY WORDS :** galaxies: active - Seyfert, emission lines.

**DESCRIPTION :** Narrow Line Seyfert 1 (NLS1) galaxies are an active galactic type with peculiar and particular properties. The correlation of those properties could help in the understanding of the physical mechanism that drives the active galactic nuclei (AGNs). What is known most about NLS1 properties is because the studies made in the optical and x rays spectrum region, where its variation and intensity is at its maximum. Relatively little is known about their radio properties.

In this work we present results of our analysis of a sample of optical spectra of 17 NLS1 radioselected from FIRST Bright Quasar Survey (FBQS). To obtain parameters we use the empirical relation between the size of the broad emission-line region or BLR ( $R_{BLR}$ ) and the luminosity derived from the line widths of broad  $H\beta$  as in optical continuum. Therefore, we conclude that NLS1 does not exhibit in general big parameters of radioloudness ( $\log R^*$ ) and they do not follow the correlations founded in other AGNs types between radioloudness and black hole masses  $M_{BH}$ .

In addition, the results obtained in our sample are in agreement with the model that best describes this type of objects.

---

<sup>3</sup>Senior thesis project.

<sup>4</sup>Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Vahram Chavushyan (Director), Nelson Vera Villamizar (Co-director) , Arturo Plata Gómez (Co-director).

# ÍNDICE GENERAL

---

---

INTRODUCCIÓN	x
<b>1. GALAXIAS ACTIVAS</b>	<b>1</b>
1.1. Emisión del continuo y Distribuciones de Energía Espectral (SED) . . .	5
1.1.1. Radiación térmica . . . . .	7
1.1.2. Radiación no térmica . . . . .	9
1.1.3. líneas prohibidas . . . . .	10
1.1.4. Caracterización del perfil de línea . . . . .	10
1.2. Tipos de AGNs . . . . .	13
1.2.1. Galaxias Seyfert . . . . .	13
1.2.2. Radiogalaxias . . . . .	15
1.2.3. Cuásares (QSO) . . . . .	15
1.2.4. Liners . . . . .	16
1.2.5. Objetos BL Lac y Variables Violentas Ópticamente (OVV) . . .	17
1.3. Modelo Unificado . . . . .	18

1.3.1.	Región de líneas angostas (NLR) . . . . .	19
1.3.2.	Región de líneas Anchas (BLR) . . . . .	21
1.3.3.	Disco de acreción . . . . .	23
1.3.4.	Agujero Negro (BH) . . . . .	24
1.4.	Modelo Unificado débil . . . . .	26
1.4.1.	Parámetro de radio-luminosidad . . . . .	27
1.5.	Métodos para la determinación de la masa de los BH . . . . .	28
1.5.1.	Mapeo de Reverberación (RM) . . . . .	28
1.6.	Galaxias Seyfert 1 de líneas angostas (NLS1) . . . . .	29
1.6.1.	Criterios para la clasificación de NLS1 . . . . .	31
<b>2.</b>	<b>Trabajos previos</b>	<b>32</b>
2.1.	Correlaciones importantes . . . . .	32
2.2.	Relaciones referentes a las radio propiedades . . . . .	33
<b>3.</b>	<b>Análisis de los datos</b>	<b>35</b>
3.1.	Selección de la muestra . . . . .	35
3.1.1.	FIRST Bright Quasar Survey (FBQS) . . . . .	35
3.2.	Muestra . . . . .	36
3.3.	Extracción de Fe II . . . . .	37
<b>4.</b>	<b>Obtención de Parámetros</b>	<b>43</b>
4.1.	Ajustes Gaussianos multicomponente . . . . .	43

4.2. Separación de la contribución de la BLR y la NLR . . . . .	44
4.3. Estimación de la luminosidad en el continuo óptico y en $H\beta$ . . . . .	48
4.4. Estimación del radio del BLR . . . . .	50
4.5. Estimación de la masa del BH . . . . .	51
<b>5. Resultados y discusiones</b>	<b>53</b>
<b>CONCLUSIONES</b>	<b>64</b>
<b>Apéndices</b>	<b>66</b>
5.1. Apéndice A . . . . .	66
5.1.1. Cálculos . . . . .	66
5.2. Apéndice B . . . . .	67
5.2.1. Definiciones . . . . .	67
5.3. Apéndice C . . . . .	67
5.3.1. Atlas de espectros . . . . .	67
<b>REFERENCIAS</b>	<b>77</b>

# ÍNDICE DE FIGURAS

---

---

1.1. Clasificación de Hubble (Elmegreen 1998). . . . .	2
1.2. Espectro de 3C273. Introductory Astronomy and Astrophysics, Zeilik et al. 1992 . . . . .	3
1.3. Imagen óptica de 3C273 (en la figura es el objeto central de mayor tamaño). Se puede ver su apariencia puntual, esto es, luce como una estrella. Crédito: National Optical Astronomy Observatories (NOAO)/ National Science Foundation/ Association of Universities for Research in Astronomy Inc (AURA). . . . .	3
1.4. SED de un tipo de galaxia activa: Seyfert 1 NGC 3783 comparado con el SED de una galaxia normal tipo Sbc (línea continua). An introduction to active galactic nuclei (Peterson 1997). . . . .	6
1.5. Diagrama de la radiación de cuerpo negro para tres temperaturas diferentes. El eje vertical es la intensidad de energía (o el flujo) y el eje horizontal es la longitud de onda. Créditos a David Spetzler, Arizona State University. . . . .	8
1.6. Espectro promedio de un cuásar en la región de UV-óptica (Peterson 1997). . . . .	12
1.7. Imagen en el óptico de la Galaxia M77 , uno de los prototipos de galaxias Seyfert. Cuando se descubrió en 1780 se pensó que era una nebulosa. Con Instrumentos de mejor resolución se han podido obtener este tipo de observaciones donde los detalles del objeto son evidentes. Arp. H., 1966. . . . .	14
1.8. Espectros ópticos de de una galaxia Seyfert 1 (Osterbroke 1989, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei). . . . .	15

1.9. Espectros ópticos de de una galaxia Seyfert 2 (Osterbroke 1989). . . . .	16
1.10. Diagrama BPT para galaxias de línea de emisión. El eje vertical es el cociente de flujo de $[OIII]\lambda_{5007}/H\beta$ y el eje horizontal es el cociente de flujo de $[NII]\lambda_{6583}/H\alpha$ . Los círculos abiertos son las regiones <i>HII</i> (ionizadas por estrellas calientes), los círculos cerrados son AGNs de líneas angostas (ionizado por fotones de alta energía tales como los de espectros de ley de potencia). La línea sólida es una división empírica entre estos dos tipos de objetos. Los triángulos representan las LINERs. Peterson (1997). . . . .	17
1.11. Esquema del modelo unificado. Crédito de la imagen: NASA. . . . .	19
1.12. Imagen óptica de la línea de emisión de $[O III]$ de Mrk 3 tomada por HST. Capetti 2002. . . . .	20
1.13. La luminosidad total de la línea de $H\beta$ es proporcional a la luminosidad del continuo del AGN. Las unidades de las coordenadas son $ergs s^{-1}$ . Yee 1980. . . . .	22
1.14. Espectros en la región del óptico donde se puede apreciar las diferencias existentes entre las galaxias Sy2 (espectro superior), galaxias NLS1 (espectro del medio) y las galaxias Sy1 (espectro inferior). Pogge 2000. . . . .	30
2.1. Resultado encontrado por Laor (2000) para $log R^*$ vs $log M_{BH}(H\beta)$ desde la muestra de Boroson y Green (1992). Laor (2000). . . . .	33
3.1. Ventana final en el entorno de IDL. En el cuadro superior, la señal blanca es el espectro del objeto, el espectro rojo intenso es la plantilla de <i>IZw1</i> y el espectro rojo suave es la diferencia entre el espectro del objeto y la plantilla. En el cuadro inferior se muestra dicha diferencia en el rango del FeII sustraído. . . . .	39
3.2. El espectro superior es el original u observado, el espectro del medio es el espectro final sin contribución de Fe II y el espectro inferior es el Fe II sustraído. El eje vertical muestra el flujo observado en unidades de $ergs s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ (estos son flujos relativos más una constante) y el eje horizontal es la longitud de onda en unidades de $\text{ \AA}$ . El eje vertical de los espectros de las galaxias 1038+4227, 1548+3511 y 1629+4007 se encuentra en unidades de $10^{-17} ergs s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ . . . . .	41

3.2.	.....	42
4.1.	línea de emisión de $H\beta$ . La línea roja es el perfil con las componentes BLR + NLR. La línea azul es el perfil de la línea permitida únicamente con la contribución del BLR. El eje vertical se encuentra en unidades de $ergs\ s^{-1}\ cm^{-2}$ y el eje horizontal en unidades de $\text{Å}$ . . . . .	45
4.2.	Residuo de las líneas de emisión luego de hacer los ajustes gaussianos (señal blanca). Puede notarse como queda todo sobre un continuo. . . .	46
5.1.	$\log R^*$ vs $\log M_{BH}(H\beta)$ . Los diamantes negros representan las NLS1 RL y los cuadrados rojos los objetos RQ. La línea punteada es la división entre RL y RQ. La gráfica superior contiene los resultados de la muestra total y en la figura inferior se encuentran los resultados de los objetos de los cuales se tiene alta incertidumbre en la determinación de su masa debido a la dificultad del ajuste gaussiano de sus perfiles de línea. . . .	56
5.2.	$\log R^*$ vs $\log M_{BH}(5100)$ . Los diamantes negros representan las NLS1 RL y los cuadrados rojos los objetos RQ. La línea punteada es la división entre RL y RQ. . . . .	60
5.3.	Figura superior: Comparación de las $M_{BH}$ determinadas a partir de la luminosidad en el continuo óptico y en la línea de $H\beta$ . Figura inferior: Comparación de las $M_{BH}$ sin los objetos con problemas en la determinación de las mismas. La línea punteada indica el caso en que las dos masas son idénticas. . . . .	61
5.4.	.....	68
5.4.	.....	69
5.4.	.....	70
5.4.	.....	71
5.4.	.....	72
5.4.	.....	73

---

5.4. . . . .	74
5.4. . . . .	75
5.4. . . . .	76

# ÍNDICE DE TABLAS

---

---

1.1. Posible modelo de unificación (Peterson 1997). . . . .	27
3.1. Características de los espectrógrafos . . . . .	36
3.2. Archivos de entrada y salida del programa de extracción de Fe II realizado por el Dr. Emanuele Bertone (INAOE). Los archivos <i>tem</i> y <i>obs</i> pertenecen a la resolución de la plantilla y del espectro del FBQS respectivamente.	38
5.1. Parámetros primarios de las NLS1 . . . . .	57
5.2. Parámetros secundarios de las NLS1 . . . . .	58
5.3. Parámetros a graficar de las NLS1 . . . . .	59
5.4. Comparación en la determinación de las $M_{BH}$ dependiendo el número de gaussianas en el ajuste del BLR. . . . .	62
5.5. Resultados de $M_{BH}$ para NLS1 determinadas por el método de Wang & Netzer (2003) en rayos x. . . . .	63

# INTRODUCCIÓN

---

El universo alberga objetos de intrínca belleza y sutil misterio que hace inevitable el deseo del ser humano de querer conocer, entender y explicar lo que puede observar y aún imaginar. Esta labor realizada desde siglos atrás le ha dejado grandes satisfacciones como las de aquellos objetos que fueron concebidos en la solución de unas ecuaciones que revolucionaron la física clásica y que con el avance de la tecnología que se ha venido desarrollando los ha dejado al descubierto. Se trata de los agujeros negros, objetos que han generado arduas discusiones y que en la actualidad siguen siendo motivo de investigación. Quién hubiera creído su real existencia e incluso que uno de ellos podría ser parte del núcleo de la galaxia a la que pertenece la Tierra?

Pues bien, hay un tipo de galaxias cuya luminosidad excede de lejos la contribución energética de todas las estrellas que la conforman, encontrándose en su centro la fuente de tal energía. Esa “máquina central” es lo que más se acerca a la definición astrofísica del agujero negro y a ese tipo de galaxias se le conoce como Núcleos Activos de galaxias (AGNs). Se piensa que en el centro de todas las galaxias, sean normales (como la Vía Láctea) o activas se encuentra un agujero negro, que difiere en unas y otras en su masa.

Algunos de los términos utilizados en la literatura de los AGNs suelen ser un poco confusos, debido a que en ciertos casos los nombres dados a sus diferentes tipos fueron producto de la manera como se descubrieron o como fueron clasificados inicialmente, podría decirse entonces que reflejan el marco histórico del momento de su hallazgo y no sus características intrínsecas. Tal es el caso de las galaxias Seyfert 1 de líneas angostas (NLS1 por sus siglas en inglés Narrow Line Seyfert 1), que como se verá más adelante, su nombre no es del todo fiel a la descripción de sus propiedades físicas.

Las NLS1 son un tipo de galaxias Seyfert con propiedades extremas tales que la correlación de las mismas podrían brindar pistas sobre procesos físicos en la región central de los AGNs (Komossa et al. 2006, Veron-Cetty & Veron 2000).

Son bastantes los trabajos realizados sobre las NLS1 especialmente en las regiones del espectro electromagnético donde presentan mayor variabilidad y que por lo tanto se torna más fácil su detección, como es en el óptico y en rayos x. Por el contrario es muy poco lo que se conoce de las NLS1 en las longitudes de onda de radio, principalmente por que son pocas las campañas de observación o surveys en las se que haya hecho radio-selección de las mismas.

Las propiedades en radio de los AGNs al parecer, se encuentran relacionadas directamente entre otras, con el tamaño y la masa del objeto compacto central (Wilson & Colbert 1995) y por lo tanto en la posible estructura y evolución de las galaxias activas. Entre una gran muestra de diversos tipos de AGNs se encontró una correlación entre la masa central y su parámetro de radio-luminosidad (Laor 2000) (sección 2). El objetivo principal de este trabajo es analizar a partir de una muestra radio seleccionada de 17 espectros de NLS1 en el óptico, si este tipo de AGNs siguen dicha correlación, determinando la masa virializada de los agujeros negros centrales  $M_{BH}$  con el método desarrollado por Kaspi et al. (2000) tanto sobre la línea de  $H\beta$  como sobre el continuo óptico (explicación detallada en el capítulo 4). Para obtener los parámetros necesarios en la determinación de las masas, es necesario realizar ajustes gaussianos que describan apropiadamente el perfil de línea observado.

Este libro se ha estructurado de la siguiente manera: el primer capítulo titulado *galaxias activas* contiene todas las generalidades, conceptos y modelos que las describen incluyendo a las NLS1. En el segundo capítulo se hace una revisión de los *trabajos previos* que presentan un interés particular para este trabajo. El *análisis de datos* se encuentra desarrollado en el tercer capítulo, en donde se presenta la muestra de NLS1 a estudiar y el procedimiento realizado para obtener los espectros con las condiciones necesarias para la *obtención de parámetros*, contenidos estos en el capítulo 4. Los *resultados y discusiones* se encuentran en el capítulo 5. Inmediatamente se hallan las *conclusiones* y como un apartado especial los *apéndices*.

---

# GALAXIAS ACTIVAS

---

Las galaxias son grandes sistemas de estrellas, gas y polvo interestelar sostenidas bajo la influencia de su propia gravedad. Cada tipo de galaxia normal difiere en su población estelar, tamaño y cantidad de medio intergaláctico que la conforma. Edwin Hubble fue el pionero en el estudio de las galaxias, y como resultado en 1936 publicó su trabajo de clasificación de galaxias según la morfología visual de éstas (Hubble 1936). En la figura 1.1 se puede ver el diagrama de diapason de Hubble (mejor conocido como Hubble's tuning fork Diagram) para la clasificación de galaxias. En la base se encuentran las galaxias elípticas, designadas por E, que van desde E0 a E7, donde el número indica la excentricidad del objeto. Seguidas en el diagrama de Hubble se encuentran las galaxias espirales que pueden dividirse en: *lenticulares (S0)* las cuales no tienen brazos, *espirales ordinarias (S)* y *espirales barradas (SB)*. Las S y SB van acompañadas de letras minúsculas de la a hasta la c, pasando desde aquellas que tienen los brazos más enrollados a los más extendidos.

Ahora se conocen tipos de galaxias que no pueden ser clasificadas dentro del Diagrama de Hubble, entre estas se cuentan las *galaxias irregulares (Irr)*, que pueden pensarse como espirales que no se desarrollaron de una manera optima, donde la formación estelar se da de una manera caótica.

El sencillo esquema de Hubble, cuya nomenclatura es aún utilizada, es la base de la clasificación galáctica. Al concepto simplificado inicial se le agrega el que la evolución galáctica depende también de las condiciones del colapso inicial de la galaxia, de las colisiones con otras galaxias y de su tasa de formación estelar. Pero a la fecha, no se conoce con certeza sobre el origen, evolución y comportamiento de la galaxias.

En 1943 Carl Seyfert publicó un trabajo (con poca trascendencia para la época), donde

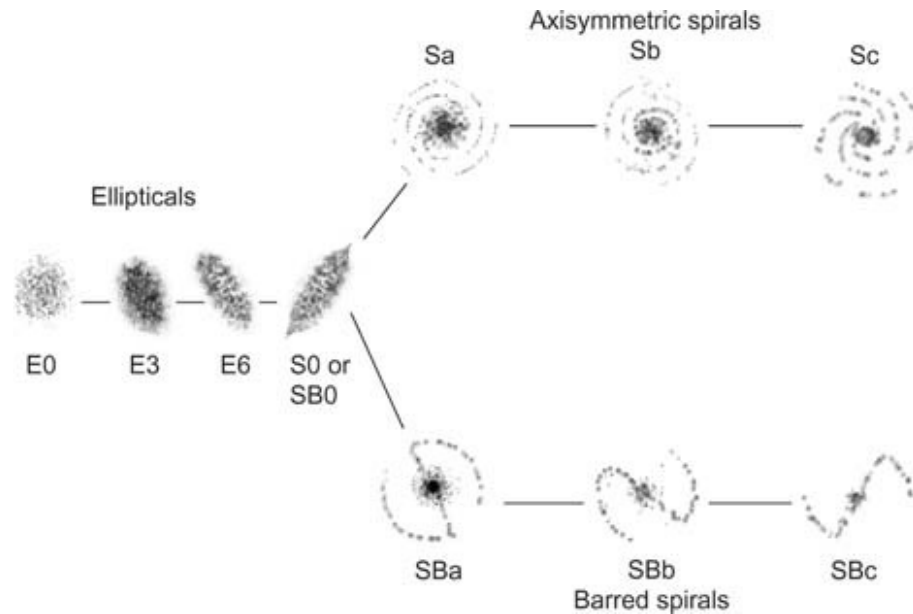


Figure 1.1: Clasificación de Hubble (Elmegreen 1998).

presentaba el descubrimiento de algunas propiedades peculiares de un grupo de galaxias espirales con un núcleo muy brillante, al igual que una alta intensidad y grandes anchos en los perfiles de sus líneas de emisión.

En la década de los 50's, fueron encontradas una gran cantidad de radio fuentes. Debido a la poca resolución en los radiotelescopios utilizados en las observaciones no fue posible conocer la naturaleza y el origen de dichos objetos. Jesse Greenstein y Maarten Schmidt, por separado analizaron los espectros de las galaxias 3C48 y 3C273 y para su sorpresa no encontraron ningún patrón característico de los bien conocidos elementos químicos. Esto generó gran revuelo, pues por un momento se pensó que estos objetos estaban compuestos de nuevos elementos químicos. Finalmente pudieron determinar que los espectros correspondían a series conocidas pero que se encontraban con un corrimiento al rojo (de ahora en adelante redshift)  $z$  bastante grande, como se muestra en la figura 1.2.

El redshift  $z$  es un desplazamiento de las características espectrales debido a una combinación de redshift gravitacional, movimiento Doppler y la expansión general del Universo. El redshift gravitacional se debe a la pérdida de energía que sufre la luz cuando está dejando un potencial gravitacional profundo. Por su parte, las velocidades físicas

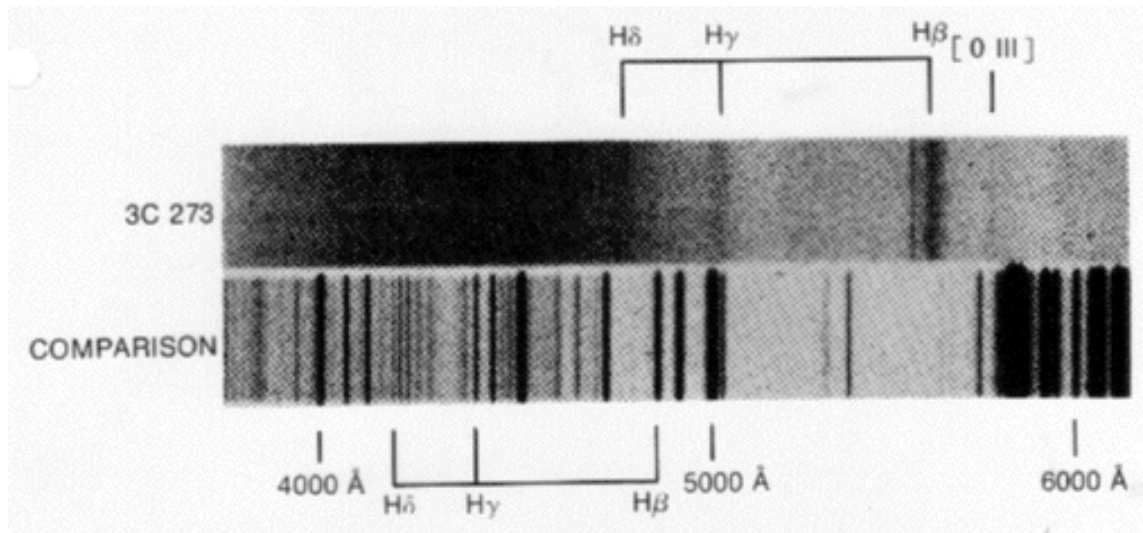


Figure 1.2: Espectro de 3C273. Introductory Astronomy and Astrophysics, Zeilik et al. 1992

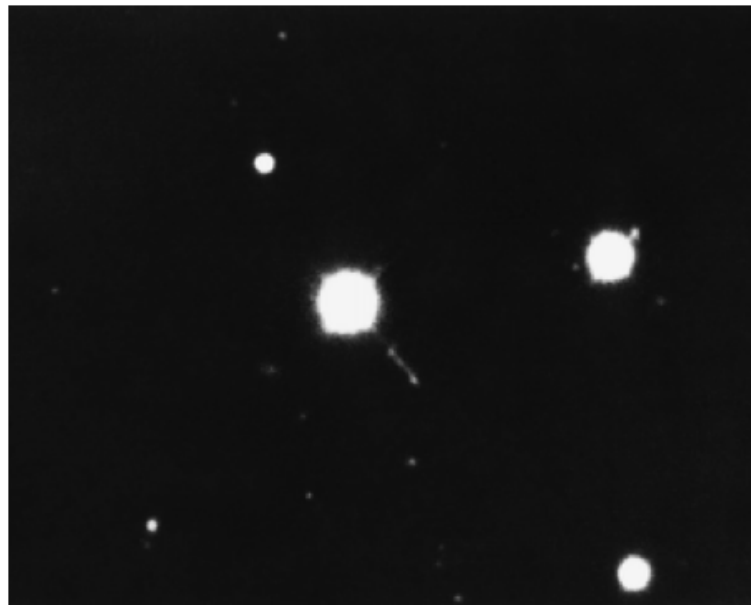


Figure 1.3: Imagen óptica de 3C273 (en la figura es el objeto central de mayor tamaño). Se puede ver su apariencia puntual, esto es, luce como una estrella. Crédito: National Optical Astronomy Observatories (NOAO)/ National Science Foundation/ Association of Universities for Research in Astronomy Inc (AURA).

del movimiento Doppler son a menudo de naturaleza gravitacional causados por el movimiento orbital entre galaxias o alrededor de un centro común de masas como en los cúmulos de galaxias. De otro lado, la recesión de las galaxias debido a la expansión del universo causa que las características atómicas observadas en sus espectros tengan un corrimiento a longitudes de onda mayores a las que tendrían en reposo. Para objetos fuera de nuestro Universo cercano, el redshift o las velocidades radiales aparentes son dominadas por la expansión cosmológica. Cuantitativamente el redshift está definido en longitudes de onda como:

$$z = \frac{\lambda_0 - \lambda_e}{\lambda_e}, \quad (1.1)$$

donde  $\lambda_0$  es la longitud de onda observada y  $\lambda_e$  es la longitud de onda emitida en reposo. Esta relación define a  $z$  en términos del corrimiento de las líneas espectrales producido por el efecto Doppler (ver apéndice B).

Esos objetos con las características descritas arriba fueron llamados *cuásares*, por su apariencia cuasi estelar (o puntual), como puede verse en la figura 1.3. Estos, junto con los primeros objetos descubiertos por Seyfert en 1943 son solo algunos tipos de lo que se conoce como *Galaxias activas* o *Núcleos de Galaxias Activas (AGN)* término que se refiere a la existencia de un fenómeno energético en el núcleo, o en la región central de la galaxia, y cuya luminosidad total no puede ser atribuida solamente a las estrellas y el medio interestelar que la conforman. Los núcleos de las galaxias activas son tan luminosos que pueden eclipsar la galaxia entera en la cual residen (conocida como la galaxia huésped), por lo que su apariencia óptica podría confundirse con la de una estrella. Fue con la ayuda de imágenes muy profundas, proporcionadas por el Telescopio Espacial Hubble (HST), que se pudo distinguir las partes débiles y extensas de estos cuásares.

La naturaleza única de estos objetos puede ser analizada a través de sus espectros que se extienden en un amplio rango de luminosidad, lo que constituye una de sus características más sobresalientes.

La mayoría de los AGNs presentan las siguientes características (Zeilik et al. 1992):

- Alta luminosidad, mayores que  $10^{37}W$ .
- Espectro de emisión de energía no térmica (sincrotrónica). Presenta exceso de flujo en ultravioleta, infrarrojo, radio y rayos x (comparado con galaxias normales).
- Zona de actividad bastante compacta de alta variabilidad en su intensidad.
- Alto contraste de brillo entre el núcleo de la galaxia y la estructura a gran escala.

- Apariencia explosiva o chorros de energía.
- líneas de emisión anchas (algunas veces).

A continuación analizaremos las principales propiedades de los AGNs.

## 1.1 Emisión del continuo y Distribuciones de Energía Espectral (SED)

Los AGNs emiten radiación fuertemente en bandas sobre todo el espectro electromagnético. La cantidad de energía emitida en cada banda para los diferentes tipos de AGNs es muy similar, en contraste a la radiación térmica normal proveniente de las estrellas producto de los procesos termonucleares, la cual se encuentra restringida en ciertas longitudes de onda. En la figura 1.4 puede observarse el amplio rango espectral de los AGNs comparado con el de una galaxia normal.

La Distribución de Energía Espectral (SED) es la cantidad de energía emitida en diferentes regiones de longitud de onda. Para las estrellas y galaxias normales, esta cantidad se ajusta bien a un cuerpo negro en el rango de temperaturas de  $2000 - 50000 \text{ K}$  con máximos en el ultravioleta (UV) y el cercano infrarrojo (NIR). Por su parte la emisión del continuo en los AGNs cubre todas las regiones del espectro electromagnético con fuertes líneas de emisión detectadas en la región UV y óptica del espectro (y más recientemente en rayos x). Esta región del UV/óptico se conoce como el Big Blue Bump (BBB) con un rango de temperaturas de  $10^{5\pm 1} \text{ K}$ .

La emisión del continuo en AGNs proviene de una combinación de procesos térmicos y no térmicos. Las observaciones muestran que las emisiones UV-óptica-IR de los AGNs son predominantemente de origen térmico, mientras que ambos extremos de energía del SED (esto es, las ondas de radio, rayos x y rayos  $\gamma$ ) son producidos por procesos de energía no térmicos.

La emisión térmica se refiere a la radiación producida por las partículas que obedecen a la distribución de velocidad de Maxwell-Boltzman por colisiones, donde existe una clara relación entre la distribución de energía sobre las longitudes de onda y la temperatura del objeto. Por su parte, en la emisión de energía no térmica, la distribución de energía cinética de las partículas es similar al espectro característico de la radiación sincrotrónica. Sobre esto se profundizará en las secciones siguientes.

El SED de los AGNs puede ser descrito como una ley de potencia de la forma  $F_\nu \propto \nu^\alpha$  donde  $F_\nu$  es el flujo de energía (usualmente medido en unidades de  $\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$

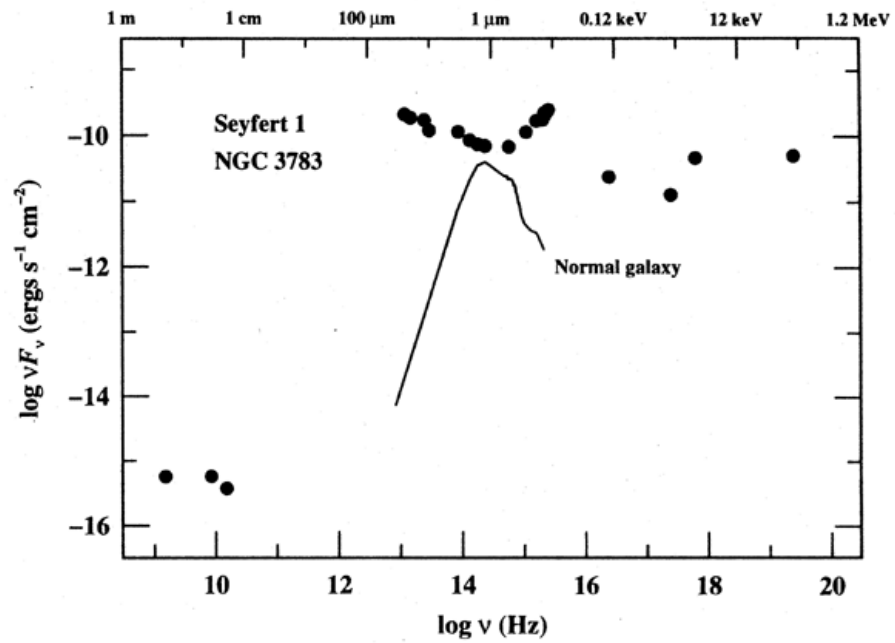


Figure 1.4: SED de un tipo de galaxia activa: Seyfert 1 NGC 3783 comparado con el SED de una galaxia normal tipo Sbc (línea continua). An introduction to active galactic nuclei (Peterson 1997).

a una frecuencia  $\nu$  determinada y  $\alpha$  es el índice espectral, generalmente un valor entre cero y uno.

Describir el SED como una ley de potencia puede ser una sobresimplificación del fenómeno ya que los perfiles de línea reales muestran a menudo asimetrías. Con todo esta ley se ajusta bastante bien a las observaciones.

### 1.1.1. Radiación térmica

La radiación térmica se produce básicamente por la excitación de los átomos los cuales promueven sus electrones a niveles de energía mayores y luego de un tiempo determinado (denominado tiempo de relajación  $\sim 10^{-8}$  s) el electrón regresa al nivel de menor energía (o su estado base) liberando el exceso de la misma con la emisión de un fotón. Un átomo puede ser excitado radiativamente o colisionalmente. La *excitación radiativa* ocurre cuando un fotón es absorbido por el átomo. La energía del fotón debe corresponder exactamente a la diferencia de energía entre los dos niveles de energía del átomo surgiendo así un *espectro de absorción*. Por su parte, la *excitación colisional* se produce cuando una partícula libre (un electrón u otro átomo) choca con un átomo, cediendo la partícula parte de su energía cinética (la cual debe corresponder con alguna transición electrónica) al átomo. Este regresa a su estado base emitiendo un fotón y produciendo un *espectro de emisión de línea* en el proceso.

Las líneas de emisión y absorción se originan por átomos individuales y sus perfiles característicos son más anchos cuando los átomos interactúan más vigorosamente entre ellos. Cuando un agregado de átomos interactúa muy fuertemente (como en un sólido, un líquido o un gas opaco) las características espectrales se mezclan entre sí resultando un espectro continuo.

La radiación térmica se identifica por tener un espectro característico conocido como *radiación de cuerpo negro* el cual solo depende de la temperatura absoluta. En la figura 1.5 se presenta un espectro característico de este tipo de radiación.

Los gases en el interior de las estrellas son opacos (altamente absorbentes) a toda radiación, lo que indica que tienen un espectro característico de origen térmico. Los siguientes conceptos definen la radiación de cuerpo negro:

- **Ley de radiación de Planck:** Max Planck (1858-1947) postuló que la energía electromagnética puede propagarse solo en cuantos discretos, o fotones, con una

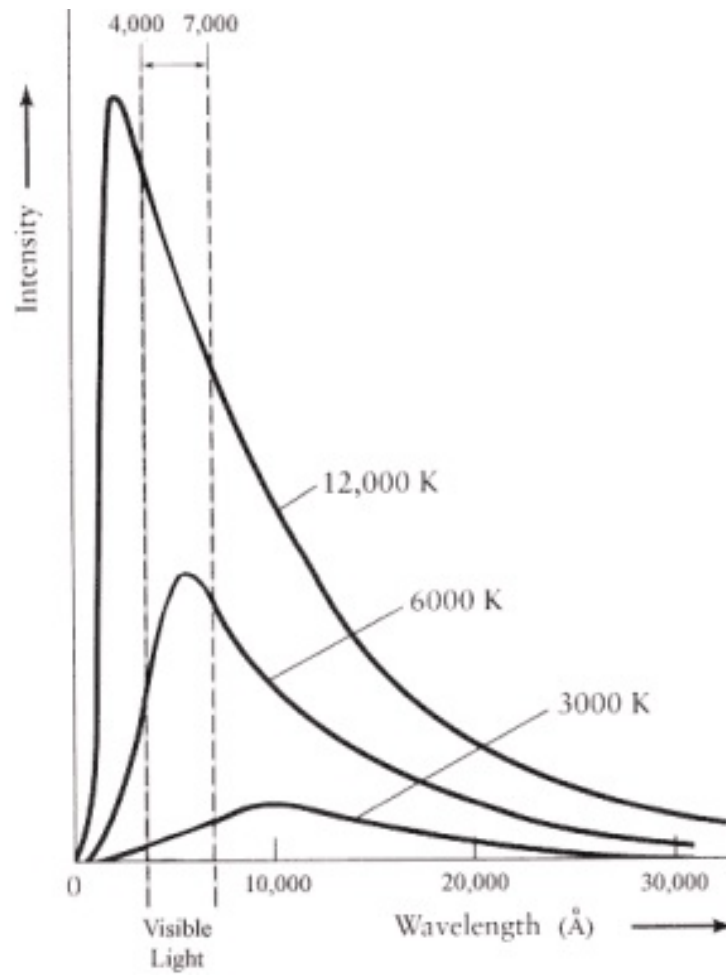


Figure 1.5: Diagrama de la radiación de cuerpo negro para tres temperaturas diferentes. El eje vertical es la intensidad de energía (o el flujo) y el eje horizontal es la longitud de onda. Créditos a David Spetzler, Arizona State University.

energía de  $E = \hbar\omega$ . La relación de intensidad espectral o ley de radiación de cuerpo negro de Planck es:

$$I(\nu)\Delta\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}, \quad (1.2)$$

donde  $I(\nu)\Delta\nu$  es la intensidad ( $J/m^2\text{seg sr}$ ) de radiación de cuerpo negro en una temperatura  $T$  en el rango de frecuencia entre  $\nu$  y  $\nu + \Delta\nu$ ,  $h$  es la constante de Planck,  $c$  es la velocidad de la luz, y  $k$  es la constante de Boltzmann.

- **Ley de Wien:** Wilhelm Wien (1864-1928) expresó la longitud de onda en la cual la intensidad máxima de la radiación de cuerpo negro es emitida (donde  $dI(\lambda)/d\lambda = 0$ ). La ley de desplazamiento de Wien está dada por:

$$\lambda_{max} = \frac{2,898 * 10^{-3}}{T} \quad (1.3)$$

donde  $\lambda_{max}$  está en metros cuando  $T$  está en kelvins.

- **La ley de Stefan-Boltzmann:** El área bajo la curva de Planck (integrando la función de Planck) representa el flujo de energía total,  $F$  ( $W/m^2$ ), emitido por un cuerpo negro cuando sumamos sobre todas las longitudes de onda:

$$F(T) = \sigma T^4, \quad (1.4)$$

donde  $\sigma = 5,669 * 10^{-8} W/m^2K^4$ . El brillo de un cuerpo negro incrementa con la cuarta potencia de su temperatura. Si se aproxima una estrella a un cuerpo negro, la energía total liberada por la estrella (su potencia o luminosidad en **vattios**) es  $L = 4\pi R^2\sigma T^4$  ya que la superficie estelar se toma como una esfera.

Un cuerpo negro emite alguna energía en todas las longitudes de onda, emitiendo una proporción mayor de su radiación en longitudes de onda más corta que uno frío. Un cuerpo negro muy caliente emite más energía por unidad de área y tiempo en todas las longitudes de onda que uno frío.

### 1.1.2. Radiación no térmica

Algunos espectros están compuestos de una gran cantidad de fotones de alta energía que no pueden ser descritos como radiación térmica, lo cual indica que no están ligados a la radiación de cuerpos calientes o a la temperatura. Tales fotones no se generan

producto del cambio de niveles de energía por parte de los electrones. Se conocen principalmente dos fenómenos físicos que producen radiación no térmica: los procesos sincrotrónicos y los procesos Compton inverso.

### 1.1.3. líneas prohibidas

El proceso en el que un átomo excitado vuelve a su estado base se conoce como desexcitación. Cuando esta se produce espontáneamente se habla de *desexcitación radiativa* ya que hay emisión de un fotón, de lo contrario este proceso se puede dar por *desexcitación colisional* que es el inverso de la ya mencionada excitación colisional .

Aunque la mayoría de las transiciones se producen en escalas de tiempo muy cortos, existen ciertas transiciones<sup>1</sup> (poco probables, que violan una de las *reglas de selección* de mecánica cuántica) que se producen mucho más lentamente. Esas transiciones son conocidas como transiciones prohibidas resultando así las líneas prohibidas. Estas usualmente se producen en gases de muy baja densidad, por lo cual las posibilidades de colisiones son muy pequeñas durante el intervalo de tiempo entre la excitación y la desexcitación radiativa. Las líneas prohibidas se denotan por medio de corchetes, por ejemplo el [OIII] es la línea prohibida del oxígeno dos veces ionizado.

### 1.1.4. Caracterización del perfil de línea

La intensidad relativa de varias líneas de emisión en un espectro son una función de la forma del continuo ionizante y por consiguiente pueden ser usadas para distinguir entre, por ejemplo, espectros de emisión de cuerpo negro o de ionización de ley de potencia. (Peterson 1997).

El ancho equivalente (EW) de una línea de emisión da una estimación de cuanto debería integrarse el continuo subyacente para obtener el mismo flujo de energía como el de la línea de emisión correspondiente. El EW está dado aproximadamente por:

$$W_{\lambda} = \frac{F_{line}}{F_{c(\lambda)}}, \quad (1.5)$$

---

<sup>1</sup>Las transiciones dipolares eléctricas tienen tasas de transiciones radiativas espontáneas del orden de  $\sim 10^{-8}$  seg. Por su parte, las transiciones no dipolares eléctricas tienen tasas de transición mayores.

donde  $F_{line}$  es el flujo de línea total dado en  $ergs s^{-1} cm^{-2}$  y  $F_{c(\lambda)}$  es el nivel de continuo subyacente a la línea de emisión dado en  $ergs s^{-1} cm^{-2} \text{Å}^{-1}$ , de esta manera el EW está dado en ångströms.

El término técnico Full Width at Half Maximum (FWHM) es la medida del ancho del perfil de línea a la mitad de su intensidad. La intensidad de las estrellas y galaxias pueden ajustarse bien a perfiles gaussianos, cuya función es de la forma

$$f(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left[-\frac{(x-x_0)^2}{2\sigma^2}\right], \quad (1.6)$$

donde  $\sigma$  es la desviación estándar<sup>2</sup>. El FWHM está relacionado con  $\sigma$  por

$$FWHM = 2\sigma\sqrt{2\ln(2)} \quad (1.7)$$

El FWHM medido debe ser corregido por la anchura instrumental de acuerdo a la ecuación:

$$FWHM_{corregido} = \sqrt{FWHM_{observado}^2 - FWHM_{instrumental}^2}, \quad (1.8)$$

siendo  $FWHM_{instrumental}$  el obtenido desde la resolución espectral teórica del espectrógrafo.

El ancho de las líneas se atribuye a diversos factores, tanto internos como externos. Para el caso que estamos trabajando, se asume que las líneas sufren *ensanchamiento Doppler térmico*<sup>3</sup> (Peterson 1997). Como las partículas del gas se pueden representar por una temperatura T (obedecen a la distribución de Maxwell-Boltzman), la velocidad de dispersión va a estar relacionada a dicho ensanchamiento, siendo esta la razón por la cual casi siempre el ancho de línea se mide en unidades de velocidad<sup>4</sup>, y usualmente

---

<sup>2</sup>La desviación estándar  $\sigma$  es la medida de dispersión estadística de una distribución de probabilidad o de algún grupo de datos. Una gran desviación estándar indica que los puntos de los datos están lejos del valor medio y una desviación estándar pequeña indica que los puntos se encuentran cerca del valor medio.

<sup>3</sup>El ensanchamiento Doppler térmico, es producido por corrimientos debido a la temperatura, ésta hace que los átomos del gas en las nubes de electrones se hallen en continuo movimiento, de tal manera que unos átomos se muevan hacia el observador y otros se alejen de él, emitiendo fotones con frecuencias ligeramente corridas al azul y al rojo respecto de la frecuencia central de la línea (la frecuencia del átomo emitida en reposo).

<sup>4</sup> $FWHM(\frac{km}{s}) = \frac{FWHM(\text{Å})}{\lambda_{line}} * c$ , donde  $\lambda_{line}$  es la longitud de onda de la línea de emisión y  $c$  es la velocidad de la luz.

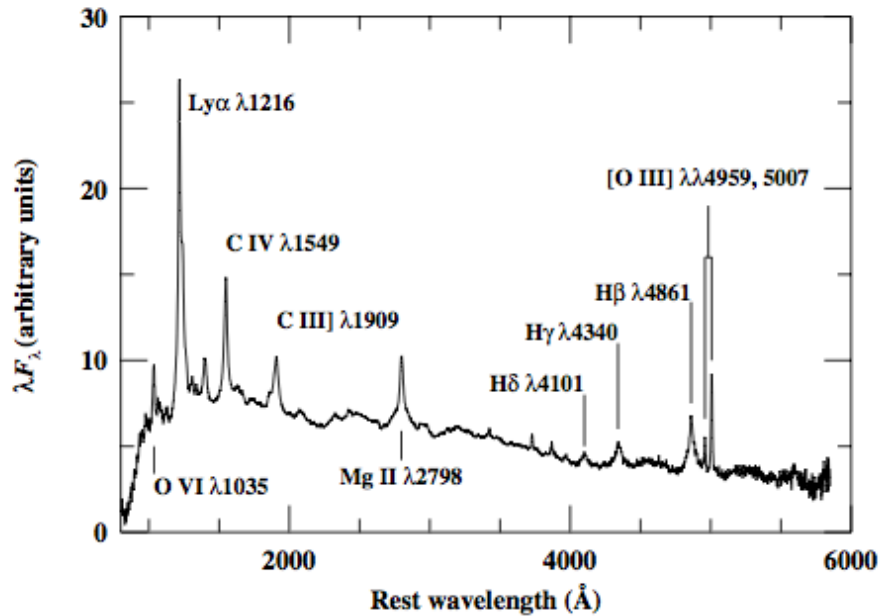


Figure 1.6: Espectro promedio de un cuásar en la región de UV-óptica (Peterson 1997).

en términos o del FWHM o de la anchura completa a intensidad cero (FWZI por sus siglas en inglés). En este trabajo se utilizará solamente el FWHM como parámetro de medida del ancho de las líneas.

Las líneas de emisión anchas y de alta intensidad son una característica de la mayoría de los AGNs, excepto para los BL Lacertae. En la región UV-óptica-IR del espectro, las líneas de emisión más prominentes (esto es, con un EW de entre 30-100 Å) son: Ly $\alpha$   $\lambda$ 1216, C IV  $\lambda$ 1549, C III]  $\lambda$ 1909, Mg II  $\lambda$ 2798, H $\beta$   $\lambda$ 4861, H $\alpha$   $\lambda$ 6563 y P $\alpha$   $\lambda$ 1,88 $\mu$  (ver figura 1.6). Estas líneas aparecen normalmente en todos los espectros de AGNs, pero dependiendo del corrimiento del objeto, algunas líneas no podrían observarse si caen fuera del rango espectral del detector con el que se está haciendo la observación.

Estas líneas de emisión en los AGNs, se pueden identificar en dos regiones físicamente distintas: la *Región de líneas Anchas* (BLR), la cual es una región compacta espacialmente ( $10^{15} - 10^{17} \text{ cm}$ ), con una alta densidad de partículas ( $n_e \sim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ ) y gran dispersión de velocidad ( $v_{FWHM} \sim 1000 - 25000 \text{ km s}^{-1}$ ) y la *Región de líneas*

*Angostas* (NLR), que se encuentra extendida espacialmente  $(100pc - 1kpc)^5$ , con una densidad de partículas baja ( $n_e \sim 10^3 cm^{-3}$ ) y velocidades de dispersión muy pequeñas ( $v_{FWHM} < 1000 km s^{-1}$ ). De estas importantes regiones se profundizará más adelante. Algunas líneas prohibidas tales como  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$ , presentan perfiles característicos de espectros de línea angosta en algunos AGNs.

## 1.2 Tipos de AGNs

### 1.2.1. Galaxias Seyfert

Las galaxias Seyfert son el tipo de AGN de menor luminosidad, tanto que su galaxia huésped puede ser detectada claramente a través de instrumentos de alta resolución (tales como el HST y algunos telescopios en tierra). Estudios morfológicos indican que la mayoría, si no todas, las Seyfert se dan en galaxias espirales. En la figura 1.7 se puede ver la imagen en el óptico de la galaxia Seyfert (tipo 2) M77 tomada con un telescopio del Mount Wilson and Palomar Observatories en California (Arp, H., 1966).

Edward Y. Khachikian y Daniel W. Weedman en 1974 distinguieron dos subtipos de galaxias Seyfert basados en las características de sus espectros ópticos. Estas son las galaxias Seyfert 1 (Sy1) y Seyfert 2 (Sy2).

- *Galaxias Seyfert 1 (Sy1)*: Tienen dos conjuntos de líneas de emisión (una ancha y otra angosta) superpuestos en sus líneas permitidas. Las líneas de H y en general sus líneas de emisión permitidas (HI, HeI y HeII) presentan grandes anchos<sup>6</sup> ( $FWHM \sim 1000 - 5000 km s^{-1}$ ), mientras que las líneas prohibidas como  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$ ,  $[NII]\lambda 6548, 6584$  y  $[SII]\lambda 6716, 6731$  son angostas ( $FWHM \sim 500 km s^{-1}$ ). Así mismo, su espectro tiene fuertes líneas de emisión de FeII. La figura 1.8 muestra un espectro característico de este tipo de AGN.
- *Galaxias Seyfert 2 (Sy2)*: Sus espectros muestran solamente líneas estrechas con un  $FWHM \sim 500 km s^{-1}$ . No tiene líneas de FeII. En la figura 1.9 se puede detallar un espectro característico de una Sy2.

<sup>5</sup>El parsec (pc) es una medida de longitud en astronomía.  $1pc = 3,26$  años luz.

<sup>6</sup>Un objeto de líneas permitidas angostas tiene un  $FWHM < 1000 km s^{-1}$  y los que tienen líneas anchas tienen un  $FWHM > 1000 km s^{-1}$ .

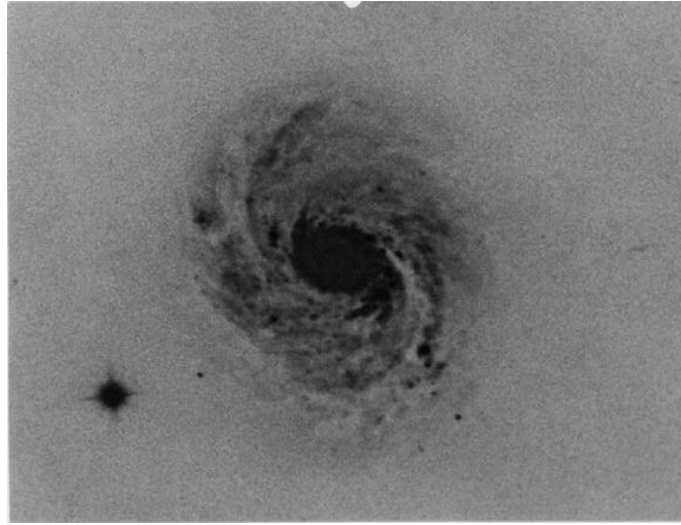


Figure 1.7: Imagen en el óptico de la Galaxia M77 , uno de los prototipos de galaxias Seyfert. Cuando se descubrió en 1780 se pensó que era una nebulosa. Con Instrumentos de mejor resolución se han podido obtener este tipo de observaciones donde los detalles del objeto son evidentes. Arp. H., 1966.

Donald Osterbrock (1981) introdujo tipos intermedios, basado en la apariencia del espectro óptico, entre ellos las *seyfert 1.5* con líneas de emisión de Balmer compuestas, formadas por una componente angosta superpuesta a una más ancha, las *seyfert 1.8* donde la componente ancha es muy débil, y detectada en  $H\beta$  y  $H\alpha$  y las *Seyfert 1.9*, donde solo la línea de  $H\alpha$  presenta componente ancha.

Las galaxias normales de tipo  $HII$ <sup>7</sup>, por ejemplo, tienen espectros de líneas angostas, parecidos en su apariencia a los de una Sy2. Un criterio espectroscópico para distinguir galaxias Seyfert de otros tipos es el cociente de flujo de  $[OIII]\lambda_{5007}/H\beta > 3$  (ver diagrama BPT, sección 1.2.4).

---

<sup>7</sup>Galaxias donde hay una alta formación estelar.

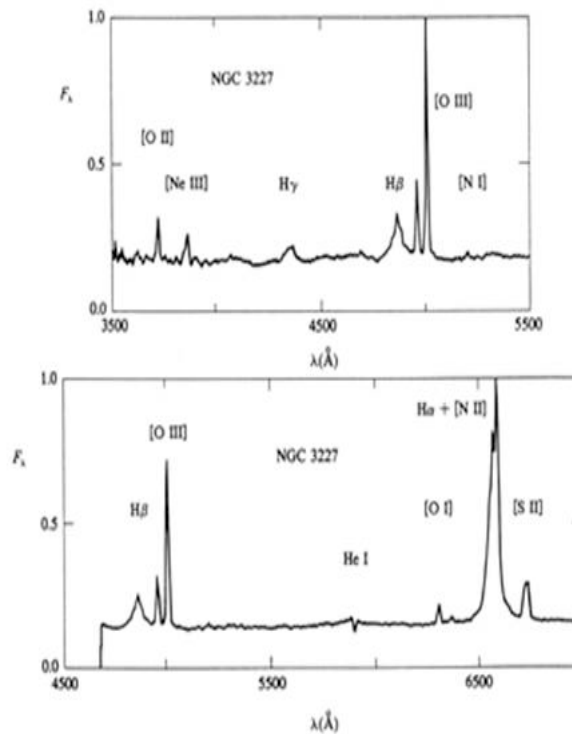


Figure 1.8: Espectros ópticos de de una galaxia Seyfert 1 (Osterbroke 1989, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei).

### 1.2.2. Radiogalaxias

Sus galaxias huésped son generalmente elípticas y se caracterizan por tener grandes lóbulos de emisión de radio que se extienden sobre un eje de la galaxia.

### 1.2.3. Cuásares (QSO)

Los cuásares son el tipo de AGNs de mayor luminosidad. A pesar de que fueron descubiertos por su emisión en radio, solo aproximadamente un 8 % emite fuertemente en esta longitud de onda. Se distinguen de las galaxias Seyfert en su apariencia óptica ya que no es posible resolver su galaxia huésped con telescopios en tierra y espectroscópicamente al tener líneas delgadas mucho más delgadas relativas a las líneas anchas.

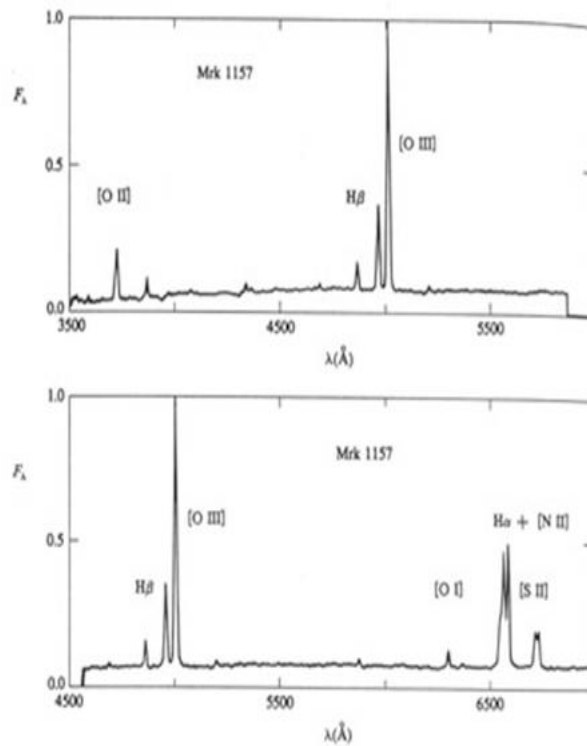


Figure 1.9: Espectros ópticos de de una galaxia Seyfert 2 (Osterbroke 1989).

#### 1.2.4. Liners

Su luminosidad nuclear es muy baja con respecto a los otros tipos de AGNs. Su espectro es comparable al de las galaxias Sy2, excepto en que las líneas de baja ionización como el [OI]  $\lambda 6300$  y el [NII]  $\lambda\lambda 6548, 6583$  son relativamente fuertes.

Como se mencionó en 1.2.1 el cociente de flujo de  $[OIII]\lambda_{5007}/H\beta > 3$  es un criterio para distinguir galaxias Seyfert de otros tipos de galaxias de línea de emisión. Baldwin, Phillips y Terlevich (1981) mostraron como varios tipos de objetos con espectros de línea de emisión similares pueden ser distinguidos considerando los cocientes de intensidad de dos pares de líneas. Los resultados se encuentran en la figura 1.2.4 conocida como diagrama BPT, del cual puede observarse como las LINERs se diferencian de las galaxias Sy2 por sus bajos valores en el cociente de  $[OIII]\lambda_{5007}/H\beta$  relativo al  $[NII]\lambda_{6583}/H\alpha$ , y de las regiones *HII* por sus grandes valores de  $[NII]\lambda_{6583}/H\alpha$ .

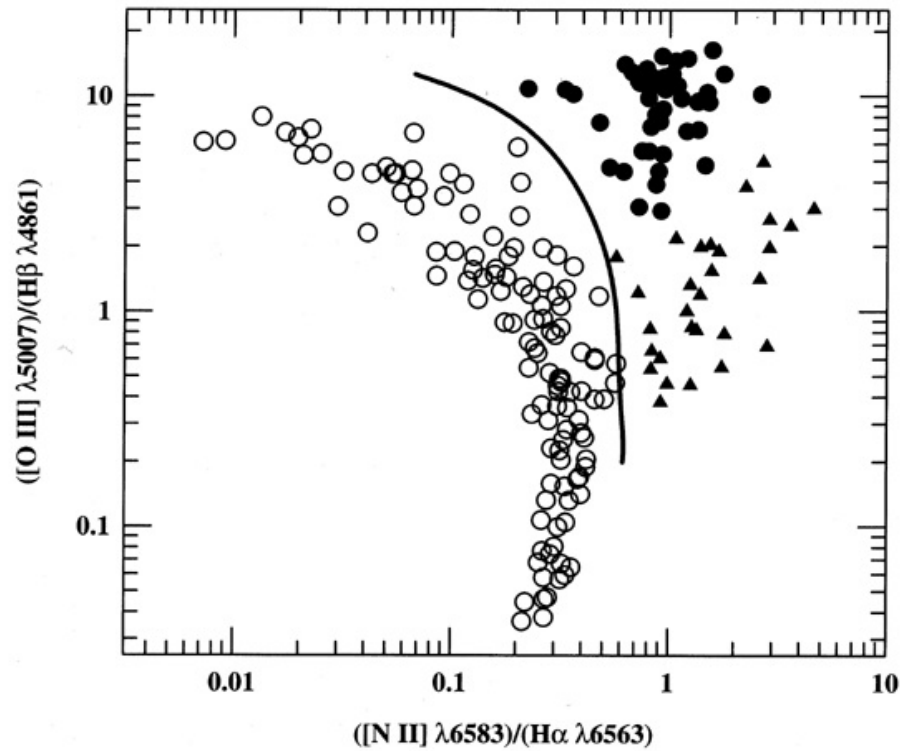


Figure 1.10: Diagrama BPT para galaxias de línea de emisión. El eje vertical es el cociente de flujo de  $[O\ III]\ \lambda_{5007}/H\beta$  y el eje horizontal es el cociente de flujo de  $[N\ II]\ \lambda_{6583}/H\alpha$ . Los círculos abiertos son las regiones *HII* (ionizadas por estrellas calientes), los círculos cerrados son AGNs de líneas angostas (ionizado por fotones de alta energía tales como los de espectros de ley de potencia). La línea sólida es una división empírica entre estos dos tipos de objetos. Los triángulos representan las LINERs. Peterson (1997).

### 1.2.5. Objetos BL Lac y Variables Violentas Ópticamente (OVV)

Los objetos BL Lac tienen un espectro carente de líneas de emisión o absorción. Los OVV presentan variaciones en su flujo en escalas de tiempo tan cortas como un día. Se les conoce como *blazares* y son grandes fuentes de radio. Se piensa que tienen una componente de chorros de energía relativista cerca a la línea de visión (detalles en la sección 1.3).

### 1.3 Modelo Unificado

La idea fundamental del modelo unificado es que las características observadas en los AGNs dependen de la orientación o son una función del ángulo de visión, por lo tanto los diferentes tipos de galaxias activas constituyen diferentes orientaciones de un mismo fenómeno. Este es el modelo más aceptado para la explicación de los AGNs.

Su base, esencialmente, depende de la morfología, y la búsqueda se encamina en tratar de encontrar correlaciones entre los parámetros observados caracterizando un AGN con el número mínimo de parámetros. De aquí que el modelo unificado puede catalogarse de dos maneras según el número de parámetros fundamentales que describan el fenómeno: fuerte o débil. El modelo unificado débil necesita de dos parámetros intrínsecos, a saber, la luminosidad en radio y la óptica, por lo que este tipo de modelo categoriza a los AGNs o en *radio-ruidosos* (RL) o *radio-callados* (RQ). El modelo fuerte por su parte, toma como parámetro solamente la luminosidad total (asumiendo que la luminosidad en radio y en el óptico están correlacionadas) y explica todas las diferencias observadas, entre esas las propiedades en radio/óptico por varios efectos de orientación (Peterson 1997).

Los elementos claves en el esquema son: una región de líneas angostas (NLR), una estructura con forma de toroide o de dona, formado por una capa de polvo gruesa y densa que tiende a opacar la luminosidad de la fuente central, una región de alta densidad con formación de líneas anchas (BLR) que a su vez rodea un disco de acreción. En adición un agujero negro y en algunos casos jets o chorros de energía. En la figura 1.11 se presenta una ilustración del modelo. Si el toroide está visto *de cara* (o face-on) su región central es visible y es posible la detección de líneas anchas. Por otro lado, si nuestra línea de visión es *de lado* (o edge-on) la región central es obstruida por el toroide y por lo tanto solo son visibles las líneas angostas. Los objetos BL Lac y OVV tienen una orientación de cara al toroide, donde el observador está mirando directamente al chorro de energía de la fuente de radio.

Observacionalmente se ha detectado que las líneas de emisión, tanto anchas como angostas, de los diferentes tipos de AGNs tienen un origen común y muchas de éstas observaciones apuntan a que dentro de algunas Sy2 se encuentra un núcleo de Sy1 oculto a la vista por un material ópticamente grueso. De hecho el espectro UV de las Sy2 tiene aproximadamente la misma forma que el de una galaxia Sy1, siendo el primer tipo (Sy2) solo un orden de magnitud más tenue que el segundo (Sy1).

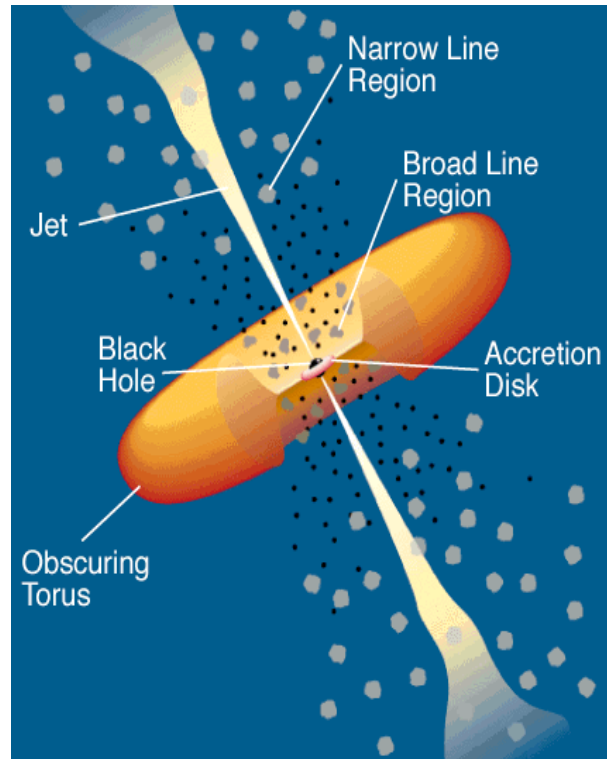


Figure 1.11: Esquema del modelo unificado. Crédito de la imagen: NASA.

Este modelo presenta inconsistencias para explicar satisfactoriamente algunos tipos de AGNs y no está claro cuales son los parámetros fundamentales a tener en cuenta. A pesar de que la luminosidad y la orientación son un buen punto de partida, hay otros factores importantes que deberían considerarse como la morfología de la galaxia y el contenido de polvo/gas.

### 1.3.1. Región de líneas angostas (NLR)

La NLR es la región más distante del AGN donde la radiación ionizante desde la fuente central aún tiene influencia y domina sobre las otras fuentes (como la estelar). Además es la única componente del AGN que se encuentra lo suficientemente extendida para ser resuelta en el óptico, como se observa en la figura 1.12. Esta es una imagen tomada por el HST de la línea de emisión de  $[OIII]$  de Mrk 3 la cual es una galaxia Sy 1. La NLR en esta imagen se extiende sobre aproximadamente  $800 pc$ . Una imagen de línea de emisión de una fuente extendida es producida obteniendo al menos dos imágenes de

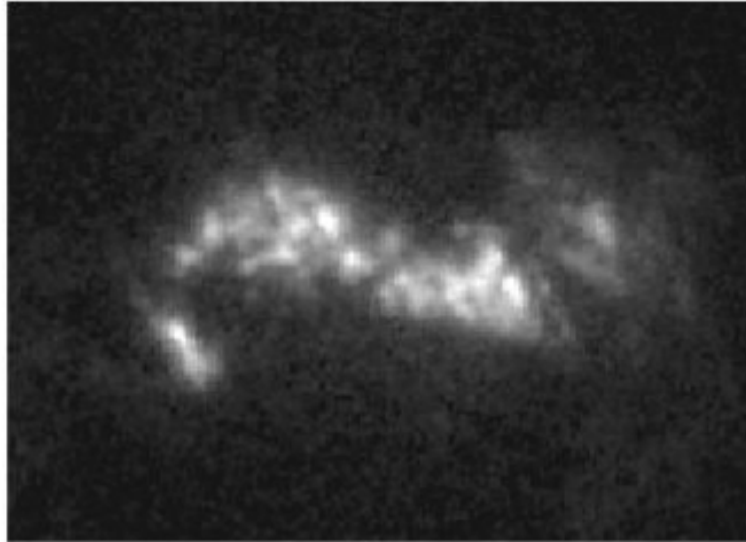


Figure 1.12: Imagen óptica de la línea de emisión de [O III] de Mrk 3 tomada por HST. Capetti 2002.

banda angosta de la fuente con uno de los filtros centrado en una línea de emisión y el otro filtro centrado en una región libre de líneas ubicado en el continuo.

A diferencia del BLR, la densidad de electrones en esta región es lo suficientemente baja para que las transiciones de muchas líneas prohibidas no sean suprimidas por colisiones<sup>8</sup>, por lo tanto estas líneas presentan fuertes perfiles en los espectros del NLR. Las transiciones no dipolares eléctricas se constituyen como uno de los factores más importantes en el estudio de regiones *HII*, nebulosas planetarias y AGNs de líneas angostas, debido a la densidad crítica de estos objetos.

El rango de temperaturas medidas para los electrones ( $T_e$ ) en la NLR esta entre 10000 – 25000 K. La NLR se caracteriza por tener un amplio rango de densidades. La fuerza relativa de las líneas depende tanto del  $n_e$  como del  $T_e$ .

Entre las líneas más prominentes del espectro de la NLR se cuentan  $Ly\alpha$   $\lambda$ 1216,  $CIV$   $\lambda$ 1549,  $CIII]$   $\lambda$ 1909,  $MgII$   $\lambda$ 2798,  $[NeIII]$   $\lambda$ 3869,  $HeII$   $\lambda$ 4686,  $H\beta$   $\lambda$ 4861,  $[OI]$   $\lambda$ 6300,  $[OIII]\lambda\lambda$ 4959, 5007  $H\alpha$   $\lambda$ 6563. Al igual que en el BLR, en esta región se presenta

<sup>8</sup>Cuando la densidad de electrones es baja la desexcitación radiativa es mucho más grande que la tasa de desexcitación colisional.

una amplia variedad de estados de ionización, con líneas de baja ionización como el  $[OI]\lambda 6300$  y de alta ionización como  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$ .

El FWHM para las líneas de emisión angostas se encuentra entre el rango de  $200 \lesssim \Delta v_{FWHM} \lesssim 1000 \text{ km s}^{-1}$ .

Como en el caso del BLR, se utiliza la luminosidad de las líneas fuertes para deducir algunas de las características básicas del NLR. De esta manera se puede inferir tanto el tamaño ( $r \gtrsim 100 \text{ pc}$ ) como la masa de esta región. De modo similar, no se espera que las líneas angostas del NLR presenten variabilidad debido a su baja densidad electrónica y por ser una región extendida.

Análisis espectroscópicos muestran que tanto la densidad como la velocidad de dispersión se incrementan al acercarse al núcleo del AGN, lo que es un claro indicio de la continuidad que existe entre la NLR y la BLR.

Finalmente, la morfología de la NLR es de simetría axial coincidiendo éstos con los ejes de los lóbulos de emisión de radio, cuando es una fuente de fuerte emisión en esta longitud de onda.

### 1.3.2. Región de líneas Anchas (BLR)

La BLR juega un papel fundamental en el entendimiento de la fuente central debido a su proximidad a ésta. Las líneas de emisión anchas permitidas surgen desde la BLR, una región de gas fotoionizado de alta densidad y grandes rangos de velocidad indicando la cercanía de esta región a la maquinaria central. Estudios estadísticos confirman que la BLR es un medio fotoionizado y estratificado en nubes de gas de diferente ionización, en vez de una estructura homogénea (Wandel et al. 1999). El perfil de línea de emisión producido por cada nube está determinado por el ensanchamiento Doppler térmico. De esta manera el ensanchamiento visto en las líneas producidas en la BLR es atribuido a los corrimientos Doppler diferenciales del movimiento de las líneas de emisión de cada nube. Específicamente el ancho característico de las líneas del BLR (comparadas con las del NLR) sugieren que estas emergen desde un profundo potencial gravitacional.

Usualmente los perfiles de ciertas líneas que presentan grandes ensanchamientos Doppler, se mezclan con los de otros elementos. Este es el caso (que para nuestro estudio tiene mayor relevancia) de la combinación que sufren las líneas de  $H\beta$  con el  $FeII$ .

Han sido consideradas dos regiones de emisión en la BLR de distancia similar desde la fuente central y además confirmadas gracias a métodos como el de Mapeo de Reverberación (tema que se retomará más adelante) y estudios estadísticos. Estas regiones son: **BLR HIL** para líneas de alta ionización como el  $CIV \lambda 1549$ ,  $HeII \lambda 4686$  y  $HeII \lambda 1640$  y el **BLR LIL** para las líneas de baja ionización como el  $H\beta$ ,  $Fe II_{opt}$ ,  $Fe II_{UV}$  y  $Mg$

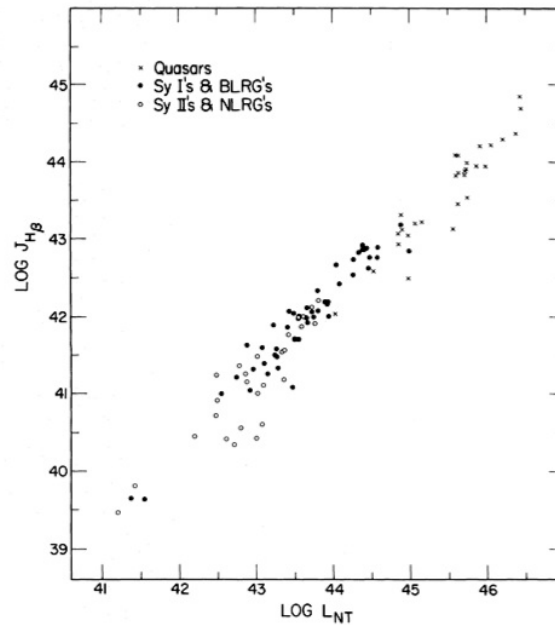


Figure 1.13: La luminosidad total de la línea de  $H\beta$  es proporcional a la luminosidad del continuo del AGN. Las unidades de las coordenadas son  $\text{ergs s}^{-1}$ . Yee 1980.

## II $\lambda 2798$ .

Con su morfología esférica, la estratificación de las nubes es notoria, particularmente en los picos de varias líneas en los cuales se observa que éstas surgen de diferentes velocidades radiales y atenuaciones, esto es, que los  $z$  medidos desde diversas líneas de emisión muestran ligeras diferencias (Peterson 1997). El sentido general de estos corrimientos en las longitudes de onda es que las líneas de alta ionización tienen corrimientos hacia el azul relativos a las líneas de baja ionización, las cuales tienen el  $z$  aproximado del AGN<sup>9</sup>.

La fuente de energía que maneja las líneas de emisión anchas en el espectro de los AGNs es la *fotoionización* por la radiación del continuo desde la fuente central, ya que los flujos en las líneas de emisión varían fuertemente en respuesta a los cambios en el flujo continuo (detalles en la sección 1.5.1). Esto se puede ver en la figura 1.13 donde se muestra la correlación existente entre la luminosidad de la línea de  $H\beta$  y la luminosidad en el continuo. Yee (1980) encontró que la luminosidad del continuo “no térmico” ( $L_{NT}$ ) sobre el rango  $\sim 3000 - 9500\text{\AA}$  es  $L_{NT} \approx 80L(H\beta)$ .

<sup>9</sup>Este puede ser medido desde las líneas prohibidas y/o las líneas de absorción de la galaxia huésped.

Uno de los resultados más importantes del mapeo de reverberación (tema que es ampliado en 1.5.1) es la evidencia de que la distribución de ganancia<sup>10</sup> cambia para diferentes líneas. Es decir, las líneas de emisión provenientes de gas altamente ionizado varían más rápidamente que las líneas de los niveles de baja ionización (como las líneas de la serie de Balmer). Esto es una clara evidencia que la estructura de ionización del BLR está estratificada radialmente (Peterson 1997).

La BLR es una región no resuelta espacialmente debido a su densidad y cercanía a la fuente central. Por esta razón se necesitan ciertos métodos para poder determinar su tamaño.

La dinámica del BLR es aún objeto de investigación y son bastantes los modelos que tratan de explicarla, lo que si está claro es que la aceleración gravitacional causada por la fuente central domina las nubes de esta región, por lo tanto a través del tamaño del BLR y su velocidad de dispersión es posible estimar la masa del agujero negro central con bastante exactitud a pesar de ser estos métodos indirectos.

### 1.3.3. Disco de acreción

La acreción es la acumulación de materia alrededor de un objeto masivo. Esta materia es extraída desde las fuentes cercanas al objeto producto de su fuerte campo gravitatorio. El disco se genera a partir de la conservación del momento angular, haciendo que el material caiga en espiral.

Los efectos observables de la acreción dependen de la masa acretada por unidad de tiempo (o tasa de acreción) y de qué tan profundo es el pozo potencial del campo gravitatorio del objeto acretor, que por lo general es una estrella de neutrones o un agujero negro.

La dirección de un fotón se ve afectada ya sea por dispersión (o por absorción y reemisión) en un átomo, cambiando en dirección de forma aleatoria. El momento resultante de los fotones es transferido al gas, ejerciendo la radiación una fuerza que debe ser balanceada por la aceleración de la gravedad cuando la luminosidad  $L$  tiene un valor llamado *luminosidad de Eddington* (también conocida como límite de Eddington, más detalles en 1.3.4). Así una fuente de fotones estable, ligada por la gravedad, no puede

---

<sup>10</sup>Lo que se conoce en astronomía como *responsivity* o la medida del desempeño del detector, esto es la razón de la señal de salida (el voltaje que será la medida de la potencia de señal de entrada, relacionado con el espectro fotoeléctrico) por la señal de entrada (óptica).

tener una luminosidad que exceda significativamente este limite, ya que el resultado son explosiones como las novas. El valor de Eddington depende de la opacidad del gas, y por lo tanto de su estado de ionización, además de la masa de la fuente más no del tamaño. La energía de acreción define el cociente de materia acretada (o tasa de acreción). La temperatura del disco de acreción aumenta al encontrarse más cerca de la fuente central ya que es ahí donde tanto la densidad del gas como su velocidad incrementan.

### 1.3.4. Agujero Negro (BH)

Los AGNs producen tanta energía como la debida a trillones de estrellas en un volumen tan pequeño como un parsec cúbico. Como se planteó arriba, el modelo que mejor describe este fenómeno es el que consiste de un disco de acreción caliente alrededor de un BH masivo. La energía entonces es generada por la caída gravitacional del material el cual es calentado a altas temperaturas en el disco de acreción disipativo.

La masa del BH se calcula asumiendo isotropía<sup>11</sup> y estabilidad de la fuente. Para evitar desintegración, el objeto debe encontrarse en equilibrio hidrostático, esto es, la fuerza hacia afuera ejercida por la presión de radiación (ver apéndice B) debe estar equilibrada con la fuerza hacia dentro de la gravedad.

El flujo de energía a una distancia  $r$  del centro está dado por:

$$f_{lum} = \frac{L}{4\pi r^2}, \quad (1.9)$$

donde  $L$  es la luminosidad de la fuente. Un fotón tiene una energía  $E = h\nu$  y un momento  $p$ . La presión de radiación entonces estará dada por :

$$P_{rad} = \frac{F}{A}, \quad (1.10)$$

donde  $F$  es la fuerza de radiación en un electrón simple sobre el área  $A$ . Esto a su vez puede escribirse en función de la energía como:

$$P_{rad} = \frac{1}{cA} \frac{dE}{dt}, \quad (1.11)$$

---

<sup>11</sup>Independencia en la dirección escogida para la medida.

en la que la derivada es la potencia de energía o la luminosidad, por lo que la presión de radiación se puede escribir como:

$$P_{rad} = \frac{f_{lum}}{c} = \frac{L}{4\pi r^2 c}, \quad (1.12)$$

así la fuerza de radiación  $F$  sobre un electrón simple se obtiene multiplicando por la sección transversal en la interacción con un fotón

$$\mathbf{F}_{rad} = \sigma_e \frac{L}{4\pi r^2 c} \hat{\mathbf{r}}, \quad (1.13)$$

siendo  $\sigma_e$  la sección transversal de la dispersión de Thomson<sup>12</sup> y  $\hat{\mathbf{r}}$  un vector unitario en la dirección radial, apuntando hacia afuera.

La fuerza gravitacional actuando sobre un par electrón-protón (con masas  $m_e$  y  $m_p$  respectivamente) debida a una masa central  $M$  es

$$\mathbf{F}_{grav} = -\frac{GM(m_e + m_p)\hat{\mathbf{r}}}{r^2} \approx -\frac{GMm_p\hat{\mathbf{r}}}{r^2}, \quad (1.14)$$

donde  $G$  es la constante gravitacional. Esta  $\mathbf{F}_{grav}$  debe balancear o exceder la  $\mathbf{F}_{rad}$ , por lo que  $|\mathbf{F}_{rad}| \leq |\mathbf{F}_{grav}|$ , así se tiene:

$$\sigma_e \frac{L}{4\pi r^2 c} \leq \frac{GMm_p}{r^2}, \quad (1.15)$$

$$L \leq \frac{4\pi Gcm_p}{\sigma_e} M, \quad (1.16)$$

$$L \approx 1,26 \times 10^{38} (M/M_\odot) \text{ergs s}^{-1}. \quad (1.17)$$

Esta última ecuación se conoce como el *limite de Eddington* el cual es usado para establecer una masa mínima del objeto central o masa de Eddington  $M_E$  para una

---

<sup>12</sup>La dispersión de Thomson es la dispersión de la radiación electromagnética por una partícula cargada, en este caso un electrón y equivale a  $\sigma_e = 6,65 \times 10^{-25} \text{ cm}^2$  (Peterson 1997). Este es el proceso de fotoionización que se da en las regiones centrales.

fuente de luminosidad  $L$ . Una luminosidad típica de un cuásar es de  $L_{QSO} \approx 10^{46} \text{ ergs s}^{-1}$  por lo que el orden de  $M_E$  es de  $\approx 10^8 M_\odot$  ya que

$$M_E = 8 \times 10^5 L_{44} M_\odot, \quad (1.18)$$

donde  $L_{44}$  es la luminosidad de la fuente central y se encuentra en unidades de  $10^{44} \text{ ergs s}^{-1}$ . El límite de Eddington entonces puede ser definido como la luminosidad máxima de una fuente de masa  $M$  que es potenciada por una acreción esférica de materia.

Es posible determinar la masa de la fuente central más directamente a través de una aplicación del teorema del virial. Esta masa virializada se obtiene asumiendo la fuente central como un objeto de simetría esférica con un número de átomos de gas idénticos, donde estos solo interactúan gravitacionalmente con velocidades cercanas a las keplerianas, por lo tanto la física utilizada es la newtoniana. Además el ancho de las líneas se debe al *ensanchamiento Doppler*, siendo posible así obtener la masa del objeto central (Wandel et al. 1999).

## 1.4 Modelo Unificado débil

Como se ha dicho el SED de los AGNs es bastante amplio teniendo un máximo en la banda de UV/óptico. Aquellos objetos que presentan una emisión significativa en radio son denominados objetos radio-ruidosos (RL); los que presentan altos niveles de radio-luminosidad en su mayoría tienen estructuras o de doble lóbulo o de jets de energía, se dice entonces que tienen una morfología extendida. Los radio-callados (RQ) por su parte, aunque también presentan cierta emisión en radio, la contribución de esta longitud de onda en la radiación de la fuente es despreciable y en general presentan una morfología compacta.

Uno de los grandes interrogantes de la astrofísica en este momento es saber por qué solo un 10% de los AGNs encontrados son radio-ruidosos y el resto permanece radio-callado (RQ) (Peterson 1997). Al respecto Wilson y Colbert (1995) sugirieron que el parámetro fundamental que determina si una fuente es RL (o en su defecto RQ) es un alto valor en la rotación y el tamaño del BH. Sobre esto no se tiene certeza razón por la cual es arduo el trabajo que se realiza con miras de entender el mecanismo que gobierna las propiedades de los diferentes tipos de AGNs. La tabla 1.1 resume el modelo de unificación planteado, dependiendo de cómo se esté observando el objeto o de frente (a un ángulo cerca a los  $90^\circ$  con respecto al toroide) o de lado (mirando directamente al toroide) (Peterson 1997).

Tabla 1.1: Posible modelo de unificación (Peterson 1997).

Propiedades de Radio	Orientación	
	De frente	De lado
Radio-callado	Seyfert 1	Seyfert 2
	QSO	galaxia FIR
Radio- ruidoso	BL Lac	FR I
	BLRG	NLRG
	QSO/OVV	FR II

BLRG son galaxias de líneas anchas y NLRG son galaxias de líneas angostas. Las FR I y FR II son fuentes de baja luminosidad y alta luminosidad respectivamente. Por último las FIR son galaxias de infrarrojo lejano.

### 1.4.1. Parámetro de radio-luminosidad

El parámetro de radio-luminosidad ( $R^*$ ) se utiliza para distinguir entre objetos que exhiben fenómenos de jets potenciados en radio los cuales dominan en la luminosidad del AGN (al menos en la longitud de onda de radio) y los que no presentan tal comportamiento (Shastri et al. 1993). La distinción se basa en la comparación entre la luminosidad en radio y la óptica del objeto, de la siguiente manera:

$$R^* = \frac{f_r}{f_B}, \quad (1.19)$$

donde  $f_r$  es la densidad de flujo (en mJy) en 5 GHz y  $f_B$  es la densidad de flujo en la banda B<sup>13</sup>. Un  $R^*$  de 10 se toma como la división entre los objetos radio-ruidosos ( $\log R^* > 1$ ) y los radio-callados ( $\log R^* < 1$ ) (Stoche et al. 1992).

<sup>13</sup>Filtro azul en el sistema de magnitud Johnson.

## 1.5 Métodos para la determinación de la masa de los BH

La región central de los AGNs presenta un interés particular debido a que es ahí donde se producen fenómenos físicos de características puntuales que pueden ayudar en el entendimiento de la formación y evolución galáctica, tópicos que presentan aún grandes interrogantes. Observacionalmente se ha encontrado que en el núcleo de cada galaxia, sea normal o activa, se encuentra un objeto compacto que, para el caso de las últimas, actúa como una maquinaria poderosa de energía producto de su enorme masa. Se cree que la formación y el crecimiento de los BH afectan la formación, evolución y las características de su galaxia huésped (Vestergaard 2004).

Los métodos de determinación de la masa del BH ( $M_{BH}$ ) se pueden categorizar en dos grupos: los métodos primarios y los secundarios. En los primeros el  $M_{BH}$  se puede obtener directamente de la medida del movimiento del gas y las estrellas que circunda la región central, cuya dinámica está ligada directamente al campo gravitatorio del BH. Por otro lado, de los métodos secundarios se puede obtener estimaciones de la masa por medio de aproximaciones de métodos primarios o desde la medida de parámetros que se encuentren correlacionados con la  $M_{BH}$ .

### 1.5.1. Mapeo de Reverberación (RM)

Entre los métodos primarios el de mapeo de reberveración es el más conocido y el que ha permitido hacer las mejores calibraciones de los métodos secundarios. Esta técnica es usada para medir el tamaño del BLR observando la respuesta de las líneas de emisión a variaciones del continuo, las cuales se encuentran retrasadas la una de la otra. El tiempo de retraso entre el continuo y las variaciones de la línea de emisión se debe al tiempo que demora en viajar la luz desde la fuente a las nubes del BLR. A este efecto con un comportamiento tal a un “eco” (de luz si se quiere) se le conoce como reberveración (Peterson 1997, Barth 2004). Así el método hace uso del dominio del tiempo para resolver estructuras que no pueden ser resueltas espacialmente de manera directa. La variación de las líneas de emisión con el continuo UV/óptico (con algún tiempo de retraso) a permitido entre otras, conocer la estructura y estratificación radial del BLR. Se sabe además que las nubes de la línea de emisión se encuentran cerca de la fuente del continuo ya que el tiempo de viaje de la luz atravesando el BLR es pequeño (Peterson 2001).

Un aspecto a tener en cuenta es que existen muchas contribuciones de flujo provenientes de líneas de emisión mezcladas con las líneas de las nubes del BLR (como las de Balmer, en donde se hacen las medidas) las cuales tienen tiempos de retraso diferentes

afectando así la medida del tiempo de retraso de las líneas de emisión de interés. Un ejemplo de esta situación potencial son las líneas de emisión variables de  $FeII$  cerca de la línea de  $H\beta$  (Kaspi et al. 2000), las cuales como se verá en capítulos siguientes necesitan ser extraídas.

Esta técnica es usada sobre un número limitado de AGNs, ya que puede ser aplicado solamente a fuentes variables y requiere espectros con seguimientos de escalas de tiempo de meses hasta años. Tales datos son muy difíciles de obtener por lo largo de las campañas de observación y la mayoría son para galaxias Seyfert de moderada luminosidad (Wandel et al. 1999).

Una consecuencia importante de las campañas de reverberación ha sido la detección de una correlación entre el tamaño del BLR y la luminosidad, hallado por Kaspi et al. (2000) con lo cual es posible determinar la  $M_{BH}$ . Este se constituye en el método secundario más utilizado (ver sección 4.5).

## 1.6 Galaxias Seyfert 1 de líneas angostas (NLS1)

Las NLS1 son un tipo de galaxias activas con propiedades extremas comparadas con las de otros tipos de AGNs que las hacen bastante interesantes por la gran cantidad de información que podría brindar el entendimiento de su comportamiento. La clasificación de éstas se basa principalmente en las propiedades en la región óptica de su espectro. Los primeros en hacer una descripción sistemática del espectro de las NLS1 fueron Osterbrock y Pogge quienes en 1985 las definieron como aquellas galaxias con espectros nucleares parecidos a los de las galaxias Seyfert 1, esto es, fuerte emisión de  $FeII$  y  $[OIII]$  relativamente débil comparado con sus líneas de Balmer, pero con líneas permitidas mucho más angostas a las de las Sy1, de ahí su nombre. En la actualidad, luego de tantos trabajos e investigaciones realizadas sobre las NLS1 en diferentes regiones del espectro electromagnético, se puede asegurar que su nombre no describe las reales características de este tipo de galaxias y por lo general se presta a confusiones. Entre las más reiterativas es pensar que son otro subtipo de las bien conocidas galaxias Seyfert y por otro lado el desconcierto que causa el saber que sus líneas permitidas si bien son más angostas que sus líneas prohibidas (para cada espectro en particular) éstas son por lo general más anchas que las líneas permitidas de las galaxias Sy2. En la figura 1.14 se puede apreciar las diferencias entre los dos subtipos de galaxias Seyfert “normales” y las NLS1.

El modelo que mejor explica las propiedades únicas y extremas que presentan las NLS1

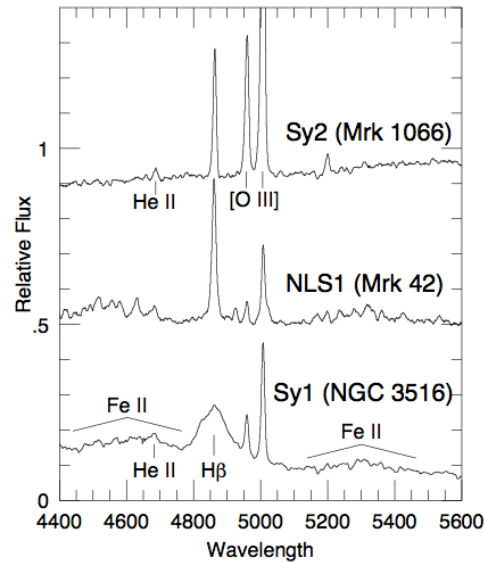


Figure 1.14: Espectros en la región del óptico donde se puede apreciar las diferencias existentes entre las galaxias Sy2 (espectro superior), galaxias NLS1 (espectro del medio) y las galaxias Sy1 (espectro inferior). Pogge 2000.

y con el mayor soporte observacional es el modelo de la tasa de acreción. Este plantea que las NLS1 tienen una tasa de acreción mucho más cercana al límite de Eddington que las galaxias Seyfert (Laor et al. 1997). Si se asume que la eficiencia de la conversión de energía de acreción en radiación es la misma tanto para fuentes cercanas al límite de Eddington como para las fuentes sub-Eddington, aquellas fuentes como las NLS1 (cercanas al límite de Eddington) deberían tener agujeros negros de menor masa comparados con los de las fuentes sub-Eddington que emiten la misma luminosidad. La tasa de acreción de las NLS1 debe ser alta para que pueda absorber todo el material que las circunda y esto implica que la emisión térmica del disco de acreción llegue a ser energéticamente dominante produciendo un exceso de rayos x.

A propósito, no solo las propiedades de las líneas de emisión ópticas de las NLS1 se distinguen de los otros tipos de AGNs; la variabilidad más extrema en rayos x suaves<sup>14</sup> entre todos los diferentes tipos de AGNs la presentan las NLS1s (Brandt et al. 1997,

<sup>14</sup>Los rayos x suaves tienen frecuencias menores que los rayos x fuertes, de hecho su rango de frecuencias se encuentra muy cercano al del UV extremo y tienen energías menores de 10 keV.

Boller et al. 1997, Brand et al. 1994). Esto se constituye en una gran evidencia de una alta tasa de acreción o una  $M_{BH}$  poco masiva con respecto a la de otros AGNs.

### 1.6.1. Criterios para la clasificación de NLS1

1. Líneas permitidas angostas sólo un poco más anchas que las líneas prohibidas (Osterbrock & Pogge 1985).
2.  $[OIII]\lambda_{5007}/H\beta < 3$  (Osterbrock & Pogge 1985).
3. FWHM  $H\beta < 2000$  km/s (Goodrich 1989).
4. Fuerte emisión de  $FeII$  (Véron- Cetty M. et al. 2001), incluso mayor que las galaxias Seyfert normales (Osterbrock & Pogge 1985).
5. Exceso en la radiación de rayos x suaves (Oshlack et al. 2001).

---

## Trabajos previos

---

### 2.1 Correlaciones importantes

Ciertas correlaciones encontradas empíricamente entre algunos parámetros característicos de los AGNs, constituyen una pieza fundamental en el entendimiento de los fenómenos físicos subyacentes de estos objetos y por lo tanto en la postulación de posibles modelos que los expliquen.

Se ha encontrado que el Fe II tiene una mayor emisión en cuásares radiocallados (RQ) y galaxias Seyfert que en cuásares radioruidosos (RL) y en radio galaxias (Osterbrock 1977). En cuanto a la morfología, Setti y Woltjer (1977) fueron los primeros en determinar que los espectros planos (o flat-spectrum, esto es, compactos morfológicamente y con un bajo índice espectral  $\alpha$ ) presentan una intensidad de Fe II más fuerte que los espectros con pendientes pronunciadas (o steep-spectrum, aquellos extendidos morfológicamente<sup>1</sup>). Observaciones realizadas por el HST han mostrado que, en general, los cuásares RL residen en galaxias huésped elípticas brillantes, y que casi todos los AGNs RQ se encuentran en galaxias espirales (McLure et al 1999).

Boroson y Green (1992), con base en el análisis de una completa muestra de AGNs, hallaron una fuerte anticorrelación entre las medidas del Fe II y el [OIII] conocida como el *componente principal 1* (PC1), siendo el Fe II fuerte en objetos con débil emisión de [OIII] y viceversa. La interpretación física de la PC1 es precisamente el cociente de Eddington. La estructura vertical del disco de acreción, la cual es gobernada por la tasa de Eddington, maneja las líneas de fuerte emisión y las componentes del continuo a través de la presión de radiación que ésta ejerce sobre las nubes del BLR y la región de

---

<sup>1</sup>En general con formación de lóbulos.

transición hasta la NLR. Las NLS1 caen en un extremo de la correlación del PC1 (con fuerte Fe II y débil [O III]), soportando esto el modelo de la tasa de acreción, siendo así este parámetro, en últimas el que indique si un objeto es NLS1 (cercano al límite de Eddington, con una  $M_{BH}$  pequeña comparada con la de otras AGNs) o una galaxia Seyfert.

## 2.2 Relaciones referentes a las radio propiedades

Xu et al. (1999) pudo determinar que los AGNs RL tienen emisiones de [OIII] mayores que los RQ, sugiriendo además la implicación del aumento en el tamaño de las masas del BH en los objetos RL, relación que fuera verificada por Laor (2000) al hacer el análisis con la muestra de AGNs de Boroson y Green (1992). Su resultado se encuentra en la figura 2.1, donde la mayoría de los objetos RL tienen  $M_{BH} > 10^9 M_{\odot}$  y los RQ tienen  $M_{BH} < 3 \times 10^8 M_{\odot}$ , es decir hay una fuerte relación entre estas masas y el cociente de la luminosidad radio/óptica. Las  $M_{BH}$  de Laor (2000) fueron determinadas con la línea de  $H\beta$ .

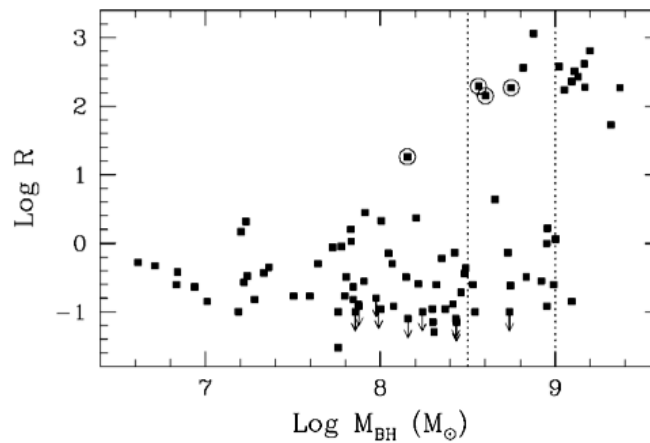


Figure 2.1: Resultado encontrado por Laor (2000) para  $\log R^*$  vs  $\log M_{BH}(H\beta)$  desde la muestra de Boroson y Green (1992). Laor (2000).

Así mismo la distribución entre el flujo óptico y el de radio presenta máximos simultáneos bajo condiciones similares para la mayoría de los AGNs (Laor 2000). Esto

es, al aumentar su radio-luminosidad también incrementa su emisión óptica.

En cuanto a las radio propiedades de las NLS1 son pocos los trabajos que se han hecho al respecto, en gran parte debido a que éstas en su mayoría aparecen como RQ y por la falta de muestras en esta longitud de onda que permitan realizar las investigaciones. Moran (2004) encontró que las propiedades en radio de las NLS1 difieren significativamente de las galaxias Seyfert clásicas. Por el contrario, Whalen et al. (2006) realizó un estudio de NLS1 con espectros del FBQS, no encontrando ninguna diferencia entre las NLS1 radio seleccionadas y las NLS1 tradicionales. En la literatura se encuentra solamente el caso de dos NLS1 con parámetros de radioruidosidad bastante elevados. La galaxia *PKS2004 – 447* con una radioruidosidad entre  $3,23 < \log R^* < 3,8$ , por ejemplo, fue clasificada por Oshlack et al. (2001) como una NLS1, la cual a pesar de cumplir con la definición, no tiene un espectro como los característicos de las NLS1, siendo evidente su débil emisión de Fe II. Por otro lado, la estimación de la masa del BH de este objeto resulta ser de  $\sim 5 \times 10^6 M_{\odot}$ , estando en total desacuerdo con las correlaciones existentes entre las  $M_{BH}$  y la radioluminosidad (donde se esperaría que  $M_{BH}$  tuviera un valor mucho mayor, con mínimo tres ordenes más de magnitud). El otro caso fue analizado por Zhou et al. (2003) con SDSS *J094857.3 + 002225*, una NLS1 con una radioruidosidad  $\log R^* \gtrsim 3$  y una masa de BH estimada en el orden de  $10^8 M_{\odot}$ . En ambos casos coinciden en concluir que estas propiedades tan inusuales deben ser sometidas a más investigaciones, no llegando a un resultado concreto.

Es evidente, que según la descripción hecha en el capítulo anterior para las NLS1, estos objetos se alejan significativamente de las fuentes con fuerte parámetro de radioruidosidad (exceptuando los dos expuestos en el párrafo anterior, que de hecho dejan grandes dudas en su clasificación). Los estudios previamente nombrados y las correlaciones existentes entre la emisión en radio y la masa del objeto compacto central se cumple para la mayoría de los AGNs, pero como es conocido, las NLS1 se caracterizan por tener parámetros extremos con respecto a los otros tipos de galaxias activas. Específicamente para el caso de la muestra que se ha elegido para este trabajo, se encuentran objetos con espectros planos y con parámetros de radioruidosidad no mayores que 3, lo cual resulta bastante bajo comparado con los objetos que probablemente fueron utilizados en el planteamiento de las correlaciones expuestas anteriormente.

---

## Análisis de los datos

---

### 3.1 Selección de la muestra

#### 3.1.1. FIRST Bright Quasar Survey (FBQS)

El FBQS es un catálogo de AGNs radioseleccionados y brillantes ópticamente realizado usando el Very Large Array (VLA) FIRST<sup>1</sup> y el catálogo del Cambridge Automated Plate Measuring Machine (APM) de objetos del POSS-I<sup>2</sup> (White et al. 2000).

El FBQS consiste en una muestra de cuasares no resueltos ópticamente, centrados en el norte galáctico en la región definida por  $+22^\circ < R.A < +43^\circ$  y  $7h < dec < 17h$ <sup>3</sup>, siendo el área de cielo cubierta de 2700 grados cuadrados. La exploración en radio hecha por el FIRST tiene un límite de densidad de flujo de  $\sim 1mJy$ <sup>4</sup> en una longitud de onda de 20cm. Entre los criterios de clasificación del FBQS están:

- La posiciones en radio y óptica deben coincidir. Si la contraparte óptica del FIRST

---

<sup>1</sup>El Faint Images of the Radio Sky at Twenty cm (FIRST) es un proyecto diseñado para producir el equivalente en radio del catálogo del Monte Palomar, el Palomar Observatory Sky Survey (POSS). <http://sundog.stsci.edu/>

<sup>2</sup>Palomar Observatory Sky Survey I es un catálogo de objetos en el óptico. <http://www.ast.cam.ac.uk/~mike/apmcat/>

<sup>3</sup>Donde  $R.A$  es la ascensión recta y  $dec$  es la declinación.

<sup>4</sup>Este es límite inferior de flujo, por debajo del cual las señales detectadas serán solo ruido del detector. Jansky es una unidad de medida de densidad de flujo utilizada en radioastronomía.  $1Jy = 10^{-23} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$ .

se encuentra en el APM ya sea en la placa roja (E) o azul (O)<sup>5</sup>, el objeto es un candidato para el FBQS.

- Objetos brillantes  $R \leq 17,8mag$  y azules  $B - R \leq 2$ .

En el FBQS clasificaron todos los objetos con líneas de emisión anchas como cuásares, no haciendo ninguna distinción entre cuásares y galaxias de línea de emisión anchas. De igual manera, los criterios de clasificación seguidos para otros tipos de galaxias fueron muy someros, al no ser ésta la finalidad del catálogo.

## 3.2 Muestra

Los espectros del FBQS se encuentran disponibles libremente. Se tuvo acceso a ellos a través del portal de servicio de catálogos astronómicos VizieR<sup>6</sup>.

La obtención de los espectros se realizó en cinco observatorios diferentes. En la tabla 3.1 se encuentran los telescopios y las resoluciones instrumentales de cada uno (White et al. 2000).

Tabla 3.1: Características de los espectrógrafos

Telescopio	Rango de longitudes de onda (Å)	Resolución (Å)
Lick 3 m	3600-8150	6
KPNO 2.1 m	3700-7400	4
APO 3.5 m	3650-10000	10
MMT 6 × 1.8 m	3600-8500	8
Keck II 10 m	3800-8800	8

Para este proyecto se ha limitado el rango del redshift a  $z < 0,5$ , garantizando así que la región del espectro que estamos observando con el fin de analizar las propiedades de las líneas de  $H\beta$  y  $[OIII]$ , caiga dentro del rango de longitudes de onda en el óptico. De esta manera se obtuvo una muestra de 171 objetos del FBQS.

A estos objetos se les aplicó el segundo y tercer criterio de clasificación espectral para

<sup>5</sup>Esto es, los filtros en el sistema de magnitudes Thuan-Gunn.

<sup>6</sup>Base de datos de cientos de catálogos recolectados principalmente por el Centre de Données de Strasbourg (CDS) en Francia. <http://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

NLS1 mencionados en la sección 1.6.1. De esta selección resultaron 43 posibles NLS1, 9 de los cuales son ruidos.

De los perfiles de las líneas de  $H\beta$  y  $[OIII]$  se obtendrán la mayoría de parámetros necesarios para los cálculos de la masa del BH. Es necesario que el cociente de señal a ruido  $(S/N)^7$  sea lo suficientemente alto para poder realizar las medidas directas del FWHM de las líneas analizadas. Los espectros que no tenían la suficiente resolución para poder realizar los ajustes con el objetivo de separar la componente angosta de la ancha en la línea de  $H\beta$  fueron descartados de la muestra. Probablemente muchos de esos objetos son NLS1 pero la baja calidad y resolución de los espectros sumado a la fuerte presencia de Fe II dificulta grandemente las medidas.

Finalmente, se trabajó con una muestra de 17 espectros de NLS1.

### 3.3 Extracción de Fe II

Entre las características espectrales representativas de las NLS1 está la emisión fuerte de Fe II que va desde las longitudes de onda de  $4450 - 4700\text{\AA}$  (la parte más azulada del espectro) y entre  $5070 - 5500\text{\AA}$ . En los espectros de galaxias NLS1, claramente se puede notar que el Fe II es un factor que dificulta la medida de los perfiles de línea tanto del  $H\beta$  como del  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007\text{\AA}$ . En pocas palabras, estas líneas se encuentran solapadas por la emisión del Fe II.

Es así, que con miras de incrementar la exactitud de los perfiles de línea, se hizo una sustracción del Fe II de los espectros de la muestra de AGNs a analizar, haciendo uso del método introducido por Boroson & Green (1992). En este método se utiliza una plantilla o template de Fe II extraída desde el espectro de *IZw1* (I Zwicky 1), la cual es una NLS1 brillante, y muy conocida por la intensidad de su emisión de Fe II, que sumado a su cercanía ( $z=0.061$ ) (Joly 2004), produce un espectro óptimo.

La extracción de Fe II en este proyecto, se realizó con el programa desarrollado en IDL<sup>8</sup> por el Dr. Emanuele Bertone (INAOE). La plantilla de Fe II tiene un cubrimiento espectral que va desde  $4250\text{\AA}$  a  $5700\text{\AA}$ . El procedimiento realizado se describe a continuación:

<sup>7</sup>Toda la información posible que se puede coleccionar de las observaciones es la señal que se desea obtener. Contrario a esto, el ruido es toda señal que no lleva ninguna información sobre la fuente que se está analizando. Hay muchas causas de ruido, aún el producido por el mismo detector y su intensidad en ocasiones dependerá además de la longitud de onda en la que se esté trabajando. Entre mayor sea el cociente de S/N más alta será la calidad de la observación.

<sup>8</sup>Interactive Data Language es un lenguaje de programación, bajo licencia, muy popular entre la comunidad científica para el análisis de datos. Se utilizó la versión 6.0. <http://www.itervis.com/idl/>

- Todos los espectros fueron corridos al marco de reposo del objeto. Esto se realizó con la tarea *dopcor* del paquete *onedspec* de IRAF<sup>9</sup>. Básicamente utiliza la relación  $z = \frac{\lambda_0 - \lambda_e}{\lambda_e}$  mencionada anteriormente.
- Se ajustó el continuo con una ley de potencia de bajo orden (el requerido para cada objeto). Se sustrae así el continuo para poder hacer el ajuste de la plantilla.
- Se dejaron como parámetros libres tanto la amplitud como el ensanchamiento Doppler de los perfiles de línea de la plantilla con el fin de poder realizar un mejor ajuste en cada uno de los objetos.

La figura 3.1 es una captura de la ventana final en el entorno de IDL luego del ajuste.

En la tabla 3.3 se encuentran resumidos los archivos obtenidos por el programa en IDL luego de hacer el ajuste y la extracción del Fe II. Los espectros tienen extensión *.fits*<sup>10</sup>.

<b>Archivos de entrada</b>	Espectro del objeto FBQS.	
	Plantilla de Fe II .	Galaxia NLS1 I Zw 1.
	Programa de IDL.	
<b>Archivos de salida</b>	* <i>_ic_tem</i> *	Curva del continuo ajustado a una ley de potencia.
	* <i>_ic_obs</i> *	
	* <i>_is_tem</i> *	Espectro sin continuo y sin Fe II.
	* <i>_is_obs</i> *	
	* <i>_it_tem</i> *	Espectro del Fe II sustraído.
	* <i>_it_obs</i> *	

Tabla 3.2: Archivos de entrada y salida del programa de extracción de Fe II realizado por el Dr. Emanuele Bertone (INAOE). Los archivos *tem* y *obs* pertenecen a la resolución de la plantilla y del espectro del FBQS respectivamente.

El continuo se ajusta a un polinomio de bajo orden, así se remueve la curva del espectro del NLS1 para normalizarlo con la plantilla y poder realizar la extracción del Fe II. Luego de extraer el Fe II del espectro del NLS1 se suma nuevamente a este último el

<sup>9</sup>Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) es un software libre, distribuido por National Optical Astronomy Observatories (NOAO), el cual es operado por Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. (AURA). Se utilizó la versión 2.13-Beta2. Disponible en <http://iraf.noao.edu/>

<sup>10</sup>Flexible Image Transport System (FITS) es un formato estándar usado en astronomía. Además de almacenar imágenes y espectros, guarda los datos astronómicos/científicos para el procesamiento de la información.

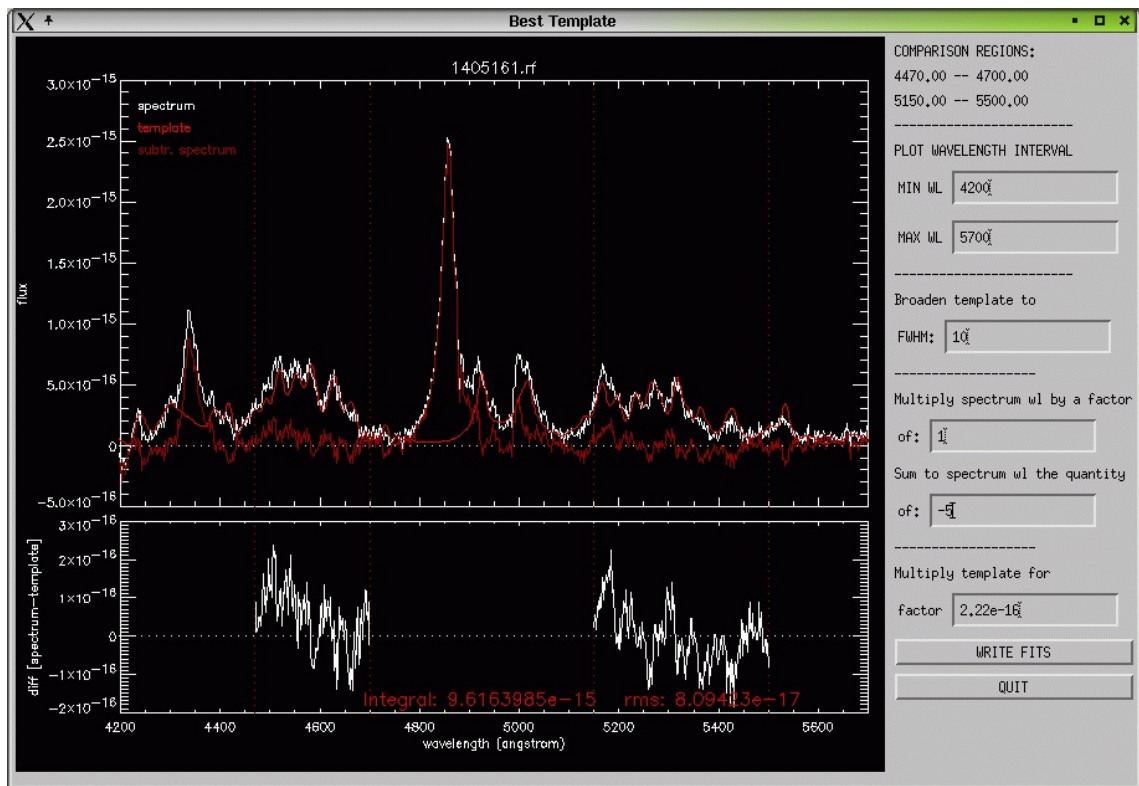


Figure 3.1: Ventana final en el entorno de IDL. En el cuadro superior, la señal blanca es el espectro del objeto, el espectro rojo intenso es la plantilla de *IZw1* y el espectro rojo suave es la diferencia entre el espectro del objeto y la plantilla. En el cuadro inferior se muestra dicha diferencia en el rango del FeII sustraído.

continuo<sup>11</sup>, resultando el espectro del cual se obtendrán los parámetros necesarios para la obtención de las masas del BH. En la figura 3.2 se muestra el resultado final del Fe II sustraído junto con el espectro de la NLS1 antes y después de la extracción del Fe II para la muestra seleccionada.

---

<sup>11</sup>Se realiza con la tarea de IRAF *imarith*. Este ejecuta una operación aritmética entre dos espectros, en este caso la suma entre el archivo *\*\_ic\_obs\** y *\*\_is\_obs\**.

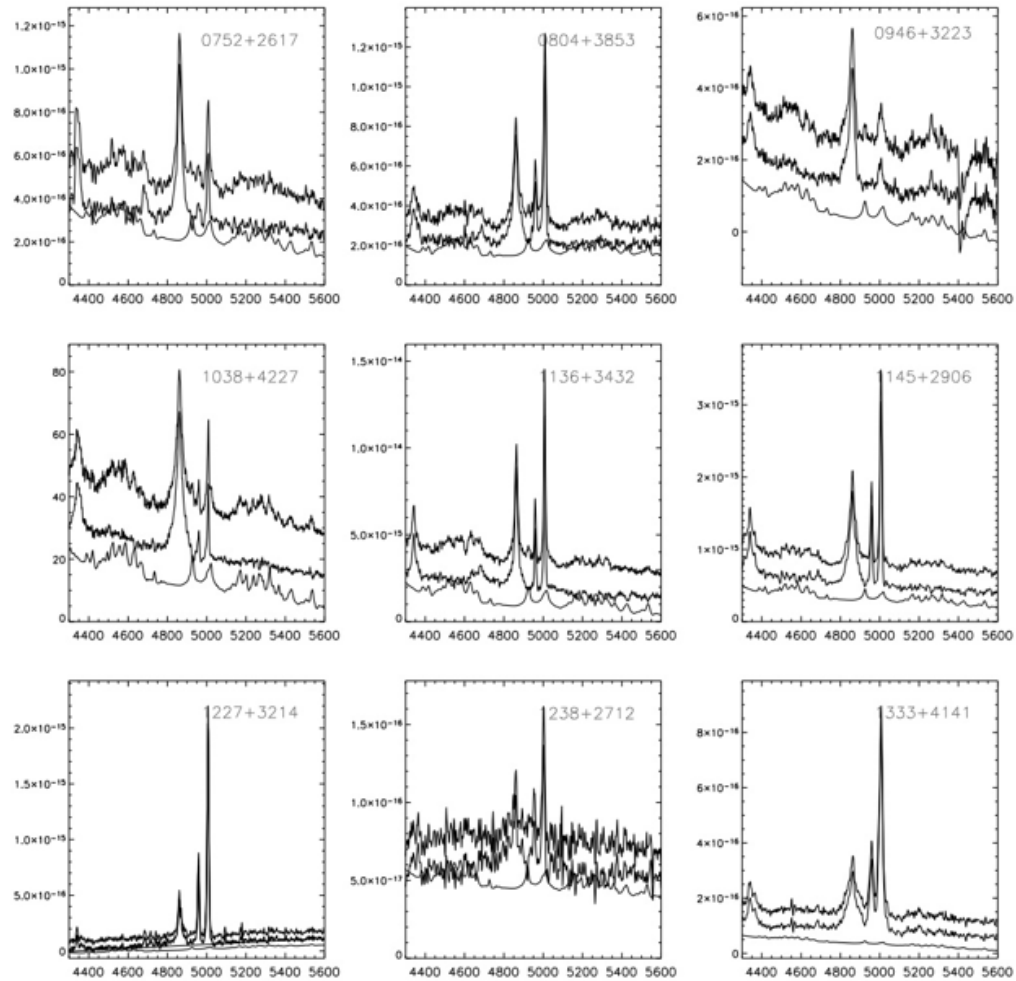


Figure 3.2: El espectro superior es el original u observado, el espectro del medio es el espectro final sin contribución de Fe II y el espectro inferior es el Fe II sustraído. El eje vertical muestra el flujo observado en unidades de  $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$  (estos son flujos relativos más una constante) y el eje horizontal es la longitud de onda en unidades de  $\text{\AA}$ . El eje vertical de los espectros de las galaxias 1038+4227, 1548+3511 y 1629+4007 se encuentra en unidades de  $10^{-17} \text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$ .

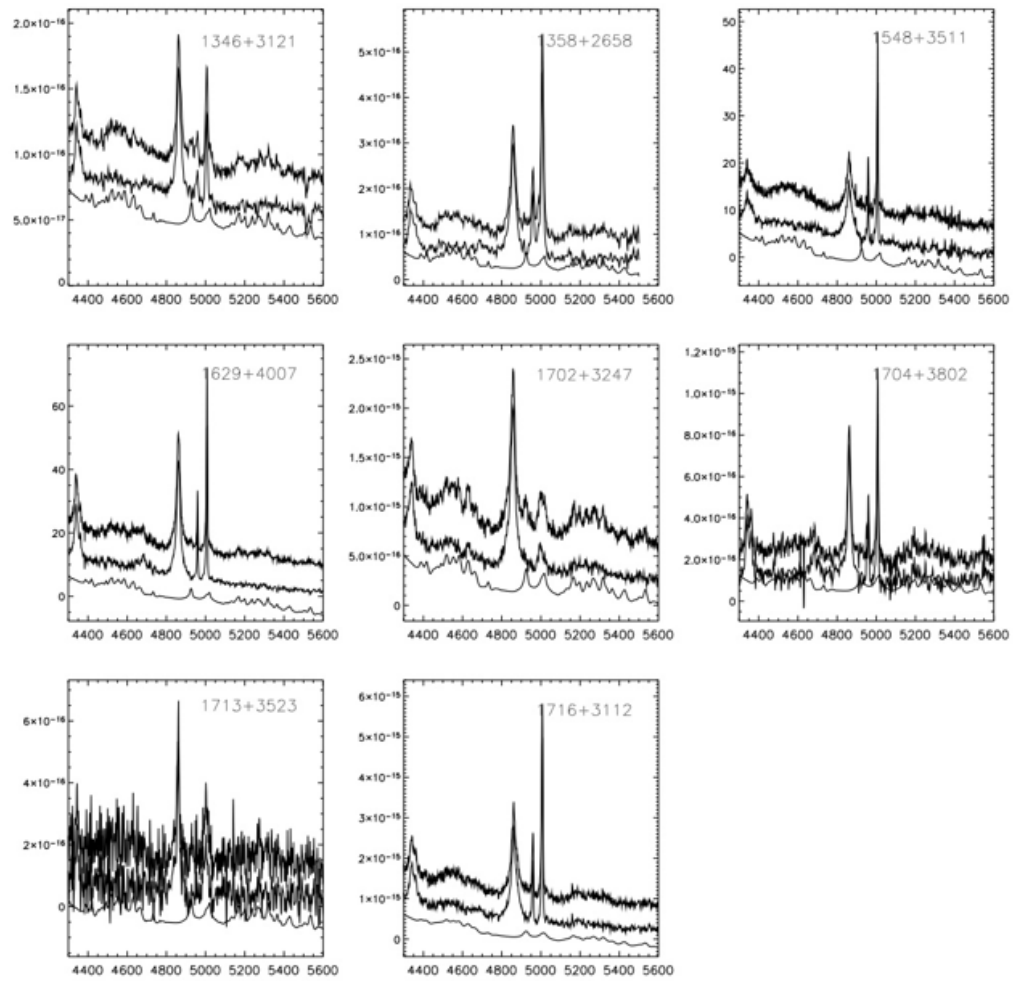


Figure 3.2: Continuación

---

## Obtención de Parámetros

---

### 4.1 Ajustes Gaussianos multicomponente

Cada uno de los perfiles de las líneas de emisión de  $H\beta$  y  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$  de los espectros de NLS1 que se han analizado fueron caracterizados mediante ajustes gaussianos en términos de su velocidad de dispersión dada por el FWHM. Debido a que las líneas permitidas presentan simultáneamente componentes anchas y angostas, fue necesario realizar ajustes multicomponentes con el fin de separar la contribución proveniente desde la NLR de la línea de  $H\beta$ . Esto se llevó a cabo gracias a PeakFit<sup>1</sup> y al paquete *spectool* de IRAF. De esta manera se asegura que los parámetros se obtendrán netamente de la BLR tal como indica el método que se está siguiendo.

El doblete de líneas prohibidas de  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$  que surge desde la NLR, es característico en los espectros de las NLS1. Whittle (1985) encontró que las líneas de emisión del NLR tienen perfiles similares y además que los perfiles de línea de emisión provenientes de esta región en las líneas de Balmer son los mismos al del  $[OIII]\lambda 5007$ . Por consiguiente el perfil de ésta línea prohibida se utiliza como plantilla para la emisión de la NLR (Dietrich 2005). El FWHM de  $[OIII]\lambda 4959$  debe ser igual al de  $[OIII]\lambda 5007$  y el flujo debe ser aproximadamente un tercio del valor del correspondiente al  $[OIII]\lambda 5007$ <sup>2</sup>.

Los perfiles de línea de  $[OIII]$  ajustan bien con un sistema de doble gaussiana (ver fi-

---

<sup>1</sup>Peakfit es un paquete de software científico bajo licencia utilizado para el análisis de espectros y labores de estadística en general.

<sup>2</sup>Dado por el cociente teórico  $I([OIII]\lambda 5007)/I([OIII]\lambda 4959) = 2,95$  (Shemmer 2004).

gura 5.4 apéndice 5.3). Como plantilla del NLR se toma el ajuste de línea más angosto. El doble sistema del NLR podría entenderse en términos de la continuidad existente entre la NLR y la BLR (ver 1.3.1).

## 4.2 Separación de la contribución de la BLR y la NLR

Obtenida la plantilla del NLR, se procede a extraer dicha contribución de la línea de  $H\beta$  para la obtención de los parámetros. Es importante cuidar que al extraer la componente del NLR, el perfil resultante, es decir, el de la contribución desde la BLR en la línea permitida, posea un perfil que pueda ser posteriormente ajustado con una gaussiana, sin asimetrías o picos (lo cual podría ser producto de una mala elección de la plantilla). Un ejemplo se muestra en la figura 4.1.

Se verifica que se ha hecho un buen ajuste, si al sustraer todas las líneas de emisión, el espectro queda sobre un continuo, como se muestra en la figura 4.2.

Al igual que el  $[OIII]$ , la línea de  $H\beta$  puede ser caracterizada por multicomponentes gaussianos. Ciertamente en este punto, no se ha clarificado aún el número de componentes que físicamente conformarían el perfil de esta línea de Balmer en las NLS1. Una línea de emisión no ideal (con ciertas asimetrías si se quiere) puede ser representada adecuadamente con una gran cantidad de ajustes gaussianos. No obstante, no tendría sentido físico alguno dicho procedimiento, si no se consigue explicar y/o entender el origen de éstos.

En trabajos previos, como el realizado por Dietrich et al. (2005), se muestra que el perfil de la línea de  $H\beta$  se puede representar muy bien con la componente debida a la NLR y con dos perfiles gaussianos ( $2G$ ) para la componente de la BLR: una componente ancha y una intermedia (como se muestra en la figura 4.2). Sin embargo, no se encuentra una justificación fundamentada del por que de la componente intermedia.

Podría pensarse que la componente intermedia es producida por vientos de partículas que se mueven en esa región, como un paralelo a lo que ocurre en aquellas galaxias que emiten fuertemente en radio y que forman lóbulos que se extienden axialmente. Como no se tiene certeza aún del doble sistema del BLR (si es que existe realmente o es solo producto de un modelado matemático en algunos perfiles de línea), se ha decidido trabajar con una representación de una sola componente proveniente del BLR (como se muestra en el atlas de espectros en el apéndice 5.3). De esta manera la línea de  $H\beta$  se ha representado con una doble gaussiana, una que representa la contribución proveniente

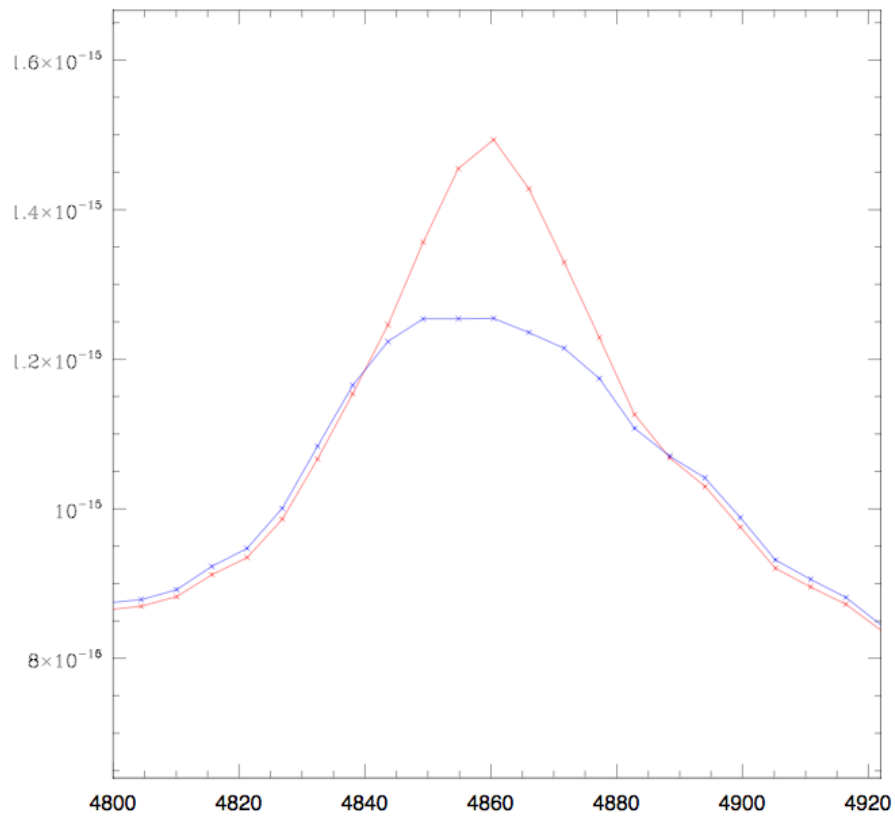


Figure 4.1: línea de emisión de  $H\beta$ . La línea roja es el perfil con las componentes BLR + NLR. La línea azul es el perfil de la línea permitida únicamente con la contribución del BLR. El eje vertical se encuentra en unidades de  $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2}$  y el eje horizontal en unidades de  $\text{Å}$ .

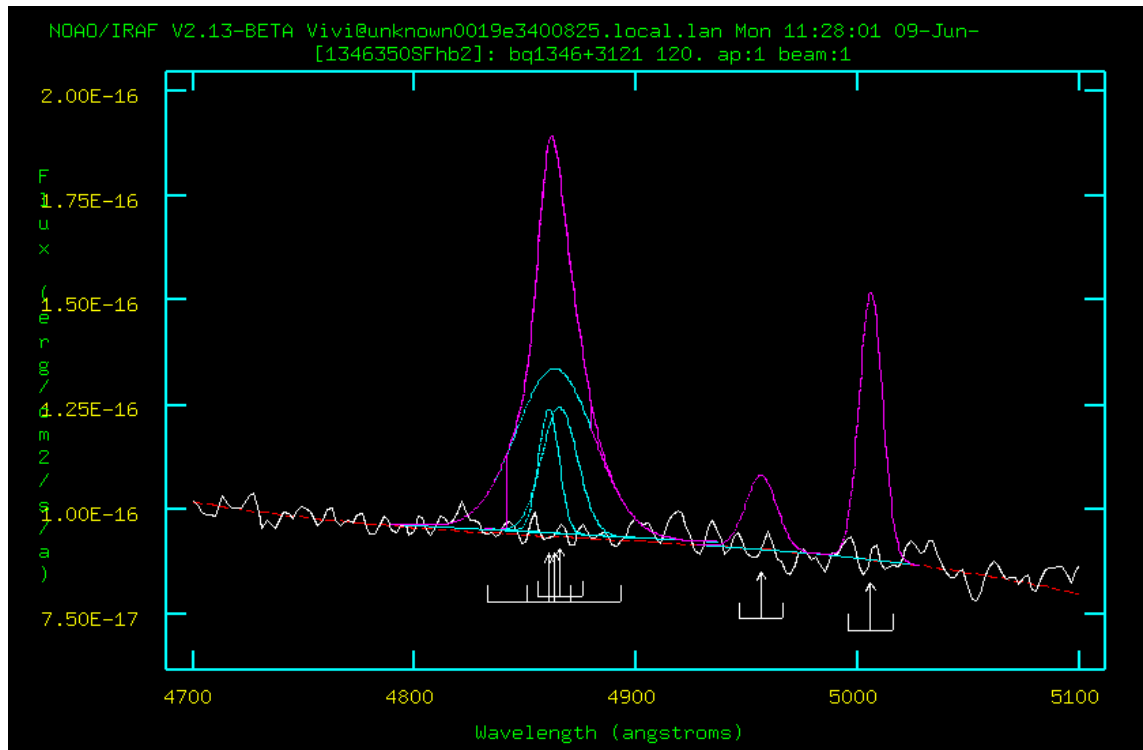


Figure 4.2: Residuo de las líneas de emisión luego de hacer los ajustes gaussianos (señal blanca). Puede notarse como queda todo sobre un continuo.

de la NLR y la otra de la BLR.

En síntesis, los ajustes se realizaron bajo las siguientes especificaciones:

- El Fe II fue extraído de los espectros usando el método de Boroson & Green (1992).
- Los perfiles de línea de emisión de  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$  fueron utilizados como una plantilla para la emisión de la NLR. Estos fueron ajustados a un sistema de dos gaussianas.
- Se fijó la longitud de onda central ( $\lambda_c$ ) de la componente angosta del  $[OIII]\lambda 4959$  y  $H\beta\lambda 4861$  con respecto a la hallada en  $[OIII]\lambda 5007$ , guardando la siguiente relación:

$$\lambda_{4959} = \lambda_{5007} * 0,9904. \quad (4.1)$$

Por lo tanto solo permanecieron libres la componente ancha de  $H\beta$  y la componente angosta de  $[OIII]\lambda_{5007}$  (McLure & Dunlop 2004).

- El cociente del flujo  $I([OIII]\lambda 5007)/I([OIII]\lambda 4959) = 2,95$  (Shemmer 2004).
- El FWHM de la componentes angostas del  $H\beta$  y del  $[OIII]$  son iguales, y debe seguir la relación (ver apéndice A para detalles):

$$\sigma_{4959} = \frac{\sigma_{5007}}{1,0097}, \quad (4.2)$$

$$\sigma_{4861} = \frac{\sigma_{5007}}{1,030}. \quad (4.3)$$

Donde  $\sigma$  es la desviación estándar dada por la velocidad de dispersión.

- La densidad de flujo del continuo en el rango de  $5050 - 5150\text{\AA}$  se calculó con la tarea *spectrum statistics* del paquete *guiapps* de IRAF. Este toma un promedio de ese rango en  $\sim 5100\text{\AA}^3$ .

---

<sup>3</sup>Las observaciones indican que todas las líneas de Balmer en objetos específicos tienen cerca del mismo nivel de variabilidad en  $5100 \text{\AA}$  (Kaspi 2000).

- Todos los perfiles fueron corregidos por la respuesta instrumental usando la resolución instrumental de la tabla 3.1.

De esta manera, al tener claramente separadas las regiones de emisión de líneas fue posible obtener el flujo de energía tanto de la línea de  $H\beta$  ( $F_\lambda(H\beta)$  con la componente angosta removida) como el flujo en el continuo óptico ( $F_\lambda(5100\text{Å})$ ).

### 4.3 Estimación de la luminosidad en el continuo óptico y en $H\beta$

Las interpretaciones cosmológicas se basan en que la energía y la materia se encuentran contenidas en el universo y sus explicaciones dan lugar a los diferentes modelos cosmológicos.

La dinámica de la expansión del universo se puede describir a partir de la ecuación de Friedmann. Este es un modelo homogéneo e isótropo del universo en el contexto de la Teoría de la relatividad general y cuantitativamente se puede escribir como:

$$\dot{R}^2 - \frac{8\pi G}{3}\rho R^2 = -kc^2, \quad (4.4)$$

siendo  $R$  el factor de escala del universo y  $k$  la curvatura gaussiana, donde  $k = 0$  para el modelo del universo plano con extensión infinita. Además  $\rho$  es la densidad de energía, que para este modelo cubre solo la contribución debida a la materia.

De acuerdo al modelo de Friedmann, un universo plano produce una densidad crítica  $\rho_c$ . A partir de esto se define el parámetro de densidad  $\Omega$  el cual viene dado por el cociente de la densidad de materia entre la densidad crítica o bien:

$$\Omega \equiv \frac{\rho}{\rho_c} = \frac{8\pi G\rho}{3H^2}, \quad (4.5)$$

donde  $H$  es la constante de Hubble o el parámetro de expansión del universo, que cambia con el tiempo (al igual que  $\rho$ ). Para referirse al valor actual del parámetro de densidad y de la constante de Hubble se utiliza  $\Omega_0$  y  $H_0$  respectivamente.

A través de algunas cantidades observables se pueden deducir cantidades intrínsecas

para un objeto distante. Para esto se requiere la distancia la cual no se puede medir directamente. Es necesaria entonces la formulación de conceptos que permitan interpretar las observaciones cosmológicas. La relación entre la densidad de flujo monocromático y la luminosidad se constituye en una de las más importantes en la cosmología observacional. En esta relación se asume una emisión isotrópica. Así los fotones emitidos por una fuente pasan con una densidad de flujo uniforme a través de una superficie esférica que la rodea dada por  $4\pi[R_0 S_k(r)]^2$ , donde  $R_0$  es el radio de la esfera y  $S_k(r)$  es una función de la métrica de Robertson - Walker<sup>4</sup>. La relación entre el  $z$  y la distancia o el diámetro lineal al objeto ( $D_z$ ) está dada por (Peacock 1999, Peebles 1993):

$$D_z = R_0 S_k(r) = \frac{2c}{H_0} \frac{\Omega z + (\Omega - 2)[(1 + \Omega z)^{1/2} - 1]}{\Omega^2(1 + z)} \quad (4.6)$$

La luminosidad en cada banda ha sido calculada de acuerdo a su definición  $L_\lambda = 4\pi D_z^2 F_\lambda$ , donde  $F_\lambda$  es el flujo en el continuo óptico o en  $H\beta$ .

La cosmología utilizada es: la constante de Hubble o la velocidad de expansión del universo  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , el parámetro de densidad de materia  $\Omega_{mat} = 0,3$ , la constante cosmológica  $\Omega_\Lambda = 0,7$  y el parámetro de desaceleración  $q_0 = 0,5$ .

El enrojecimiento (mejor conocido como *reddening*, ver apéndice B para definición) y los efectos de orientación puedan complicar las medidas. Es por esa razón que los flujos observados, tanto para  $F_\lambda(5100)$  como para  $F_\lambda(H\beta)$ , han sido corregidos por la extinción galáctica usando el valor de  $A_B$ <sup>5</sup>, estos valores fueron tomados desde el NED<sup>6</sup>.

Para el cálculo de la luminosidad en el continuo, los flujos  $F_\lambda(5100)$  son multiplicados por la longitud de onda en donde fueron medidos (en este caso en  $5100 \text{ \AA}$ ) ya que se encuentran en unidades de  $ergs \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ , esto es, una densidad de flujo. El flujo de  $H\beta$  se toma midiendo directamente el perfil de la línea con IRAF.

<sup>4</sup>Esta es la métrica formulada en la cosmología observacional. Para más detalles y profundización matemática remitirse a Peacock (1999), Peebles (1993).

<sup>5</sup>La curva de extinción de la galaxia en el filtro B del sistema de magnitudes Johnson.

<sup>6</sup>The NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) es operado por el el Jet Propulsion Laboratory, en CalTech, bajo contrato con National Aeronautics and Space Administration (NASA). <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

## 4.4 Estimación del radio del BLR

Todos los AGNs tienen los mismos parámetros de ionización, a saber, la densidad del BLR y la distribución de energía espectral (SED) ionizante. Debido a que las medidas del tamaño del BLR ( $R_{BLR}$ ) por mapeo de reverberación requieren monitoreos del continuo y de las líneas de emisión por grandes períodos de tiempo, se ha optado por la utilización de las relaciones empíricas para poder determinar el  $R_{BLR}$  y así la masa de los BH (Wu et al. 2004). Dichas relaciones fueron halladas en principio por Kaspi et al. (2000) con base en las correlaciones observadas del tamaño del BLR respecto a las diferentes bandas de luminosidades analizando cuales de ellas influenciaban más en el tamaño del BLR.

Luego de muchas campañas de observación llegó a la siguiente relación para la determinación del tamaño del BLR a partir de la luminosidad en el óptico (Kaspi et al. 2005):

$$R_{BLR} = 22,3 \pm 2,1 \left[ \frac{\lambda L_{\lambda}(5100\text{\AA})}{10^{44} \text{ergs}^{-1}} \right]^{0,69 \pm 0,050} \text{light} - \text{days}, \quad (4.7)$$

donde  $\lambda L_{\lambda}(5100\text{\AA})$  es la luminosidad en  $5100\text{\AA}$ .

Los métodos que ellos utilizaron para determinar dicha relación fueron básicamente de regresión lineal encontrando la ley de potencias entre el tamaño del BLR y la  $\lambda L_{\lambda}(5100\text{\AA})$  (para detalles remitirse a Kaspi et al (2005)).

Esta relación aplica para AGNs con luminosidades ópticas entre el rango de  $10^{43} < \lambda L_{\lambda}(5100\text{\AA}) < 10^{46} \text{ ergs s}^{-1}$  y fue hallada en general para objetos radio-callados.

Kaspi et al. (2005) encontró que la luminosidad de la línea  $H\beta$  puede ser considerada como un buen indicador para la luminosidad del AGN siendo ésta manejada por el continuo ionizante, no hallando es su muestra diferencia alguna en la relación previamente encontrada entre  $R_{BLR} - L_{\lambda}(5100\text{\AA})$  y cuando la luminosidad es medida en la línea de Balmer. Por su parte Wu et al. (2004), argumentó que la luminosidad óptica podría no ser un buen indicador de la luminosidad ionizante para los AGNs ruidosos, debido a que éstos usualmente poseen jets o chorros de energía que pueden contribuir significativamente al continuo óptico<sup>7</sup>. Por lo tanto la masa de un BH de un objeto

---

<sup>7</sup>Los jets de energía no solo dominan en radio o en radiaciones de alta energía sino también contribuyen en la luminosidad óptica, de hecho han sido descubiertos muchos jets ópticos en AGNs por el HST (Scarpa et al. 1999, Jester 2003, Scarpa & Urry (2002)).

radioruidoso puede ser sobreestimada si ésta es determinada a partir de la relación  $R_{BLR} - L_{\lambda}(5100\text{\AA})$ . Wu et al. (2004) y Laor et al. (1998), entonces, propusieron que la luminosidad de  $H\beta$ , la cual está libre de los efectos de los jets, podría ser un mejor indicador para este tipo de objetos obteniendo la siguiente relación:

$$R_{BLR}(H\beta) = (24,044 \pm 1,202) \left[ \frac{\lambda L_{\lambda}(H\beta)}{10^{42} \text{ergs}^{-1}} \right]^{0,684 \pm 0,106} \text{light} - \text{days}, \quad (4.8)$$

siendo  $L_{\lambda}(H\beta)$  la luminosidad medida desde la línea de  $H\beta$ .

Las dos relaciones expuestas arriba fueron utilizadas para obtener el  $R_{BLR}$  de cada objeto de la muestra seleccionada.

## 4.5 Estimación de la masa del BH

Como ya se ha dicho, las correlaciones entre las variaciones de las líneas y la emisión del continuo de los AGNs, pueden ser utilizadas para determinar el tamaño y la geometría del BLR. Basado en la premisa, de que la gravedad domina el movimiento del gas del BLR (estando así el material ligado gravitacionalmente) y con el análisis de mapeo de reverberación de una gran muestra de diferentes tipos de AGNs, Kaspi et al. (2000) (Grupe & Mathur (2004) derivó una relación empírica entre la masa del BH central y la luminosidad del AGN, dada por

$$M_{BH} = 1,479 \times 10^5 R_{BLR} \left[ \frac{FWHM(H\beta)}{10^3 \text{km s}^{-1}} \right]^2 M_{\odot}, \quad (4.9)$$

donde el  $FWHM(H\beta)$  se toma directamente de la línea de  $H\beta$  sin la contribución de la componente del NLR y debida al ensanchamiento Doppler de la línea de emisión. Esto físicamente indica la velocidad de dispersión, con la cual se mueve el material producto de la influencia gravitatoria del objeto central (Wandel et al. 1999). La masa se encuentra en unidades de masas solares  $M_{\odot}$ <sup>8</sup>. La masa se determinó para todos los objetos tanto para el  $R_{BLR}$  medido en el continuo como en la línea de Balmer.

---

<sup>8</sup>Una masa solar corresponde a  $M_{\odot} = 1,989 \times 10^{30} \text{ kg}$ .

Todas las correlaciones y formulaciones empíricas han utilizado una gran muestra de diferentes tipos de AGNs, concluyendo en que la diferencia en las masas del BH estimadas con las relaciones  $R_{BLR} - L_{\lambda}(5100\text{\AA})$  y  $R_{BLR} - L_{\lambda}H\beta$  incrementa con la radioluminiosidad del objeto (Wu et al 2004). Lo que se conoce de las propiedades de las NLS1 en radio es muy poco debido a su baja emisión en esta longitud de onda. Con esta muestra se pretende observar si este tipo de AGNs de características extremas sigue dicha relación.

---

## Resultados y discusiones

---

La muestra final analizada consta de 17 NLS1, en donde 8 de los espectros presentan radio-luminosidad con  $\log R^* > 1$ . En la tabla 5.1 se presentan los parámetros primarios de dichos AGNs. El nombre del objeto corresponde a los primeros valores de las coordenadas ecuatoriales, esto es, la ascensión recta (RA) y la declinación (dec) del objeto. La segunda columna es el redshift  $z$ , la tercera columna corresponde al parámetro de radio-luminosidad. Ambos parámetros fueron obtenidos desde la tabla de información general de los objetos que se encuentra en White et al. (2000). La cuarta y quinta columna son la extinción galáctica y la longitud de onda central de la línea  $H\beta$ . La sexta y séptima columna corresponden al FWHM de la línea de  $H\beta$  (sin la componente del NLR y corregida con la resolución instrumental) y el FWHM del  $[OIII]\lambda 5007$  (componente angosta). Las dos últimas columnas son el valor del flujo en  $H\beta$  y en el óptico respectivamente.

Luego de hacer la extracción del Fe II, se encontró que los objetos 0946 + 3223, 1702 + 3247, 1713 + 3523 no tienen línea de emisión de  $[OIII]\lambda 4959$  (como puede verse en la figura 5.4), por lo cual resultó complicado encontrar una buena plantilla del NLR para sustraer dicha componente de la línea permitida.

El espectro de 1238 + 2712 es muy ruidoso, la línea de  $H\beta$  no está lo suficientemente clara y se tornó complicada la separación de componentes, razón por la cual el FWHM de su línea permitida presenta un valor muy elevado.

Una situación particular se presentó con el objeto 1629 + 4007, ya que no fue posible separar la componente angosta de la línea de  $H\beta$  con la plantilla del NLR tomada desde sus líneas prohibidas. Finalmente ambas componentes, tanto angosta como ancha, se dejaron libres en la línea permitida y de ahí se tomaron los parámetros. Analizando el

espectro original (antes de la extracción de líneas solapadas) se nota que no presenta fuerte emisión de Fe II, siendo este uno de los criterios importantes en la clasificación de un NLS1. Es posible que este objeto sea una transición de algún tipo de AGN.

La tabla 5.2 contiene los resultados obtenidos a partir de las relaciones empíricas para determinar las masas de los agujeros negros de cada NLS1 utilizando los parámetros primarios consignados en la tabla 5.1. El  $R_{BLR}$  fue calculado a través de los dos métodos descritos en el capítulo anterior, a nombrar, el de Wu et al. (2004) midiendo la luminosidad en la línea de  $H\beta$  y el de Kaspi et al. (2005) con la luminosidad en el óptico. Como puede verse, los ordenes de magnitud de los resultados obtenidos están en acuerdo con los modelos que describen a las NLS1, teniendo luminosidades y masas del objeto central  $M_{BH}$  relativamente bajas comparadas con otros tipo de AGNs.

En la tabla 5.3 se encuentran los parámetros de las gráficas que se presentarán a continuación. Se ha tomado el logaritmo de cada valor para la simplificación de los mismos en las gráficas.

Una medida de la dependencia entre dos conjuntos de datos se obtiene de la correlación lineal de Pearson ( $r$ ), cuyo valor oscila entre  $\pm 1$  cuando los datos se encuentran a lo largo de una línea recta con pendiente positiva o negativa respectivamente<sup>1</sup> y es cero cuando no existe ninguna correlación lineal entre las variables. Con una correlación se busca medir la intensidad de la relación entre dos variables, pero cabe destacar que una correlación no siempre indica una causa física para que dichos valores sigan determinado patrón. Es por esto que es importante acompañar el análisis de los resultados con el estudio previo de las observaciones realizadas y de los subsecuentes modelos estadísticos planteados.

La gráfica 5.1 muestra la relación entre la masa del BH determinada desde la línea de  $H\beta$  ( $M_{BH}(H\beta)$ ) y el parámetro de radio-luminosidad ( $R^*$ ). Como es evidente los resultados obtenidos en este trabajo para la muestra de NLS1 desde el FBQS se aleja de las relaciones seguidas por los otros tipos de AGNs analizados, a citar el trabajo de Laor (2000) (ver 2.1). Primero, las masas determinadas están en acuerdo con los

---

<sup>1</sup>La correlación positiva se da cuando al aumentar los valores de una de las variables se da el mismo comportamiento sobre el otro conjunto de valores. Por el contrario se habla de correlación negativa cuando al aumentar los valores de una de las variables disminuyen los del otro conjunto.

modelos que describen las NLS1, que son bajos valores de  $M_{BH}$ . Segundo, no existe relación entre la radio-ruidosidad de las NLS1 y la masa del objeto compacto central, ésta no tiende a aumentar a medida que el parámetro  $R^*$  lo hace. Hay que destacar el caso del objeto 1548 + 3511 cuyo parámetro de radio-ruidosidad  $\log R^*$  es el mayor de la muestra (comparable a los RL de la muestra de Bosoron y Green (1992) ), pese a esto la masa  $M_{BH}$  determinada por ambos métodos no presenta diferencias. Estos resultados están en acuerdo con el hallado por Zhou et al. (2003) para la posible NLS1 J094857.3 + 002225 con alto valor de  $R^*$ , y con un valor de  $M_{BH}$  del orden de  $10^8 M_{\odot}$  (igualmente por debajo de lo esperado). Cabe destacar también que los objetos RL de la muestra de Bosoron y Green (1992) tenían parámetros de  $R^*$  que rondaban a 3, mientras que este mismo parámetro para los NLS1 RL de la muestra tomada del FBQS no supera el  $\log R^* > 2$  (exceptuando el objeto 1548+3511). Cabe resaltar que las  $M_{BH}$  determinadas para los objetos 0946 + 3223, 1702 + 3247, 1713 + 3523, 1238 + 2712 y 1629 + 4007 están sometidas a grandes imprecisiones debido a las dificultades presentadas al realizar el ajuste gaussiano. Si se suprimen dichos objetos de la gráfica, el resultado es el mostrado en la figura inferior 5.1. Como puede verse ninguno excede la masa del orden de magnitud de  $10^8 M_{\odot}$ .

Un resultado bastante similar se encontró para la masa determinada con una luminosidad en el continuo óptico ( $M_{BH}(5100)$ ) tal y como se muestra en la figura 5.2.

En la figura 5.3 se encuentra  $\log M_{BH}(5100)$  vs  $\log M_{BH}(H\beta)$ . Los valores siguen una correlación lineal con un  $r = 0,96446$  (para los  $M_{BH}(H\beta)$ , sin los objetos 0946 + 3223, 1702 + 3247, 1713 + 3523, 1238 + 2712 y 1629 + 4007) obtenida luego de aplicar una regresión lineal<sup>2</sup>. Se esperaba que la  $M_{BH}$  de los RL obtenidos con la luminosidad en el óptico variara significativamente (estuviera sobreestimada) desde aquellas masas del objeto central obtenidas desde la línea de  $H\beta$ , pero como se puede ver estas masas están altamente correlacionadas para las NLS1 independientemente del método que se utilice. Un resultado similar fue encontrado por Wu et al. (2004) para AGNs con bajos parámetros de radio-luminosidad  $R^*$  y sin jets ópticos.

---

<sup>2</sup>La ecuación de la recta que mejor se ajusta a los datos.

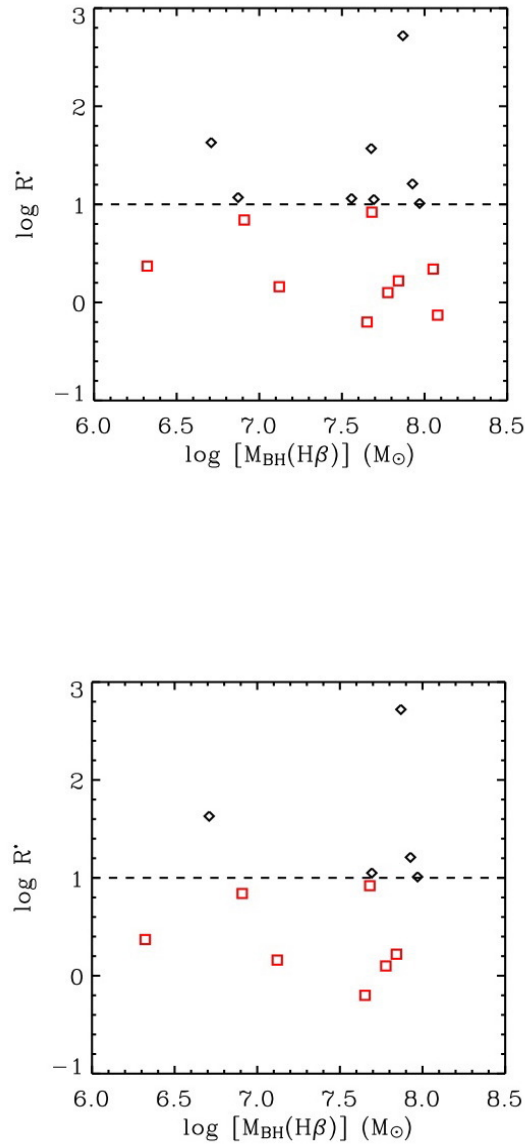


Figure 5.1:  $\log R^*$  vs  $\log M_{BH}(H\beta)$ . Los diamantes negros representan las NLS1 RL y los cuadrados rojos los objetos RQ. La línea punteada es la división entre RL y RQ. La gráfica superior contiene los resultados de la muestra total y en la figura inferior se encuentran los resultados de los objetos de los cuales se tiene alta incertidumbre en la determinación de su masa debido a la dificultad del ajuste gaussiano de sus perfiles de línea.

Tabla 5.1: Parámetros primarios de las NLS1

Objeto	z	$\log R^*$	$A_v$	$\lambda_c H\beta$ (Å)	$FWH\beta$ ( $km\ s^{-1}$ )	$FW[OIII]$ ( $km\ s^{-1}$ )	$F_\lambda H\beta$ ( $10^{-15}\ ergs\ s^{-1}\ cm^{-2}$ )	$F_\lambda(5100)$ ( $10^{-16}\ ergs\ s^{-1}\ cm^{-2}$ )
0752+2617.....	0.082	0.16	0.141	4863.440	2811.794	880.626	17.78	4.103
0804+3853.....	0.211	0.92	0.223	4858.525	2834.071	666.624	14.67	2.776
0946+3223.....	0.403	0.34	0.075	4844.474	3575.272	1529.87	6.169	2.131
1038+4227.....	0.220	1.21	0.075	4860.337	3657.241	934.198	154.9	3.199
1136+3432.....	0.192	0.22	0.077	4863.105	1812.019	464.787	121.6	29.77
1145+2906.....	0.141	0.10	0.101	4860.602	3058.277	671.530	40.98	7.211
1227+3214.....	0.137	1.63	0.081	4863.796	1806.095	586.297	5.663	1.427
1238+2712.....	0.235	1.06	0.062	4849.078	5148.381	624.723	1.418	0.711
1333+4141.....	0.225	1.01	0.034	4860.685	4600.085	1098.427	8.916	1.309
1346+3121.....	0.246	0.84	0.064	4864.132	2024.145	611.810	8.916	0.832
1358+2658.....	0.330	1.05	0.091	4857.198	2575.531	695.017	7.588	0.883
1548+3511.....	0.479	2.72	0.106	4862.172	2876.385	313.676	40.71	0.817
1629+4007.....	0.271	1.57	0.039	4860.809	3213.954	335.184	61.75	1.237
1702+3247.....	0.163	-0.13	0.100	4853.483	4024.981	—	36.85	6.845
1704+3802.....	0.063	0.37	0.124	4861.513	1533.214	398.659	12.55	1.695
1713+3523.....	0.083	1.07	0.129	4853.830	2984.319	—	6.346	1.398
1716+3112.....	0.110	-0.20	0.146	4862.736	2630.791	391.895	68.75	9.392

Tabla 5.2: Parámetros secundarios de las NLS1

Objeto	$\lambda L_{\lambda}(5100\text{\AA})$ ( $10^{44} \text{ ergs s}^{-1}$ )	$\lambda L_{\lambda}(H\beta)$ ( $10^{42} \text{ ergs s}^{-1}$ )	$R_{BLR\lambda}(5100\text{\AA})$ (lt-days)	$R_{BLR}H\beta$ (lt-days)	$M(5100\text{\AA})$ ( $10^7 M_{\odot}$ )	$M(H\beta)$ ( $10^7 M_{\odot}$ )
0752+2617.....	0.388	0.332	$11,59^{+0,51}_{-0,58}$	$11,30^{+0,74}_{-0,77}$	$1,356^{+0,059}_{-0,068}$	$1,322^{+0,087}_{-0,089}$
0804+3853.....	2.044	2.132	$36,52^{+4,89}_{-4,60}$	$40,35^{+5,56}_{-4,97}$	$4,338^{+0,582}_{-0,546}$	$4,794^{+0,660}_{-0,591}$
0946+3223.....	6.614	3.768	$82,12^{+16,63}_{-14,44}$	$59,58^{+12,42}_{-10,41}$	$15,52^{+3,15}_{-2,73}$	$10,12^{+2,350}_{-1,964}$
1038+4227.....	2.435	2.318	$41,21^{+5,93}_{-5,51}$	$42,73^{+6,32}_{-5,60}$	$8,152^{+1,174}_{-1,089}$	$8,453^{+1,250}_{-1,107}$
1136+3432.....	16.89	13.58	$156,8^{+40,8}_{-33,5}$	$143,2^{+55}_{-40}$	$7,615^{+1,982}_{-1,626}$	$6,954^{+2,673}_{-1,944}$
1145+2906.....	2.113	2.365	$37,37^{+5,07}_{-4,76}$	$43,32^{+6,51}_{-5,75}$	$5,169^{+0,702}_{-0,659}$	$5,993^{+0,901}_{-0,796}$
1227+3214.....	0.387	0.387	$11,58^{+0,50}_{-0,58}$	$10,60^{+0,794}_{-0,840}$	$0,559^{+0,0243}_{-0,0280}$	$0,512^{+0,0384}_{-0,0402}$
1238+2712.....	0.628	0.246	$16,18^{+1,12}_{-1,18}$	$9,221^{+0,876}_{-0,939}$	$6,344^{+0,438}_{-0,463}$	$3,615^{+0,343}_{-0,369}$
1333+4141.....	1.026	1.372	$22,70^{+2,17}_{-2,17}$	$29,85^{+2,56}_{-2,43}$	$7,104^{+0,679}_{-0,677}$	$9,342^{+0,798}_{-0,759}$
1346+3121.....	0.817	0.425	$19,39^{+1,61}_{-1,65}$	$13,40^{+0,54}_{-0,55}$	$1,175^{+0,098}_{-0,100}$	$0,812^{+0,0330}_{-0,0325}$
1358+2658.....	1.661	2.939	$31,65^{+3,87}_{-3,70}$	$50,26^{+8,91}_{-7,67}$	$3,105^{+0,380}_{-0,363}$	$4,931^{+0,874}_{-0,752}$
1548+3511.....	3.914	3.845	$57,18^{+9,8}_{-8,8}$	$60,41^{+12,75}_{-10,66}$	$6,996^{+1,200}_{-1,076}$	$7,392^{+1,560}_{-1,304}$
1629+4007.....	1.484	1.456	$44,85^{+3,40}_{-3,27}$	$31,09^{+2,88}_{-2,71}$	$4,473^{+0,519}_{-0,500}$	$4,750^{+0,440}_{-0,414}$
1702+3247.....	2.753	2.919	$29,28^{+6,77}_{-6,23}$	$50,03^{+8,82}_{-7,60}$	$10,75^{+1,620}_{-1,496}$	$11,99^{+2,11}_{-1,82}$
1704+3802.....	0.091	0.133	$4,263^{+0,125}_{-0,091}$	$6,040^{+0,920}_{-1,068}$	$0,148^{+0,0043}_{-0,0032}$	$0,211^{+0,0320}_{-0,0371}$
1713+3523.....	0.134	0.120	$5,581^{+0,058}_{-0,008}$	$5,648^{+0,910}_{-1,068}$	$0,735^{+0,0076}_{-0,0011}$	$0,744^{+0,1199}_{-0,1407}$
1716+3112.....	1.665	2.406	$31,70^{+3,88}_{-3,71}$	$43,83^{+6,68}_{-5,89}$	$3,245^{+0,397}_{-0,380}$	$4,487^{+0,684}_{-0,603}$

Tabla 5.3: Parámetros a graficar de las NLS1

Objeto	$\log \lambda L_{\lambda}(5100\text{\AA})$ ( $\text{ergs s}^{-1}$ )	$\log \lambda L_{\lambda}(H\beta)$ ( $\text{ergs s}^{-1}$ )	$\log M(5100\text{\AA})$ ( $M_{\odot}$ )	$\log M(H\beta)$ ( $M_{\odot}$ )
0752+2617.....	43.588	41.521	7.132	7.121
0804+3853.....	44.311	42.329	7.637	7.681
0946+3223.....	44.821	42.576	8.191	8.052
1038+4227.....	44.386	43.365	7.911	7.927
1136+3432.....	45.228	43.132	7.882	7.842
1145+2906.....	44.325	42.374	7.713	7.778
1227+3214.....	43.587	41.480	6.747	6.709
1238+2712.....	43.798	41.392	7.802	7.558
1333+4141.....	44.011	42.137	7.852	7.970
1346+3121.....	43.912	41.628	7.070	6.909
1358+2658.....	44.220	42.468	7.492	7.693
1548+3511.....	44.593	42.585	7.845	7.869
1629+4007.....	44.171	42.163	7.651	7.677
1702+3247.....	44.439	42.465	8.031	8.079
1704+3802.....	42.959	41.123	6.171	6.322
1713+3523.....	43.128	41.080	6.866	6.872
1716+3112.....	44.221	42.381	7.511	7.652

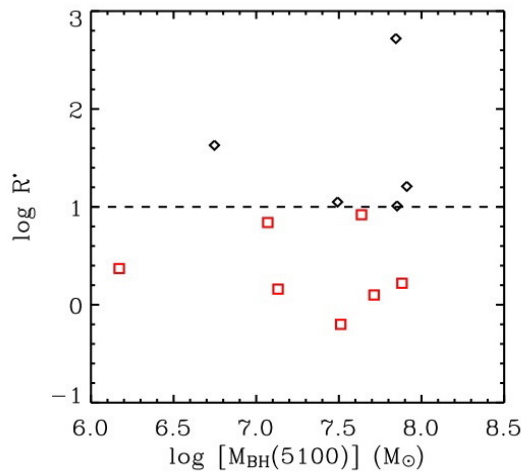
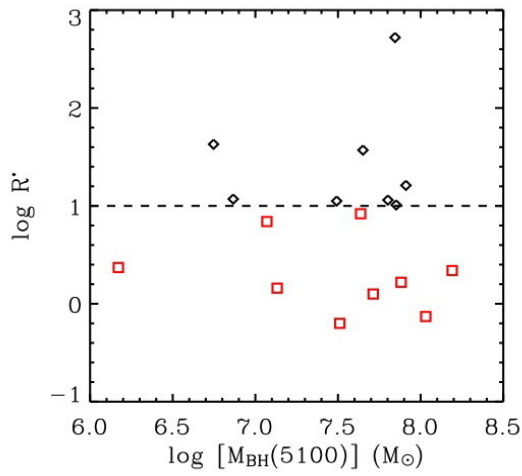


Figure 5.2:  $\log R^*$  vs  $\log M_{BH}(5100)$ . Los diamantes negros representan las NLS1 RL y los cuadrados rojos los objetos RQ. La línea punteada es la división entre RL y RQ.

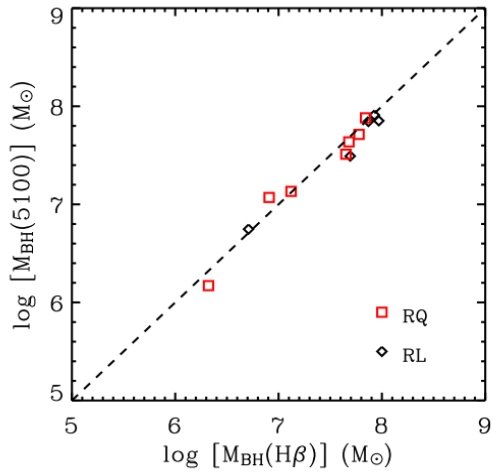
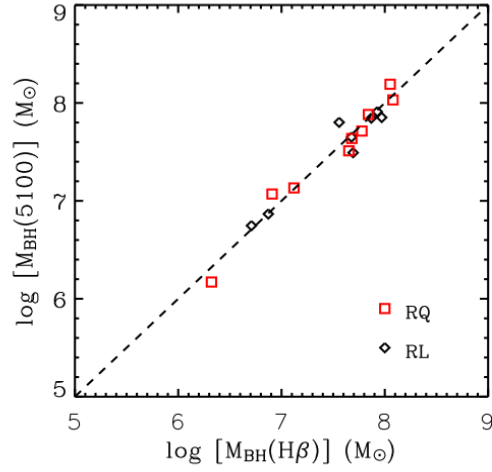


Figure 5.3: Figura superior: Comparación de las  $M_{BH}$  determinadas a partir de la luminosidad en el continuo óptico y en la línea de  $H\beta$ . Figura inferior: Comparación de las  $M_{BH}$  sin los objetos con problemas en la determinación de las mismas. La línea punteada indica el caso en que las dos masas son idénticas.

En la sección 4.2 se dijo que el perfil de la línea de emisión de  $H\beta$  para separar la contribución del BLR en algunos trabajos era ajustado con 3 gaussianas, una para la contribución desde el NLR y dos gaussianas (2G) (ancha e intermedia) para el BLR. Pese a que 2G reviste mejores ajustes (Dietrich et al. 2005), el no poder justificar aún de una manera concreta la procedencia física de la componente intermedia en el BLR, fue determinante en la decisión de optar por el ajuste de una sola gaussiana para dicha región en la muestra aquí presentada. No obstante, se hizo la prueba de (2G) sobre algunos de los espectros con mejor resolución de la muestra. En la tabla 5.4 se encuentran los resultados de las masas determinadas con estos ajustes y los respectivos valores hallados con una sola gaussiana sobre la componente del BLR. Evidentemente la diferencia entre ambas es bastante significativa, siendo la  $M_{BH}$  menor con el ajuste 2G lo que pone de manifiesto que hay una subestimación de la misma.

Tabla 5.4: Comparación en la determinación de las  $M_{BH}$  dependiendo el número de gaussianas en el ajuste del BLR.

Objeto	(1G)	(2G)
	$M_{BH}(H\beta)$ ( $10^7 M_{\odot}$ )	$M_{BH}(H\beta)$ ( $10^6 M_{\odot}$ )
0752+2617.....	$1,322^{+0,089}_{-0,087}$	$0,443^{+0,62}_{-0,53}$
0804+3853.....	$4,794^{+0,660}_{-0,591}$	$1,920^{+0,14}_{-0,13}$
1145+2906.....	$5,993^{+0,901}_{-0,796}$	$2,420^{+0,15}_{-0,14}$
1346+3121.....	$0,812^{+0,0325}_{-0,0330}$	$0,569^{+0,72}_{-0,63}$
1716+3112.....	$4,487^{+0,684}_{-0,603}$	$1,940^{+0,13}_{-0,14}$

Como se dijo en un principio, las NLS1 presentan alta variabilidad en rayos x y han sido analizadas ampliamente en esta región del espectro debido a sus características extremas e interesantes. Wang & Netzer (2003) encontraron una correlación existente entre la  $M_{BH}$  y la luminosidad determinada a partir de los rayos x suaves ( $L_{sx}$ ). Partiendo de este método Bian & Zhao determinaron las  $M_{BH}$  de una muestra de 16 NLS1, cuyos resultados se presentan en la tabla 5.5. Comparando estos valores con los encontrados para las NLS1 desde el FBQS analizados en este trabajo (tabla 5.3) es notoria la similitud en cuanto a los ordenes de magnitud para las  $M_{BH}$  determinadas desde la línea de  $H\beta$ , desde el continuo óptico y desde la luminosidad en rayos x.

Tabla 5.5: Resultados de  $M_{BH}$  para NLS1 determinadas por el método de Wang & Netzer (2003) en rayos x.

Objeto	$\log M(L_{sx})$ ( $M_{\odot}$ )
Ton S180	6,82
RXJ0117.5-3826	7,97
MS0117-28	8,11
RXJ0148.3-2758	7,78
RXJ0439.6-5311	7,71
1ES0614-584	6,95
RXJ1034.6-3938	7,10
RXJ1209.8-3217	7,41
Mkn766	7,04
CBS150	7,98
PG1244+026	6,05
RXJ1304.2-0205	7,64
RXJ1319.9-5235	6,69
QSO1421-0013	7,70
RXJ2317.8-4422	7,28
MS23409-1511	7,55

# CONCLUSIONES

---

En este trabajo se llevó a cabo un estudio espectroscópico sobre una muestra radio seleccionada de espectros en el óptico de 17 NLS1. Se utilizó la relación empírica del tamaño del BLR ( $R_{BLR}$ ) y la luminosidad del objeto medida tanto desde la línea de  $H\beta$  como desde el continuo óptico. Los perfiles de las líneas de emisión analizadas son descritos correctamente a través de ajustes gaussianos. La línea de  $H\beta$  se ve bastante contaminada por fuertes emisiones de  $FeII$ , por lo tanto se procedió a restar dicha contribución utilizando el método de Boroson & Green (1992). Debido a que la línea de  $H\beta$  es prominente tanto en el BLR como en el NLR, se hizo necesario separar las contribuciones de esas dos regiones desde la línea de Balmer con el fin de determinar el  $R_{BLR}$ . Luego de esto fue posible obtener los parámetros necesarios para la determinación de masas virializadas del objeto compacto central. Las principales conclusiones obtenidas sobre la muestra de NLS1 son las siguientes:

1. No se encontró una diferencia significativa entre las  $M_{BH}$  determinadas desde la luminosidad en el continuo y aquellas determinadas desde la línea de  $H\beta$  para las NLS1 RL de la muestra analizada. Puesto que las relaciones encontradas por Laor (2000) y Wu et al. (2004) fueron hechas con objetos con altos parámetros de radio-luminosidad ( $\log R^* \gtrsim 2$ ) y que los NLS1 del FBQS en su mayoría tienen bajos valores de  $\log R^*$ , se constituyen en razones por la que no exista diferencia entre las masas del objeto central de las NLS1 RL Y las NLS1 RQ.
2. Propiedades espectroscópicas de las NLS1 citando particularmente la baja emisión de  $[OIII]$  (fuerte intensidad de  $Fe II^3$ ) con respecto a las Seyfert normales y sumado a que gran parte de las NLS1 encontradas presentan morfología compacta pueden ser causas por la que la gran mayoría de los objetos de este tipo que han sido observados tengan bajos parámetros de radio-luminosidad  $R^*$  (ver sección 2).

---

<sup>3</sup>Recordar el PC1 en el capítulo 2.

Se puede concluir entonces que es muy complicado poder hallar NLS1 con alta radio-ruidosidad, siendo más factible que este tipo de objetos por lo general se encuentren en el límite entre RL y RQ. Solo uno de los objetos analizados en esta muestra tiene un  $\log R^*$  cercano a 3 pero con una masa por debajo de lo esperado para objetos RL.

3. En general las  $M_{BH}$  de los NLS1 son menores que  $10^8 M_{\odot}$  lo que las hace acorde al modelo que describe a este tipo de objetos, aún independientemente del valor de  $\log R^*$ .
4. A pesar de que el ajuste de 2G sobre el BLR (componente ancha e intermedia) para separar dicha región de la contribución del NLR en la línea permitida produce menores residuos con buenos resultados en el ajuste matemático de los perfiles, no tiene un origen físico definido actualmente. Las  $M_{BH}$  determinadas a partir de estos ajustes son menores en casi un orden de magnitud a las determinadas con el tratamiento de 1G. Esto indica claramente que se ha subestimado el valor de la masa del objeto compacto central con el ajuste de 2G ya que se encuentra de igual manera muy por debajo del valor determinado desde la luminosidad en el continuo.
5. Las  $M_{BH}$  de las NLS1 radio seleccionadas y determinadas mediante el método de la línea de  $H\beta$  y en el continuo son consistentes con resultados previos de masas de NLS1 determinadas por métodos diferentes y en otras regiones del espectro electromagnético como en rayos x.

# Apéndices

---

---

## 5.1 Apéndice A

### 5.1.1. Cálculos

Las relaciones 4.2 y 4.2 se obtienen de la siguiente manera: El FWHM está relacionado con la dispersión  $\sigma$  como  $FWHM = 2,35\sigma$ . El  $\sigma$  en este caso está dado por la velocidad de dispersión medida desde la anchura de las s. La componente angosta de las líneas prohibidas y permitida deben tener el mismo FWHM (en  $km\ s^{-1}$ ) ya que provienen de la misma región, esto es la NLR, por lo tanto:

$$FWHM_{4861(kms^{-1})} = FWHM_{5007(kms^{-1})}. \quad (5.1)$$

El FWHM medido desde las líneas de emisión está en unidades de  $\text{\AA}$ . Reemplazando entonces  $FWHM(\frac{km}{s}) = \frac{FWHM(\text{\AA})}{\lambda_{line}} * c$  en 5.1 se obtiene:

$$\frac{FWHM_{4861} * c}{4861} = \frac{FWHM_{5007} * c}{5007}, \quad (5.2)$$

$$\frac{2,35\sigma_{4861}}{4861} = \frac{2,35\sigma_{5007}}{5007}, \quad (5.3)$$

Finalmente

$$\sigma_{4861} = \frac{\sigma_{5007}}{1,030}. \quad (5.4)$$

Que es la relación 4.2 del capítulo 4. Con un procedimiento similar se llega a la relación 4.2.

## 5.2 Apéndice B

### 5.2.1. Definiciones

- **Reddening o extinción galáctica:** Es un fenómeno asociado a la extinción interestelar (o en su caso a la extinción galáctica) en donde el espectro de la radiación electromagnética proveniente de una fuente de radiación cambia sus características. Esto ocurre debido a la dispersión de la luz por el polvo y el medio interestelar, ya que la luz tiene una longitud de onda del orden de los granos de polvo, en donde estos absorben o dispersan las longitudes de onda más cortas (el azul), dejando pasar las más largas (el rojo), así, cuando se observa el objeto en Tierra parece estar más enrojecido de lo que es realmente. Esto no puede confundirse con el redshift, siendo este último proporcional al corrimiento de la frecuencia de los espectros sin distorsión.
- **Efecto Doppler:** Plantea que el cambio en la frecuencia observada y en la longitud de onda de una fuente de radiación son el resultado de su movimiento hacia el observador o alejándose de este. Si la fuente se aproxima al observador la frecuencia de la radiación se incrementa. Por el contrario si la fuente se aleja del observador su frecuencia disminuye.
- **Flujo de radiación:** Es la cantidad de energía luminosa que pasa en la unidad de tiempo a través de una superficie dada. Sus unidades son  $ergs\ s^{-1}\ cm^{-2}$ .
- **Luminosidad:** La luminosidad de una fuente de radiación es toda la energía que pasa en la unidad de tiempo a través de una superficie cerrada que rodea dicha fuente, en otras palabras es la cantidad de potencia de energía de la fuente. Sus unidades son  $ergs\ s^{-1}$ .
- **Presión de radiación:** Presión debida a la fuerza que la radiación ejerce sobre un cuerpo. Siendo la radiación un flujo de fotones, la fuerza de radiación está producida por las colisiones de los fotones con las partículas del cuerpo.

## 5.3 Apéndice C

### 5.3.1. Atlas de espectros

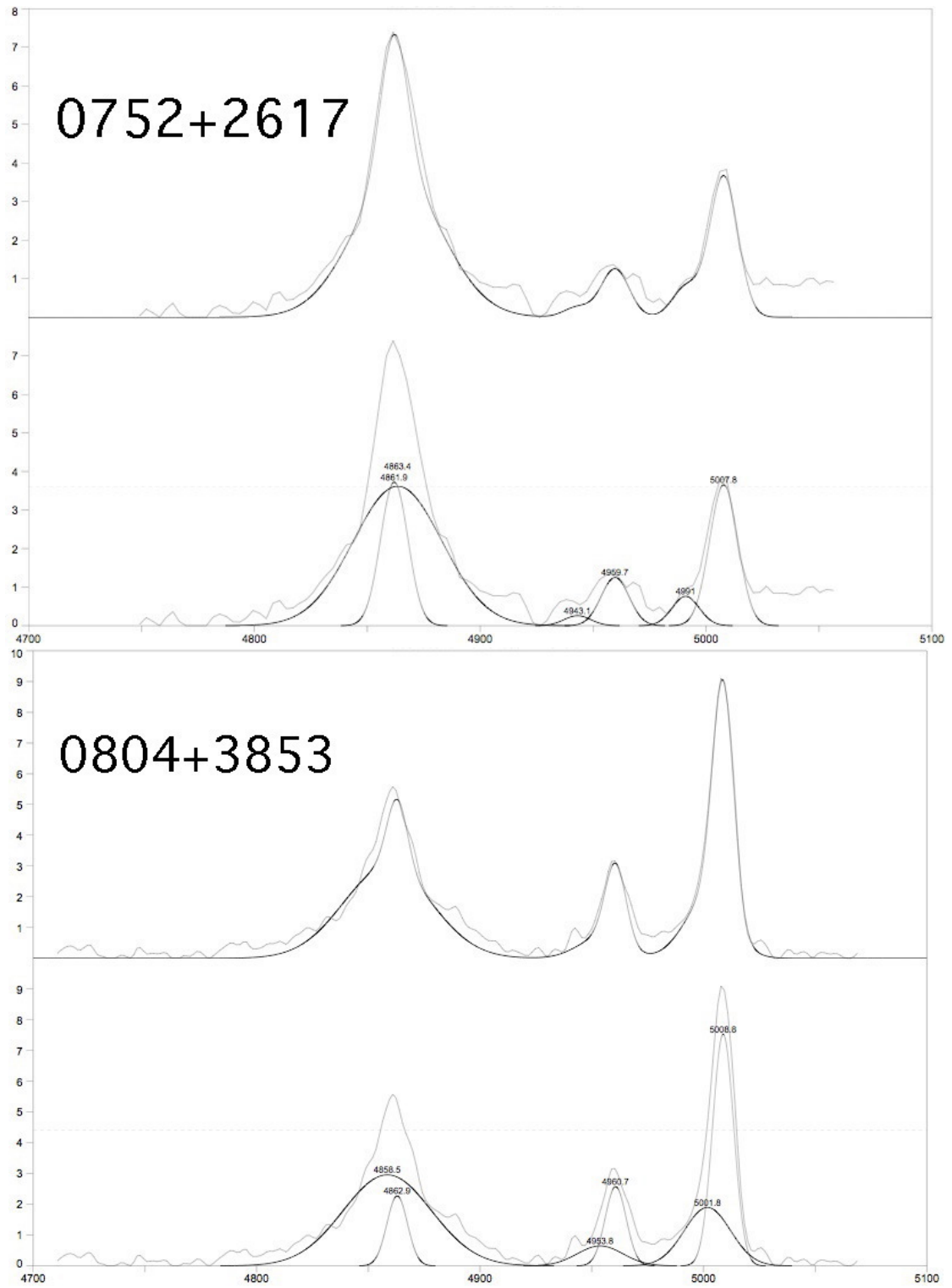


Figure 5.4: Ajustes gaussianos para la separación de la componente del BLR y el NLR. El eje vertical está en unidades de  $10^{16} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$  y el eje horizontal en unidades de  $\text{\AA}$ .

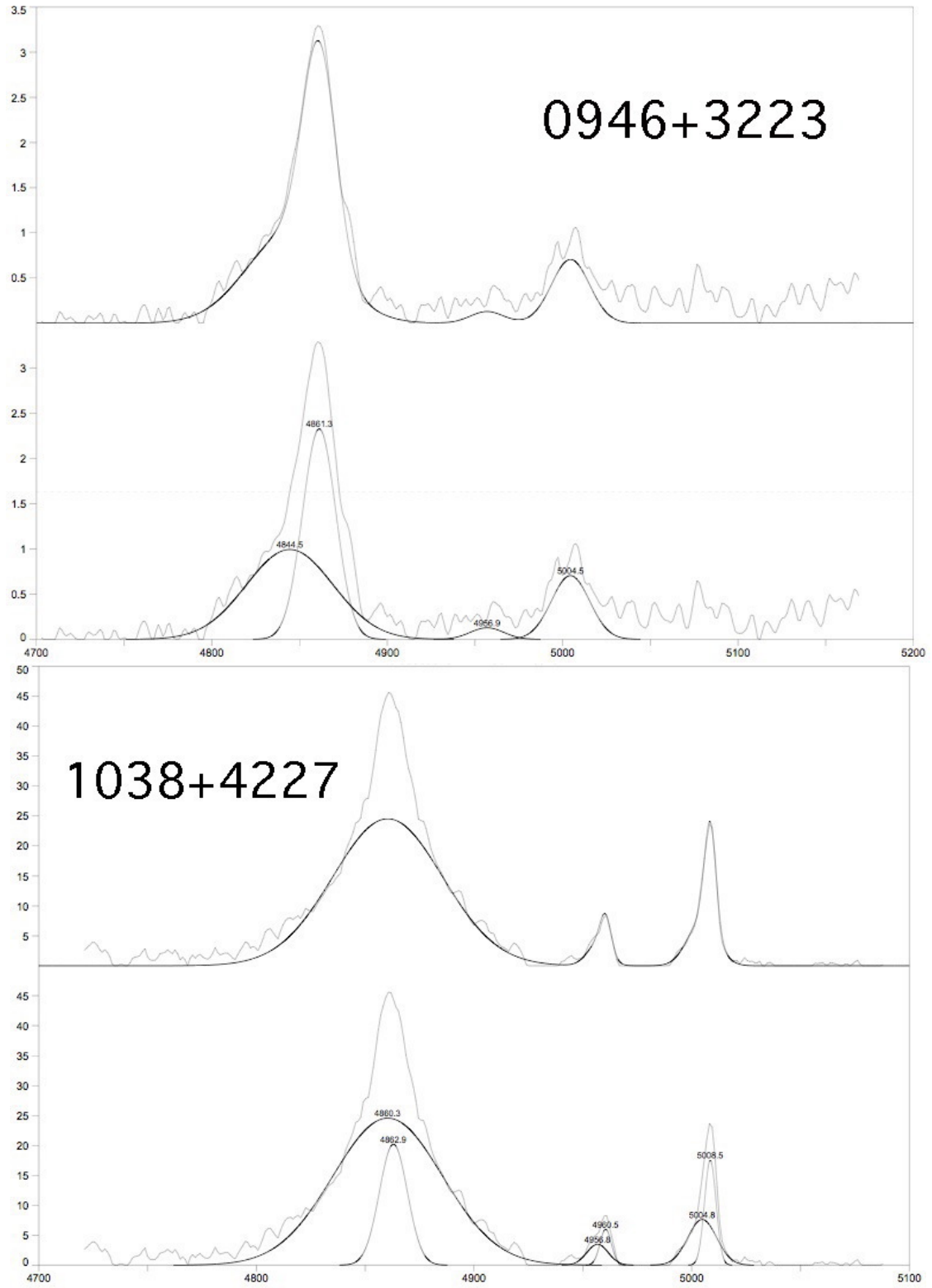


Figure 5.4: Continuación

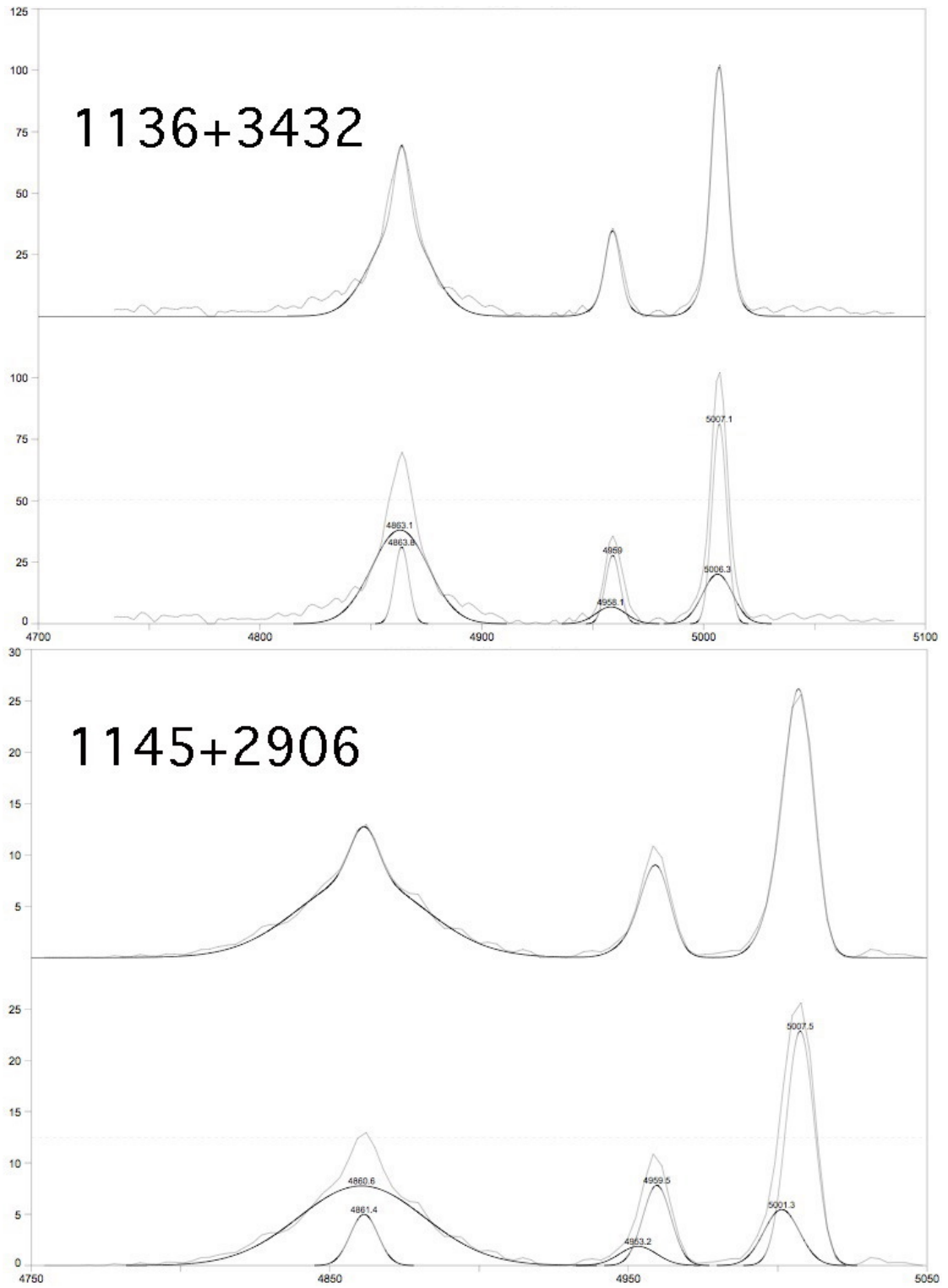


Figure 5.4: Continuación

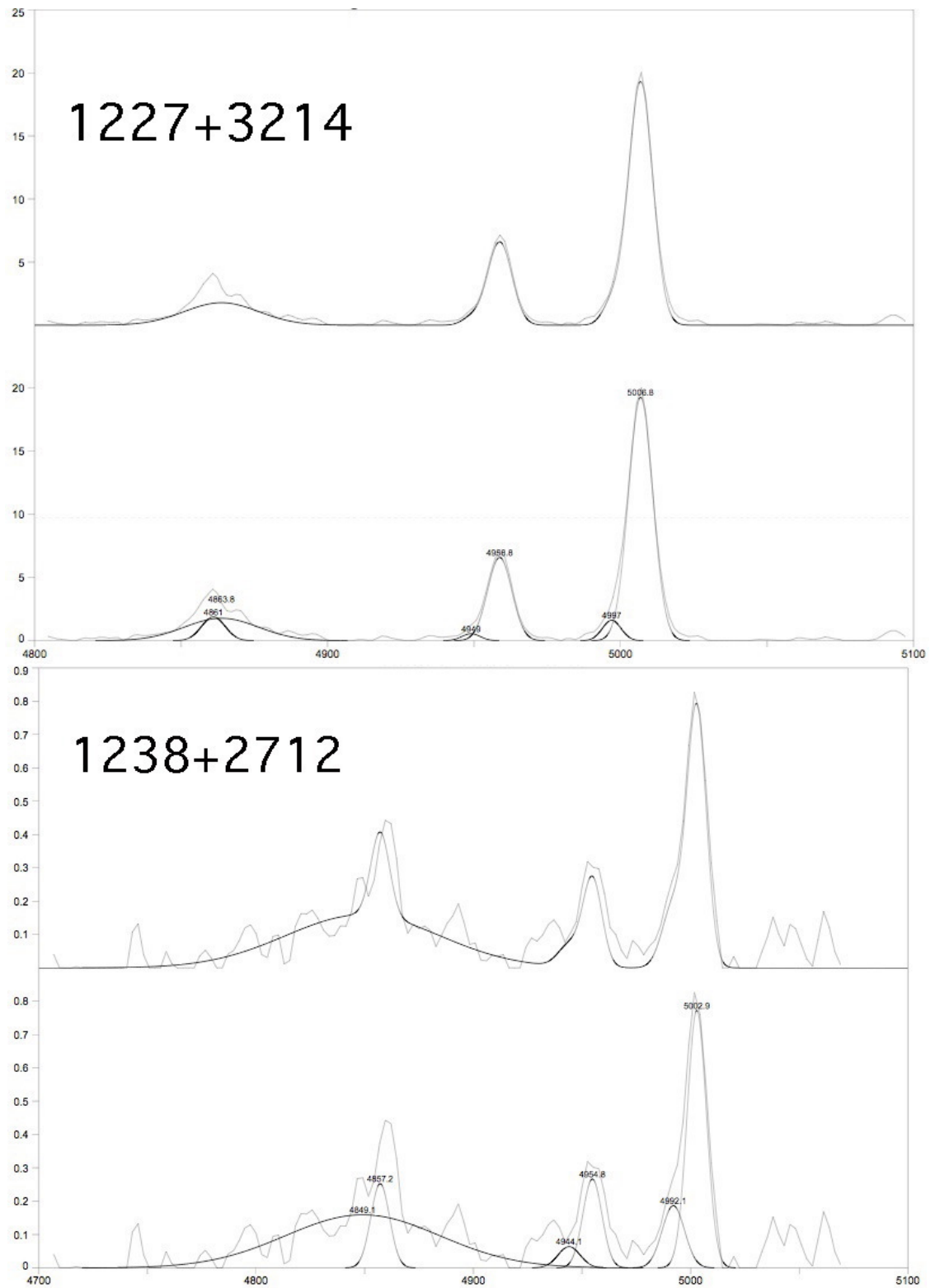


Figure 5.4: Continuación

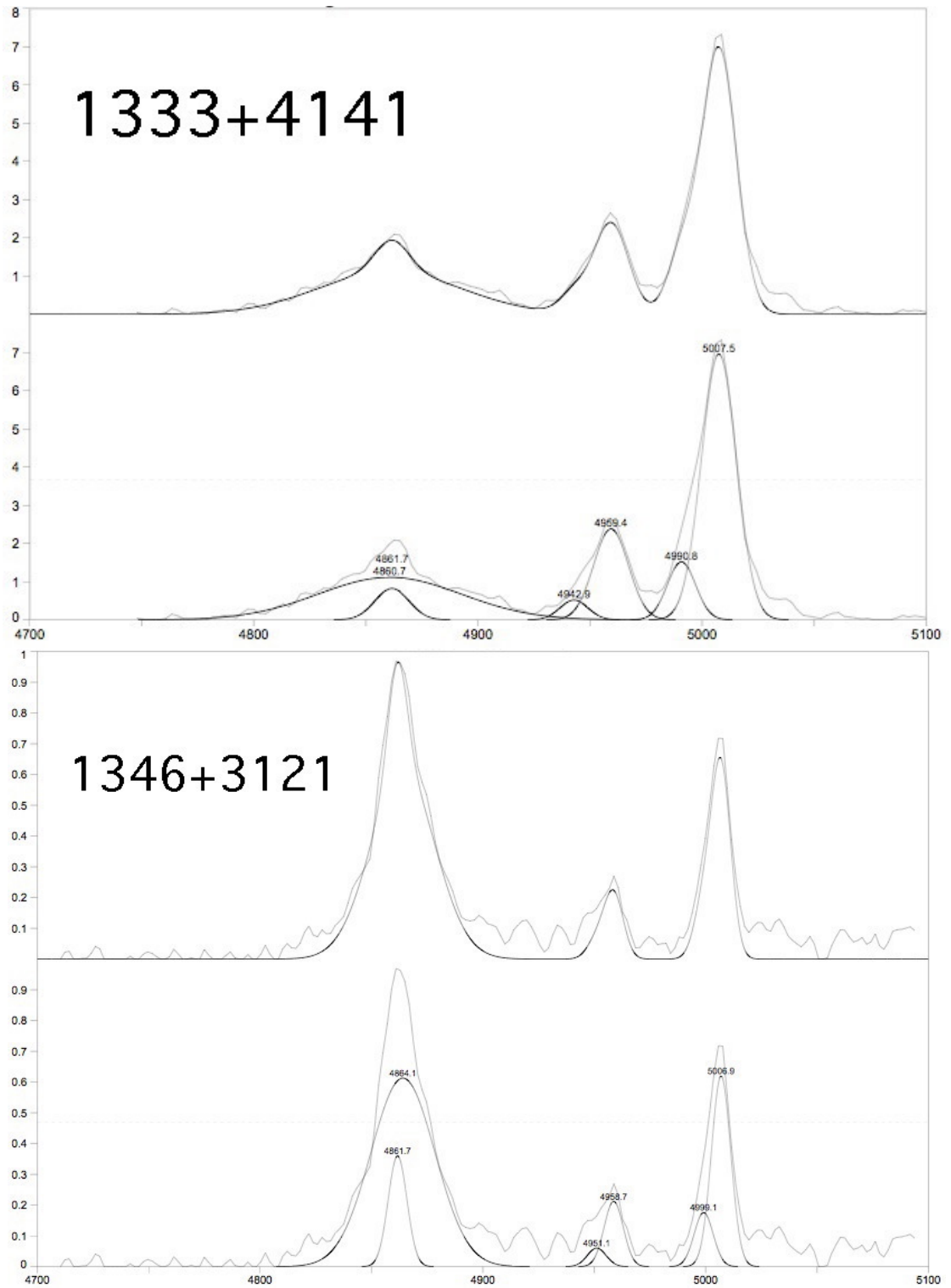


Figure 5.4: Continuación

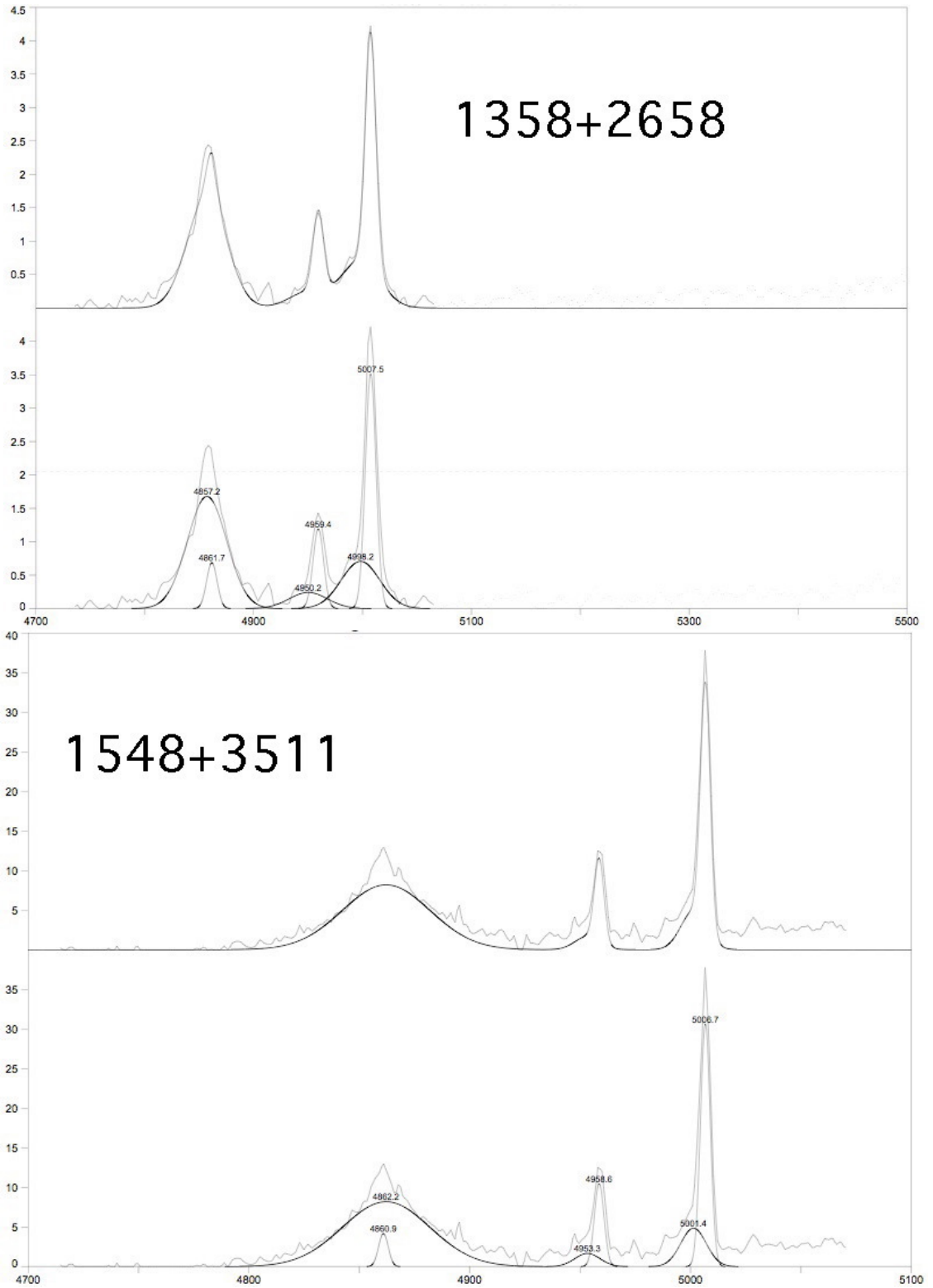


Figure 5.4: Continuación

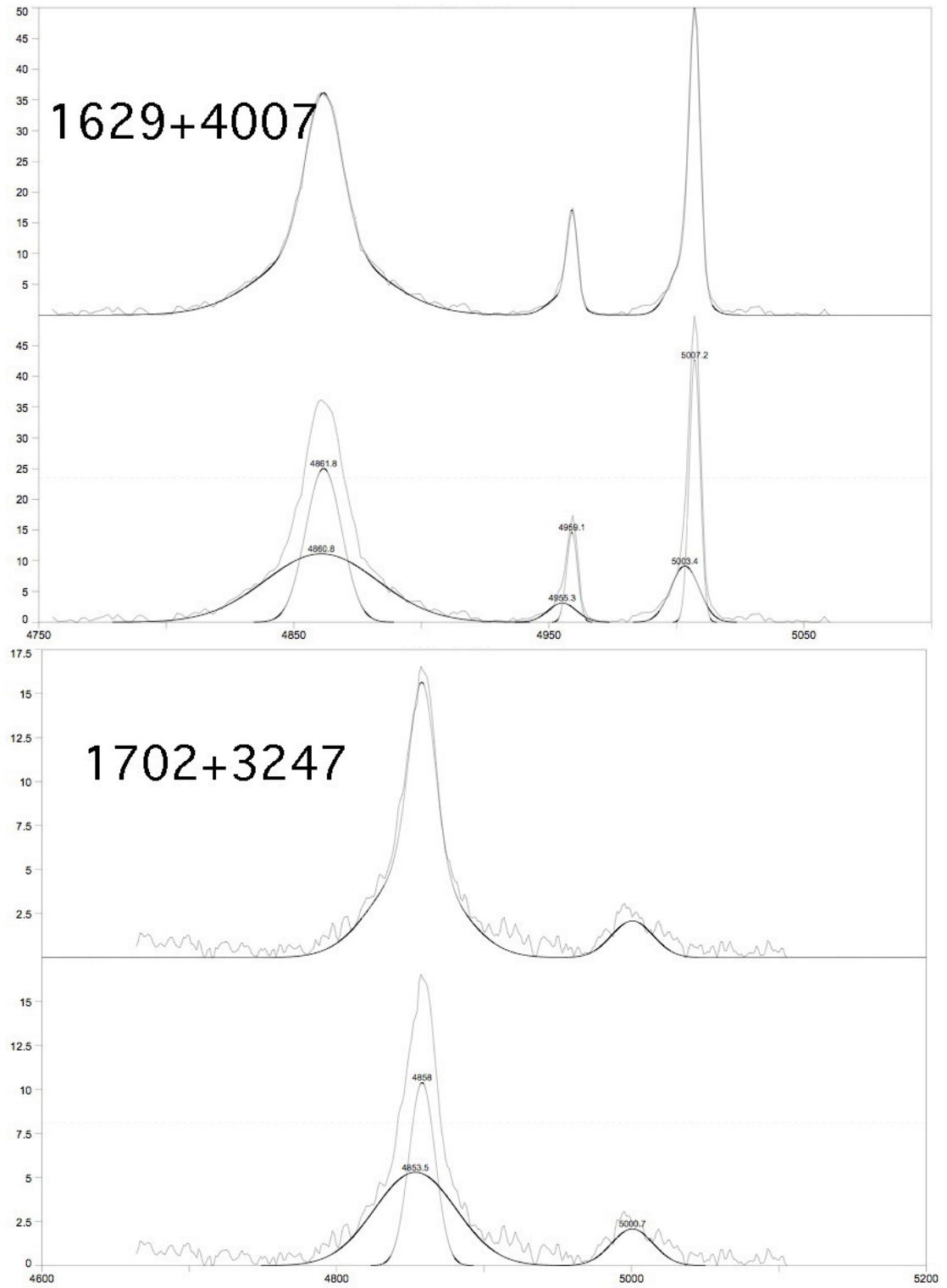


Figure 5.4: Continuación

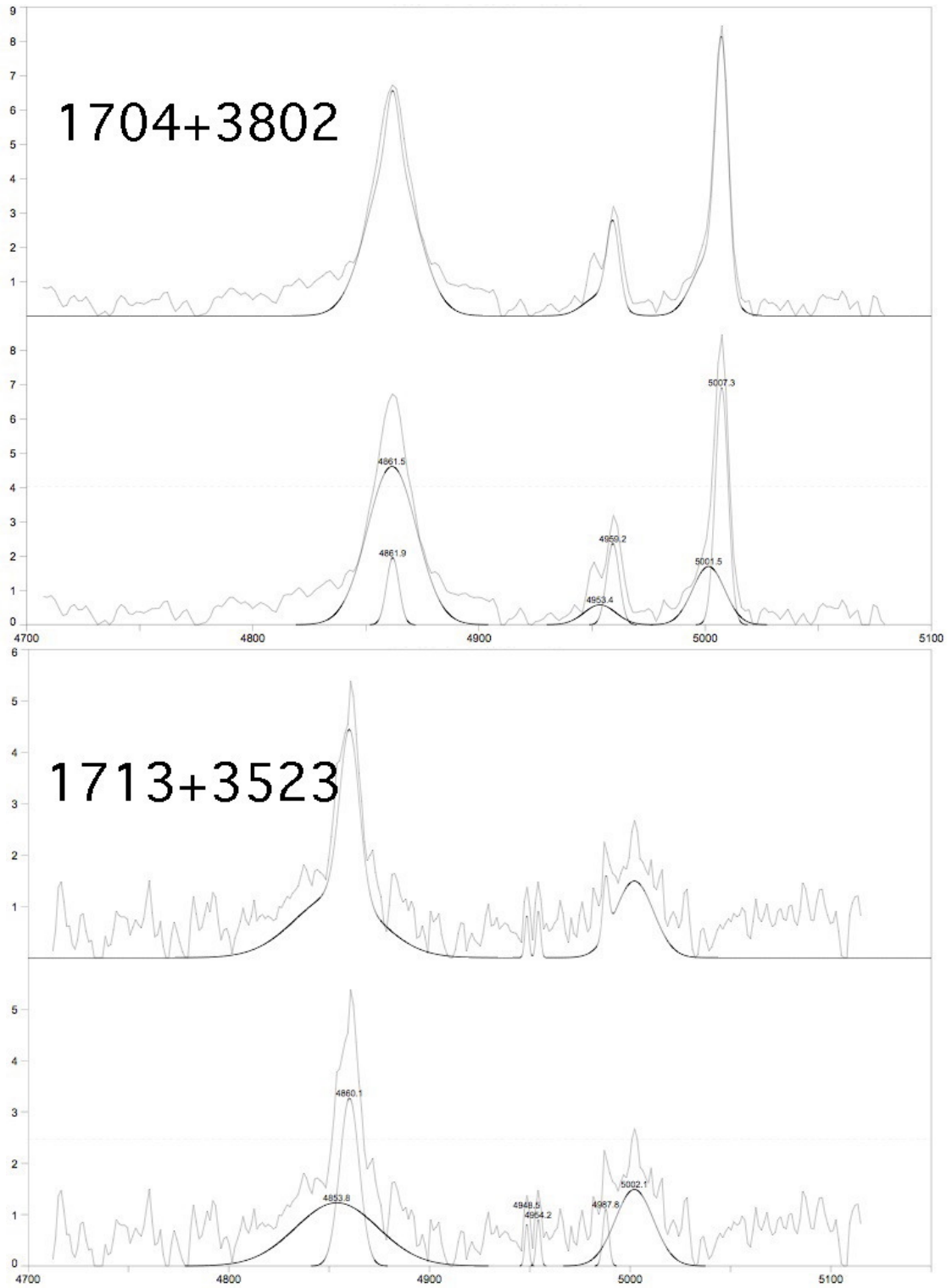


Figure 5.4: Continuación

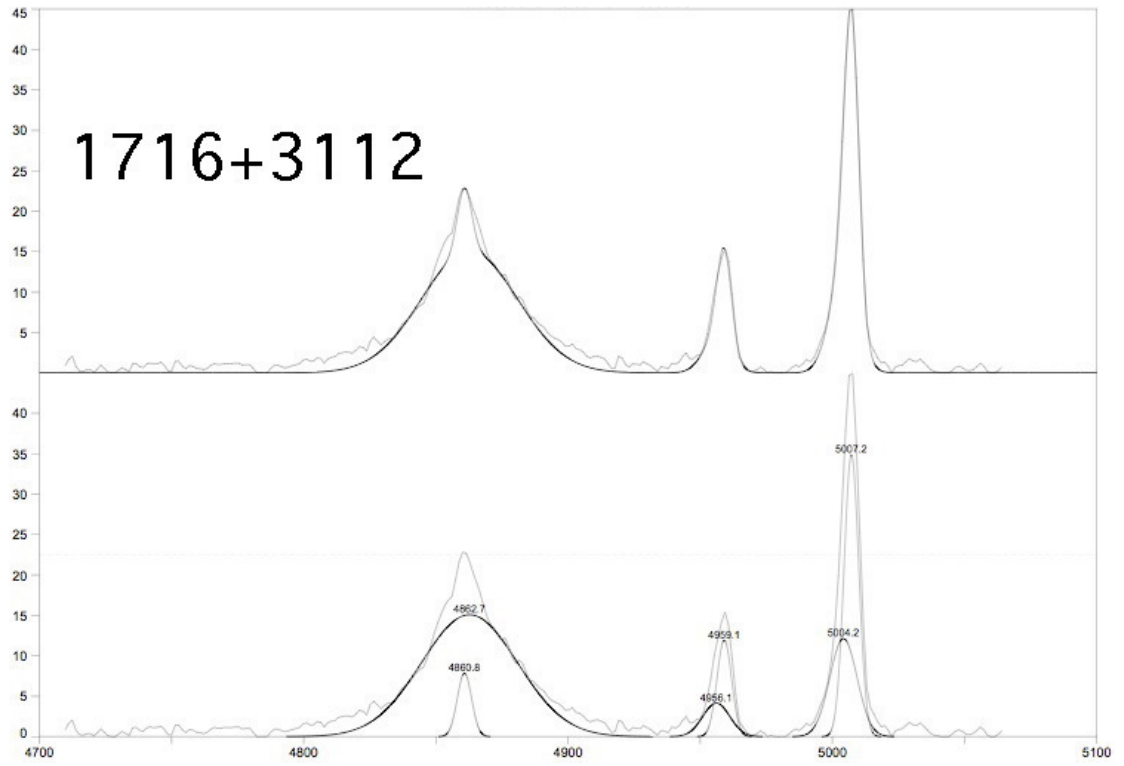


Figure 5.4: Continuación

# REFERENCIAS

---

- [1] Arp, H. 1966, Atlas of Peculiar Galaxies, California Institute of Technology, Pasadena.
- [2] Baldwin, J. A., Phillips, M. M & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5.
- [3] Barth, A. 2004, Carnegie Obs. Astrophysics Series, Vol 1.
- [4] Bian, W., & Zhao, W., 2004, MNRAS, 352, 823.
- [5] Brandt, W. N., Mathur, S., & Elvis, M. 1997, MNRAS, 285, L25.
- [6] Brandt, W. N. et al. 1994, MNRAS, 271, 958.
- [7] Boller, Th, Brandt W., Fabian, A., & Fink, H. 1997, MNRAS, 289, 393.
- [8] Boroson T. & Green R., 1992, ApJS 80, 109.
- [9] Capetti, A., 2002, RevMexSS, 13, 163.
- [10] Dietrich M., Crenshaw D., & Kraemer S. 2005, ApJ, 623, 700.
- [11] Elmegreen, B. G., et al. 1998, ApJ, 503, L119
- [12] Franceschini, A., Vercellonece, S., & Fabian, A. 1998, MNRAS, 297, 817.
- [13] Grupe, D., & Mathur, S. 2004, ApJ, 606, L41.
- [14] Hubble, E. P. 1936, The Real of Nebulae. (New Haven: Yale University Press)
- [15] Jester, S. 2003, New Astron. Rev., 47, 427.
- [16] Joly, M., Véron-Cetty, M.-P., Véron, P. IAU Symposium, No. 222. Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2004., p.271-274.
- [17] Kaspi S., et al. 2000, ApJ, 533, 631.
- [18] Kaspi S., et al. 2005, ApJ, 629,1.
- [19] Laor Ari, 2000, ApJ, 543, L111.
- [20] Laor Ari, 1998, ApJ, 505, L83.
- [21] Laor A., Fiore, F., Elvis, M., Wilkes, B., & McDowell, J. 1997, ApJ, 477, 93.
- [22] McLure R. & Dunlop J. 2004, MNRAS, 352, 1390.

- [23] McLure R. et al., 1999, MNRAS, 308, 377.
- [24] Moran Edward, 2000, NewAR, 4, 527.
- [25] Oshlack, A. Y., Webster, R. L., & Whiting, M. T., 2001, ApJ, 558, 578.
- [26] Osterbrock, D. E., 1989, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei. (University Science Books, 1989, 422 p).
- [27] Osterbrock, D. E., & Pogge, R. W. 1985, ApJ, 297, 166.
- [28] Osterbrock, D. E. 1977, ApJ, 215, 733.
- [29] Peacock, J. 1999, Cosmological Physics (Cambridge: Cambridge University Press).
- [30] Peebles, P. 1993, Principles of Physical Cosmology (Princeton, NJ: Princeton University Press).
- [31] Peterson B., 2001, Variability of Active Galactic Nuclei. (The Starburst-AGN connection 2001, Singapore World Scientific).
- [32] Peterson B., 1997, An introduction to Active Galactic Nuclei (Cambridge : Cambridge univ. press).
- [33] Pogge, R. 2000, New Astron. Rev., 44, 381.
- [34] Scarpa, R., & Urry, C. 2002, New Astron. Rev., 46, 405.
- [35] Scarpa, R., et al. 1999, ApJ, 526, 643.
- [36] Setti G. & Woltjer L. 1977, ApJ, 218, L33.
- [37] Shastri et al. 1993, ApJ, 410, 29.
- [38] Shemmer O., et al. 2004, ApJ, 614, 547.
- [39] Spetzler, David <http://venables.asu.edu/quant/DavidS/index.html>
- [40] Stocke, J., & Foltz, C. 1992, ApJ, 396, 487.
- [41] Vestergaard, M. 2004, ASPCS, 311, 69.
- [42] Wandel A. et al. 1997, ApJ, 430, 131.
- [43] Wandel A., Peterson B., & Malkan M. 1999, ApJ, 526, 579.
- [44] Wang, J., & Netzer H., 200, A&A, 398, 927.
- [45] Whalen, D. 2006, AJ, 131, 1948.
- [46] White, R., et al. 2000, ApJS 126, 133.
- [47] Whittle, M. 1985, MNRAS, 216, 817.
- [48] Wilson A., & Colbert E. 1995, ApJ, 438, 62.
- [49] Wu X-B et al. 2004, A & A 424, 793.

- 
- [50] Xu, C., Livio, M., & Baum, S. 1999, AJ, 118, 1169.
  - [51] Yee H. K., 1980, ApJ, 241, 894.
  - [52] Zeilik M., et al. 1992, Introductory Astronomy and Astrophysics, third edition.
  - [53] Zhou H., Y., et al. 2003, ApJ, 584, 147.