

PROPIEDADES ESPECTROSCÓPICAS NUCLEARES DE LAS  
GALAXIAS NARROW LINE SEYFERT 1

EDUARDO O. SCHMIDT

FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA Y FÍSICA  
UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA



Marzo 2017

Director: Diego Ferreiro



Este trabajo está bajo una [Licencia Creative Commons Atribución 2.5 Argentina](https://creativecommons.org/licenses/by/2.5/argentina/).

Eduardo O. Schmidt: *Propiedades espectroscópicas nucleares de las galaxias Narrow Line Seyfert 1*, An Homage to The Elements of Typographic Style, © Marzo 2017

## RESUMEN

---

En este trabajo se estudian algunas de las propiedades nucleares en una muestra de galaxias Narrow Line Seyfert 1 (NLS1) utilizando técnicas espectroscópicas. Este estudio incluye la determinación de las masas de los agujeros negros centrales, y un análisis de la dinámica nuclear de estos objetos.

En la primera parte del trabajo se presentan los fundamentos básicos sobre la actividad nuclear en galaxias (Capítulo 1) y se hace un particular énfasis en las galaxias del tipo NLS1 (Capítulo 2).

Relacionado con la dinámica nuclear, en el Capítulo 3 se describe un método de estimar las masas de los agujeros negros centrales a través de las líneas H $\alpha$  y H $\beta$  de la serie de Balmer, se presenta la relación entre la masa del agujero negro y la dispersión de velocidades de las estrellas del bulge y se repasan algunos antecedentes de componentes intermedias (IC) presentes en la línea H $\beta$  de algunas galaxias con núcleos activos (AGN).

Para llevar adelante este estudio se observó, durante 52 noches en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), una muestra de 53 galaxias NLS1. Se obtuvieron espectros de resolución moderada (alrededor de 170 y 190 km s<sup>-1</sup> en H $\alpha$  y H $\beta$ , respectivamente) en el óptico, en dos rangos espectrales. Uno correspondiente al rango azul del espectro, abarcando desde aproximadamente los 4000 Å a los 5500 Å y el otro en el rango rojo, desde aproximadamente los 5500 Å y los 7000 Å (Capítulo 4). Una vez reducidos todos los espectros, se procedió a realizar una cuidadosa descomposición en gaussianas a las principales líneas de emisión, como H $\beta$ , [OIII] $\lambda$ 5007 y el perfil de H $\alpha$ + [NII] $\lambda$ 6549,6584, midiéndose además las líneas correspondientes a [SII] $\lambda$ 6717,6731.

Los conceptos vistos en la primera parte se utilizan en el Capítulo 5 para estimar las masas de los agujeros negros centrales de las galaxias de la muestra, obteniendo que la mayoría de los objetos presenta un rango de masas entre log (M<sub>BH</sub>/M<sub>⊙</sub>) = 5.4 y 7.5. Se utilizan 5 líneas de emisión de la región emisora de líneas angostas (NLR) para re-examinar la relación M –  $\sigma_*$ , encontrando que, en general, las NLS1 caen por debajo de dicha relación. Se estudian las IC de las dos líneas de Balmer principales del óptico (H $\alpha$  y H $\beta$ ) vistas en 19 galaxias de la muestra, encontrando interesantes tendencias entre estas componentes, las componentes anchas (BC) y las masas de los agujeros negros. Al final del capítulo se estudian las asimetrías que están presentes en algunos de los perfiles de [OIII] $\lambda$ 5007 y se encuentran tendencias entre éstas y las masas de los agujeros negros, entre otras.

En el Capítulo 6 se estudian las luminosidades de las distintas líneas de emisión y se encuentran tendencias entre las BC de H $\alpha$  y H $\beta$  y el resto de las líneas delgadas e intermedias. También se halla una relación entre las masas de los agujeros negros centrales y las luminosidades de todas las líneas de emisión, ya sean de las componentes de las líneas de Balmer como de las líneas prohibidas.

Por último, en el Capítulo 7, se repasan y discuten los principales resultados de este trabajo.



# ÍNDICE GENERAL

---

<b>I</b>	<b>INTRODUCCIÓN Y MARCO TEÓRICO</b>	<b>1</b>
1	GALAXIAS NORMALES Y GALAXIAS CON NÚCLEOS ACTIVOS	5
1.1	Galaxias	5
1.1.1	Marco histórico	5
1.1.2	Galaxias	6
1.1.3	Clasificación general de las galaxias	6
1.2	Galaxias con núcleos activos	8
1.2.1	Marco histórico	8
1.2.2	Características observacionales	9
1.2.3	Tipos de AGN	12
1.2.4	Estructura de un AGN	21
1.2.5	Unificación de los AGN	23
1.2.6	Los AGN a través del espectro electromagnético	27
2	GALAXIAS NARROW LINE SEYFERT 1	35
2.1	Introducción	35
2.2	Acerca de las NLS1	35
2.3	Las NLS1 a lo largo del espectro electromagnético	37
2.3.1	Radio	37
2.3.2	Infrarrojo	37
2.3.3	Óptico	38
2.3.4	Ultravioleta	39
2.3.5	Rayos X	39
3	DINÁMICA NUCLEAR EN LOS AGN	41
3.1	Agujeros negros	41
3.1.1	Antecedentes	41
3.1.2	El motor central	41
3.1.3	Masas de agujeros negros	42
3.2	Las estrellas del bulge y el agujero negro central	44
3.3	Componente intermedia en H $\alpha$ y H $\beta$ en los AGN	46
<b>II</b>	<b>OBSERVACIONES Y ESTUDIO DE LAS NLS1</b>	<b>51</b>
4	OBSERVACIONES, REDUCCIÓN Y MEDICIÓN DE LOS ESPECTROS	53
4.1	La muestra	53
4.2	Observaciones y reducción	55
4.2.1	Procedimiento	56
4.2.2	Reducción	56
4.2.3	Espectros obtenidos	59
4.3	Medición de las líneas espectrales	60
4.3.1	Emisión de Fe	62
5	DINÁMICA NUCLEAR EN LAS NLS1	65
5.1	La BLR y la NLR	65
5.1.1	Los rangos de velocidades	65
5.1.2	La densidad electrónica	67
5.2	Masas viriales de los agujeros negros	70
5.3	Relación $M - \sigma_*$	73

5.4	La componente intermedia en las NLS1	76	
5.4.1	La componente intermedia de H $\alpha$	76	
5.4.2	La componente intermedia de H $\beta$	78	
5.4.3	La influencia de la componente intermedia de H $\alpha$ en la estimación de las masas de los agujeros negros	80	
5.4.4	Discusión sobre las componentes intermedias en las líneas de emisión de Balmer	80	
5.5	Asimetría en el perfil de [OIII] $\lambda$ 5007	81	
5.6	Casos particulares	86	
6	LUMINOSIDADES	91	
6.1	Incertezas en la luminosidad	91	
6.2	Luminosidades de las componentes de H $\alpha$ y H $\beta$	92	
6.2.1	Influencia del factor $r^2$ en las correlaciones entre luminosidades	94	
6.3	Luminosidad de BC $\alpha$	94	
6.3.1	La luminosidad de BC $\alpha$ considerando galaxias con $0.02 < z < 0.08$	98	
6.4	Las luminosidades y el motor central	99	
6.5	Diagramas de diagnóstico	101	
7	COMENTARIOS FINALES Y DISCUSIÓN	105	
III APÉNDICES		119	
A INFORMACIÓN ADICIONAL DE LA MUESTRA		121	
B ESPECTROS OBTENIDOS		123	
C MEDICIONES		135	
BIBLIOGRAFÍA		141	

Parte I

INTRODUCCIÓN Y MARCO TEÓRICO



## INTRODUCCIÓN

---

Las galaxias Narrow Line Seyfert 1 (NLS1) son una subclase de galaxias con núcleos activos (AGN). El criterio más común para definir a estos objetos es el ancho de las líneas de emisión de Balmer y su relativamente débil emisión de la línea [OIII] $\lambda$ 5007, teniéndose para este tipo de galaxias que el ancho de la línea a mitad de altura (Full Width at Half Maximum, FWHM) es  $\text{FWHM}_{\text{H}\beta} \leq 2000 \text{ km s}^{-1}$  y el cociente  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta \leq 3$  (Goodrich, 1989; Osterbrock y Pogge, 1985).

Se ha encontrado en las galaxias normales que hay una correlación entre las masas de los agujeros negros centrales y la dispersión de velocidades ( $\sigma_*$ ) de las estrellas del bulge (e.g., Ferrarese y Merritt, 2000; Gebhardt y col., 2000; Tremaine y col., 2002), la cual es conocida como relación  $M - \sigma_*$ . Teniendo en cuenta que la emisión del continuo no-térmico proveniente del núcleo activo muchas veces diluye el continuo estelar, se torna difícil medir la dispersión de velocidades estelares en los AGNs. Debido a esto, usualmente se usan como sustituto de  $\sigma_*$  algunas líneas de emisión provenientes de la región emisora de líneas delgadas o NLR (del inglés "Narrow Line Region"). Por ejemplo, algunos investigadores encontraron que las NLS1 no siguen la mencionada relación al utilizar la línea [OIII] $\lambda$ 5007 (e.g., Bian y Zhao, 2004; Mathur y Grupe, 2005a,b; Zhou y col., 2006). Contrariamente, otros autores encuentran que este tipo de objetos si sigue la relación  $M - \sigma_*$  (e.g., Botte y col., 2005; Wang y Lu, 2001). Si bien fueron numerosos los trabajos que estudiaron la ubicación de las NLS1 respecto de la mencionada relación, los resultados obtenidos han sido ambiguos y contradictorios. Uno de los objetivos de este trabajo es re-examinar la localización de las galaxias NLS1 respecto de la relación  $M - \sigma_*$ , utilizando las componentes delgadas de H $\alpha$  y H $\beta$  y las líneas prohibidas [OIII] $\lambda$ 5007, [NII] $\lambda$ 6584 y [SII] $\lambda$ 6717,6731 como posibles trazadoras de la dispersión de velocidades estelares.

Por otro lado, se ha encontrado en algunos AGNs que la tradicional región emisora de líneas anchas o BLR (del inglés "Broad Line Region") está estratificada y presenta dos componentes. Una de ellas con FWHM de  $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ , llamada la región de líneas intermedias o ILR (del inglés "Intermediate Line Region") y otra con FWHM de algunos miles de  $\text{km s}^{-1}$  (e.g., Brotherton y col., 1994a,b; Corbin y Francis, 1994; Crenshaw y Kraemer, 2007; Mason, Puchnarewicz y Jones, 1996). Hu y col., 2008 encontraron evidencia de una componente intermedia (IC) en una muestra de quasars y sugirieron que esta ILR podría estar localizada en las afueras de la BLR. Si bien existe una gran variedad de trabajos que hacen referencia a la ILR, aún poco se sabe de la misma. Algunas preguntas surgen relacionadas con este tema, como por ejemplo ¿Existe relación entre esta componente y el motor central del AGN? ¿Hay alguna relación o conexión entre la BLR y la ILR? La mayoría de los trabajos relacionados con el tema estudian la componente intermedia detectada en H $\beta$ . Uno de los objetivos de este trabajo es estudiar esta IC a través de la emisión tanto de H $\beta$  como de H $\alpha$  y abordar las preguntas mencionadas. Como se verá en la Sección 5.4, 19 de las galaxias estudiadas en este trabajo presentan una componente intermedia en sus líneas de Balmer.

En varias oportunidades se han encontrado en AGNs asimetrías en distintas líneas de emisión con grados de ionización altos y medios (e.g., Das y col., 2005; Rodríguez-Ardila y col., 2006; Sulentic y col., 2007). Las mismas fueron asociadas

principalmente con vientos o los llamados “outflows” (e.g., Boroson y Oke, 1987; Marziani y col., 2003a). Uno de los interrogantes que surge relacionado con este tema es de que manera se relacionan estas asimetrías con el potencial central. Como se verá más adelante, 28 de las galaxias analizadas en este trabajo presentan una asimetría hacia el azul en la línea [OIII] $\lambda$ 5007 y serán estudiadas en la Sección 5.5. En su conjunto, las galaxias NLS1 representan una clase muy interesante de objetos, y es importante estudiarlas e investigarlas con el fin de aclarar y comprender algunas cuestiones no resueltas aún. Con el objetivo de responder los interrogantes expuestos, se estudia en este trabajo una muestra de 53 galaxias NLS1 de la 13<sup>o</sup> edición del catálogo de Véron & Véron (Véron-Cetty y Véron, 2010), de las cuales 39 son del hemisferio sur. Se lleva a cabo un estudio espectroscópico de estas galaxias para analizar la dinámica nuclear y estudiar las propiedades de la BLR, NLR y de la ILR.

## GALAXIAS NORMALES Y GALAXIAS CON NÚCLEOS ACTIVOS

---

*“Hemos averiguado que vivimos en un insignificante planeta de una triste estrella perdida en una galaxia metida en una esquina lejana de un universo en el que hay muchas más galaxias que personas”*

— Carl Sagan.

### 1.1 GALAXIAS

#### 1.1.1 Marco histórico

El puntapié inicial de la astronomía extragaláctica se dio en el año 1750, cuando Thomas Wright sugirió que algunas de las nebulosas observadas en el cielo no eran en realidad partes de la Vía Láctea, sino que se trataba de estructuras independientes, más lejanas y ajenas a nuestra galaxia (Wright, 1750). Al comienzo, esta hipótesis no fue completamente aceptada, dado que había algunas nebulosas que efectivamente eran de origen galáctico, como nebulosas planetarias o cúmulos globulares. Un avance significativo representó un catálogo de aproximadamente 5000 nebulosas, realizado por William Herschel a finales del siglo XVIII y principios del siglo XIX. Otro paso importante fue llevado a cabo por Lord Rosse, quien construyó en Irlanda un telescopio de 1.8 m. en el año 1845. Esto permitió distinguir algunas fuentes individuales y puntuales en algunas de las nebulosas, apoyando de alguna manera la hipótesis de Wright. A principios del siglo XX, Vesto Slipher realizó observaciones espectroscópicas de algunas nebulosas, mostrando que algunas de ellas presentaban líneas con corrimientos al rojo que implicaban un movimiento respecto de la Vía Láctea a velocidades que excedían la velocidad de escape de nuestra galaxia (Slipher, 1913). La idea de que algunas de las nebulosas observadas eran objetos extragalácticos finalmente se instaló en la década de 1920. Fue en el año 1920 cuando Heber Curtis especificó algunos motivos por los cuales la “nebulosa” Andrómeda M31 era una galaxia independiente, similar a la Vía Láctea (Curtis, 1920). Por ejemplo, él notó que en M31 había un corrimiento Doppler debido a su rotación similar al que se observaba en nuestra galaxia. Finalmente en el año 1922 se midió la distancia de M31 dando  $d = 450$  kpc (Opik, 1922). Si bien esta estimación era de un factor de aproximadamente 2 respecto del valor aceptado actualmente, indicaba que Andrómeda claramente era una estructura extragaláctica. Utilizando el telescopio de 2.5 m. de Mt. Wilson, Edwin Hubble observó Cefeidas en M31 y M33. Esto permitió estimar la distancia de estos objetos, confirmando que se encontraban a una gran distancia de la Vía Láctea, tratándose por ende de objetos extragalácticos. Basándose en sus observaciones, él estableció una manera de clasificar galaxias, la llamada secuencia de Hubble (Hubble, 1926). En 1929

dio el primer paso para lo que sería la cosmología, asumiendo un universo en expansión (Hubble, 1929).

### 1.1.2 Galaxias

Las galaxias son los agregados simples de materia más grandes del universo. Están formadas principalmente por gas, polvo, estrellas y materia oscura. Dentro de ellas es posible distinguir algunas subestructuras, tales como el bulge o bulbo, disco, halo, brazos, barras y anillos.

- El bulge es la región central de la galaxia. Tiene una alta densidad estelar, formada principalmente por estrellas viejas. Se caracteriza por tener poco gas y polvo.
- El disco es una subestructura circular y plana que rodea a la región central. A su vez puede contener otras subestructuras como brazos, anillos y barras.
- El halo es una región con forma esférica que rodea a la galaxia. Ésta contiene gran cantidad de cúmulos globulares que orbitan a la galaxia.
- Los brazos están presentes en las galaxias espirales. Estas subestructuras se caracterizan por contener una gran cantidad de estrellas jóvenes, grandes cantidades de gas y de polvo. En los brazos se pueden encontrar regiones HII y zonas con una activa formación estelar.
- El anillo es una subestructura con morfología anular que rodea al núcleo. En algunas galaxias se ve que los brazos espirales nacen a partir de la estructura anular.
- La barra es una estructura alargada que atraviesa el núcleo de la galaxia y que se extiende más allá de ésta, y de cuyo extremo nacen los brazos. Se cree que estos subsistemas son altamente eficientes para conducir material desde las regiones externas de la galaxia hacia el interior de la misma.

### 1.1.3 Clasificación general de las galaxias

De acuerdo a su morfología, las galaxias se clasifican en elípticas, lenticulares, espirales e irregulares:

**ELÍPTICAS (E):** Son sistemas elipsoidales compuestos principalmente por población estelar vieja, y poco contenido de gas. Se define la elipticidad como  $10(a-b)/a$ , donde "a" y "b" son los semiejes aparentes mayor y menor, respectivamente. De acuerdo al grado de elipticidad se las subdivide de E7 a E0, siendo las primeras las de mayor elipticidad y las E0 las esféricas. En estas galaxias el momento angular de rotación es bajo y las estrellas se mueven aleatoriamente en torno al centro. Con frecuencia se las encuentra en cúmulos de galaxias, cerca del centro del mismo. Las galaxias elípticas varían mucho en luminosidad, masa y tamaño, yendo desde las pequeñas enanas esferoidales o elípticas enanas hasta las galaxias elípticas gigantes presentes en los cúmulos de galaxias. Éstas últimas suelen estar envueltas en un gran

halo de materia oscura, y se encuentran entre las galaxias más masivas y luminosas del universo. Un ejemplo de galaxia elíptica gigante es M87, situada en el Cúmulo de Virgo.

**LENTICULARES (SO):** Son galaxias que morfológicamente están entre las elípticas y las espirales, que en la secuencia de Hubble se clasifican como So. Esta clase de galaxias presenta un disco estelar similar a las galaxias espirales, sin embargo, como las galaxias elípticas, no contienen estrellas tempranas y tampoco presentan una estructura interna definida. Suelen abundar en cúmulos de galaxias ricos, y constituyen aproximadamente el 3 % de las galaxias del universo. Algunos ejemplos de este tipo de galaxias son M84, M85 y NGC 3115.

**ESPIRALES (S):** Son sistemas aplanados de forma espiral, con brazos extendiéndose desde sus núcleos y rodeados de un halo de estrellas y cúmulos estelares. Principalmente están constituidas por estrellas tempranas, y grandes cantidades de gas y de polvo en el disco. Son sistemas rotantes que presentan un momento angular significativo. En los brazos espirales existe formación estelar y grandes cantidades de estrellas jóvenes. En el bulge (o región nuclear) de estas galaxias la población estelar dominante es vieja, la rotación es menor y prácticamente no hay gas ni polvo. Las galaxias espirales se clasifican en Sa, Sb, Sc y esto obedece a la proporción decreciente del tamaño del bulge al tamaño de los brazos espirales y al desarrollo de los mismos:

- Las galaxias espirales del tipo Sa presentan brazos poco definidos enrollados alrededor de un núcleo grande.
- Las Sb son morfológicamente intermedias entre las Sa y las Sc y tienen características comunes a estos dos grupos. Las Sb muestran brazos un poco más definidos que las Sa. Desde los tipos Sa hacia los tipos Sb y Sc la resolución espacial aumenta significativamente.
- Las Sc presentan brazos bien definidos y resueltos alrededor de un núcleo pequeño y contienen grandes cantidades de gas y polvo.

Los primeros estudios sobre la formación de los brazos espirales corresponden al astrónomo sueco Bertil Lindblad, quien notó que la velocidad de rotación de las estrellas en torno al centro galáctico en las partes externas de la galaxia decrece con la distancia a dicho centro. Puesto que la velocidad de rotación del disco galáctico varía con la distancia al centro de la galaxia, un brazo radial rápidamente se vería curvado al rotar la galaxia. En las galaxias espirales se observan curvas de rotación que difieren de la curva predicha por la teoría. En las partes externas de las galaxias se observan velocidades mayores a las que la teoría predice. Esto implica que hay una gran cantidad de masa que no es visible, lo que abrió la puerta a la llamada "materia oscura".

Una gran proporción de las galaxias espirales presentan barras estelares que pasan por el centro y cruzan la galaxia. Esta subclase morfológica constituye una secuencia paralela, conocida como SBa, SBb y SBc. Las galaxias espirales representan aproximadamente el 70 % de las galaxias, siendo M81 un buen ejemplo de esta clase de objetos.

**IRREGULARES (I):** Este tipo de galaxias no presenta una estructura morfológica definida. Contienen principalmente una población estelar temprana, mos-

trando lugares de activa formación estelar y grandes cantidades de gas y de polvo. Las galaxias irregulares representan aproximadamente el 20 % del total de las galaxias, siendo NGC 1427A (situada en la constelación de Fornax) un buen ejemplo de este tipo de objetos.

Las galaxias de las últimas categorías descriptas tienen un mayor contenido de gas y polvo y una mayor tasa de formación estelar actual que las anteriores, las cuales son más comunes en cúmulos o grupos de galaxias. En la Figura 1 se observan los distintos tipos de galaxias de acuerdo a su clasificación en la secuencia de Hubble.

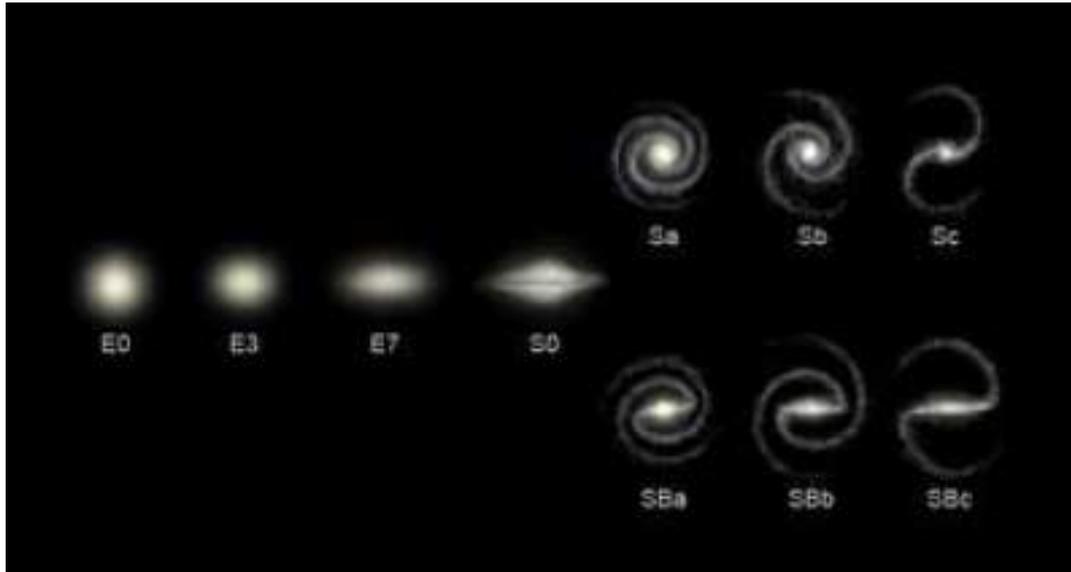


Figura 1: Diagrama del diapasón de la secuencia de Hubble. Imagen extraída de “Wikipedia”.

## 1.2 GALAXIAS CON NÚCLEOS ACTIVOS

Aproximadamente un 10 % de las galaxias que se conocen presentan fenómenos energéticos que no pueden ser atribuidos únicamente a procesos estelares ordinarios. Estas galaxias son conocidas como galaxias activas. Esta actividad está asociada principalmente al núcleo de la galaxia, dando lugar a lo que se conoce como Núcleo Galáctico Activo; de aquí en adelante se usará la sigla AGN (Active Galactic Nuclei). Se cree que estos núcleos activos, además de tener estrellas, gas y polvo como las galaxias comunes, presentan componentes adicionales, que son las que permiten explicar el fenómeno observado de las grandes emisiones de energía en las regiones mencionadas.

### 1.2.1 Marco histórico

La primera evidencia de que algunas galaxias estaban albergando algunas componentes adicionales en sus centros, emitiendo grandes cantidades de energía, fue encontrada por el astrónomo estadounidense Carl Keenan Seyfert en la década de

1940. Él obtuvo el espectro de seis galaxias que mostraban líneas de emisión nucleares de alta excitación, superpuestas a un espectro estelar normal (Seyfert, 1943). Él notó también que algunas galaxias mostraban líneas de emisión anchas, mientras que otras presentaban sólo líneas angostas. La naturaleza de esta fuerte emisión en el centro de algunas galaxias era un misterio en ese momento. Una hipótesis común era la asunción de que las características observadas eran producidas por un gran número de estrellas. Woltjer, 1959 advirtió que la concentración de energía emitida dentro de los 100 pc centrales de las galaxias requería una masa del orden de  $\sim 10^8 M_{\odot}$ . Una idea relacionada con lo anterior fue que en el centro de estas galaxias había un objeto del tipo estelar con una muy alta masa, el cual emitía la energía principalmente a través de procesos de acreción de un disco de gas que lo rodeaba (Hoyle y Fowler, 1963). Fue en el año siguiente cuando surgió la idea que asumía que en el centro de estas galaxias debía haber un agujero negro y no una estrella supermasiva (Salpeter, 1964; Zel'dovich y Novikov, 1964). La hipótesis de que en el universo existían objetos cuya gravedad fuera lo suficientemente grande como para atraer incluso a la luz fue sugerida por primera vez por el filósofo y geólogo inglés John Mitchell a finales del siglo XVIII (Mitchell, 1784). El astrónomo, físico y matemático francés Pierre Simon Laplace, de manera independiente, desarrolló el concepto de "estrella oscura", sugiriendo en 1796 que las estrellas más masivas serían invisibles debido a su alta gravedad. Luego, el concepto de agujero negro, fue ignorado en los años posteriores. Cuando el físico alemán Albert Einstein formuló la teoría de la relatividad general (Einstein, 1916), la posible existencia de los agujeros negros se mostró como una solución del campo gravitatorio de una masa puntual (Schwarzschild, 1916). Sin embargo, esta solución a la teoría de Einstein fue simplemente hipotética. Sólo cuando se pudieron explicar fenómenos como el hecho de que una estrella masiva colapsara y se convirtiera en un agujero negro (Oppenheimer y Volkoff, 1939), la idea de los agujeros negros empezó a ser aceptada de manera creciente por la comunidad científica. La idea de un agujero negro supermasivo en el centro de un núcleo activo (Lynden-Bell, 1969; Salpeter, 1964; Zel'dovich y Novikov, 1964) y también en el centro de nuestra propia galaxia (Lynden-Bell y Rees, 1971) fue trascendental y permitió explicar no sólo las grandes cantidades de energías observadas basadas en la liberación de energía gravitacional a través del fenómeno de acreción, sino que también permitió comprender el pequeño tamaño de las regiones emisoras, relacionado con la gran variabilidad que muestran algunos AGN. Eran los primeros pasos para empezar a estudiar la física involucrada en el fenómeno de acreción, para observar y estudiar la emisión de los AGN a través del espectro electromagnético y para estudiar la evolución de estos fascinantes objetos.

### 1.2.2 Características observacionales

Las galaxias activas presentan distintas características observacionales que las distinguen fácilmente de las galaxias normales. Por ejemplo, algunos objetos pueden mostrar intensas líneas de emisión, tanto anchas como angostas. En general exhiben una región central compacta y muy luminosa. Presentan un continuo no térmico, y algunos pueden mostrar una gran emisión en rayos X, rayos gama y en radio. También se encuentran objetos con una gran variabilidad en su emisión. A continuación se presentan algunas de las características más relevantes de los

AGN.

### Emisión de un continuo no térmico

Un espectro estelar tiene el máximo de emisión en una longitud de onda que viene dada por la temperatura. Esta propiedad se describe con la ley de Wien:  $\lambda T = \text{cte}$ . Lo mismo ocurre en una galaxia normal, donde su espectro consiste en un continuo con líneas de absorción superpuestas, que puede verse como la suma de los espectros de las estrellas que la constituyen. Un continuo de este tipo es llamado *continuo térmico*. En cambio, el espectro de un AGN está caracterizado por un *continuo no térmico*, que es energético en todas las regiones del espectro electromagnético, desde rayos gamma hasta ondas de radio y que se puede describir mediante una ley de potencia como  $F_\nu = C\nu^\gamma$ , donde  $F_\nu$  es el flujo observado en la frecuencia  $\nu$ , y  $\gamma$  es un parámetro que aumenta con la frecuencia. En la Figura 2 puede verse el espectro típico de un AGN, mostrando un continuo cuya intensidad es independiente de la temperatura. Debido a que en general se observa parte de la galaxia huésped entre el observador y el AGN, se verán en estos casos los dos tipos de continuos, uno generado por la componente estelar y el otro por el núcleo activo.

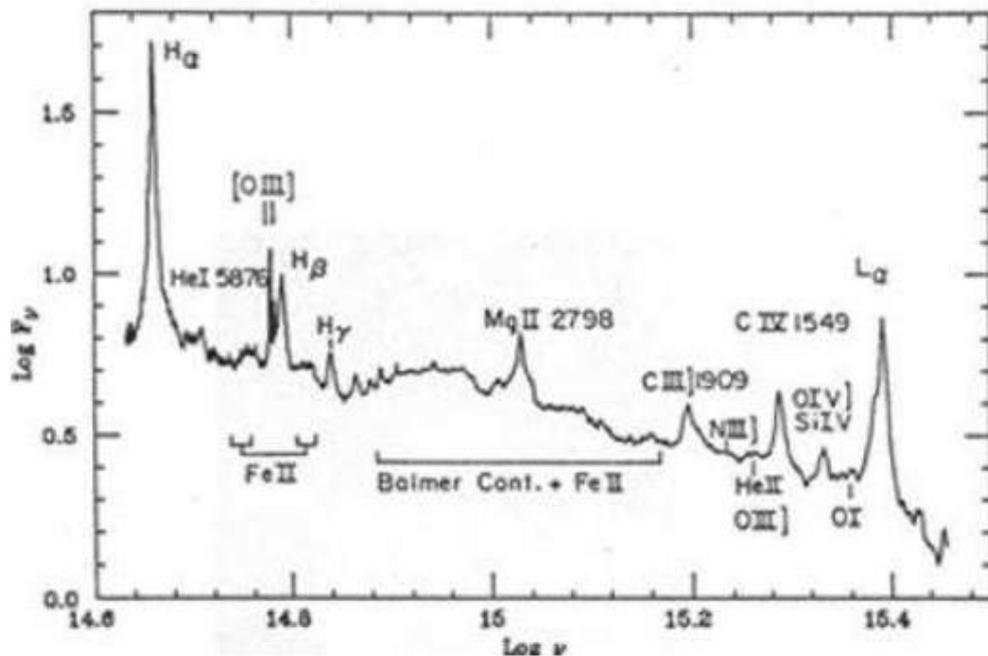


Figura 2: Espectro típico de un AGN, con un continuo que es independiente de la temperatura. Imagen extraída de "Active Galactic Nuclei", eds. R.D. Blandford, H. Netzer, L. Woltjer, Springer-Verlag 1990.

### Líneas de emisión

Una de las principales características de los AGN es que presentan prominentes e intensas líneas de emisión, que contrastan con el espectro de una galaxia normal. Estas líneas de emisión tienen rangos de ionización muy amplios y en alto grado, lo cual indica que la fuente ionizante es muy intensa y de origen no estelar. En el óptico suelen aparecer líneas de baja ionización, como ser la del [OI]  $\lambda 6300$ , [NII]  $\lambda 6548 + 6584$ , [SII]  $\lambda 6716$ , [SII]  $\lambda 6731$ , y (dependiendo del tipo de AGN) líneas de

alta ionización como [NeV]  $\lambda 3426$ , [FeVII]  $\lambda 5721$ , [FeX]  $\lambda 6375$ . Los anchos de las líneas varían entre los distintos tipos de AGN, pudiéndose encontrar líneas con anchos a mitad de altura (Full Width at Half Maximum, FWHM) de aproximadamente  $FWHM 100 - 1000 \text{ km s}^{-1}$  (líneas angostas), y líneas que pueden tener anchos comprendidos entre  $1000 - 10000 \text{ km s}^{-1}$ . En la Figura 3 puede verse un espectro con líneas anchas (arriba) y un espectro con líneas angostas (abajo).

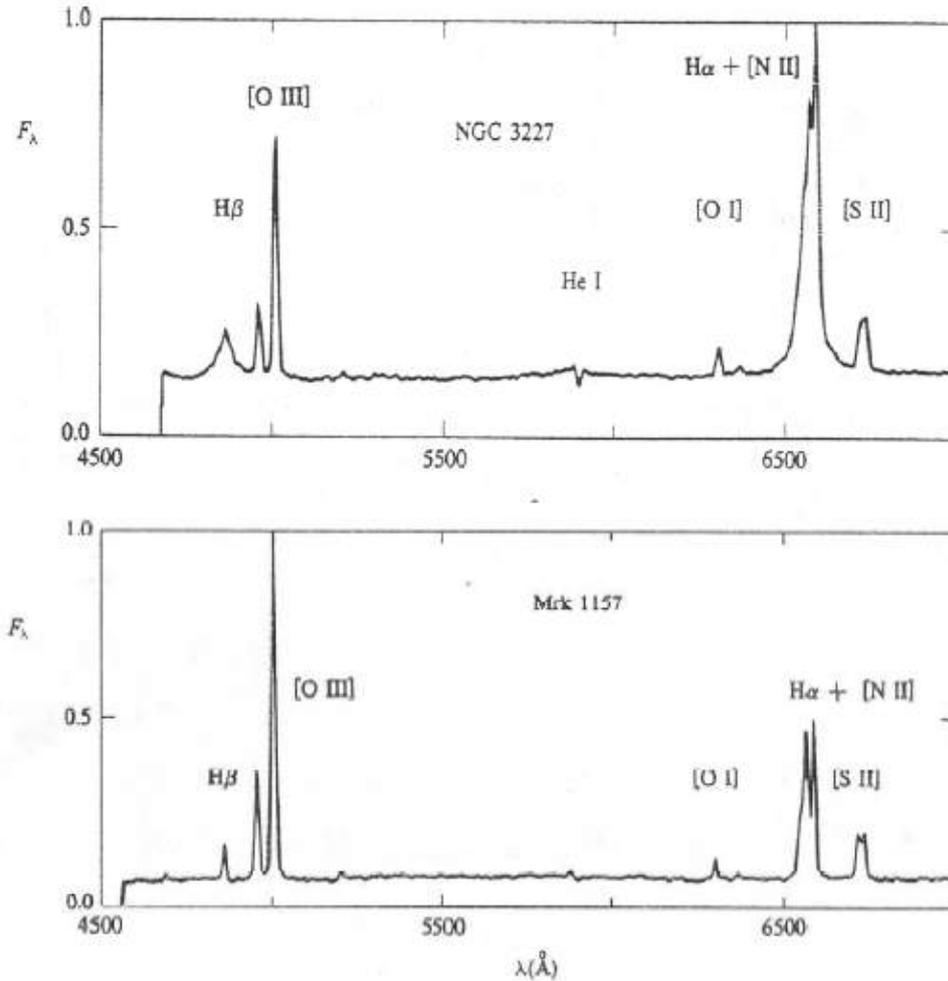


Figura 3: Espectro óptico de NGC 3227, con líneas anchas (arriba) y de Mrk 1157, con líneas angostas (abajo). Imagen extraída de Osterbrock, 1989.

Como puede apreciarse en la figura anterior, las líneas angostas pueden ser tanto producidas por transiciones permitidas (por ejemplo  $H\beta$  y  $H\alpha$  en el espectro de abajo) como por transiciones prohibidas (por ejemplo [OIII] en la imagen superior e inferior). No así en el caso de las líneas anchas, que son únicamente generadas por transiciones permitidas ( $H\beta$  y  $H\alpha$  en el espectro de arriba).

### Variabilidad

Se encuentran AGNs que muestran que la cantidad de energía emitida varía con el tiempo, llegando a ser esta variación muy significativa en un transcurso de pocos días. Se observa correlación entre la variación del continuo y de las líneas anchas (no sucede lo mismo con las líneas angostas). Estas variaciones permiten estimar el tamaño de las regiones emisoras, a partir del tiempo transcurrido entre una variación del continuo y la correspondiente variación en la intensidad de la línea de emisión. Esto forma la base para el método de reverberación, que permite

calcular la distancia de las nubes emisoras al centro del AGN.

### Emisión en radio

Algunos AGN son fuertes emisores en radio, la cual es producida por electrones moviéndose en campos magnéticos a velocidades relativistas (radiación de sincrotrón). No obstante, la luminosidad en radio es apenas un pequeño porcentaje de la luminosidad bolométrica, incluso en los AGN que son fuertes emisores en esta longitud de onda. La emisión en radio está principalmente asociada a jets que se extienden más allá de la galaxia óptica, pudiendo éstos alcanzar tamaños de varios kpc, como se verá más adelante.

### 1.2.3 Tipos de AGN

Los AGN comprenden una gran variedad de clases de objetos, que a su vez incluyen distintos subtipos. Por ejemplo, la masa del agujero negro central puede ser del orden de  $\sim 10^5 M_{\odot}$ , como es el caso de NGC 4395, o puede llegar a alcanzar una masa del orden de  $\sim 10^{10} M_{\odot}$  como en el caso del cuasar 3C273. Sus luminosidades bolométricas están en el rango de  $L_{\text{bol}} \sim 10^{41} - 10^{48} \text{ erg s}^{-1}$ . Algunos muestran gran variabilidad y otros parecen fuentes continuas en el tiempo. Por otro lado, los espectros en el rango óptico para algunos AGN pueden mostrar intensas líneas de emisión, mientras que para otros las líneas parecen estar ausentes.

Desde la perspectiva actual, en la cual se postula que todos los AGN tienen el mismo tipo de motor central, se intenta unificar las diversas clases de AGN. El objetivo es encontrar el modelo más simple posible para explicar las diferentes apariencias en los distintos tipos de objetos. A continuación se mostrarán las distintas clases y subclases de AGN y luego se considerarán algunos escenarios para su unificación. Cabe mencionar que una revisión precisa sobre la clasificación y unificación de AGN fue hecha por Tadhunter, 2008. Más adelante se presentarán las galaxias Narrow Line Seyfert 1 (NLS1), que son los objetos de estudio en este trabajo.

### Quasars

Los quasars son los AGN más luminosos, con magnitudes absolutas más brillantes que  $M_B < 23$  (Schmidt y Green, 1983). Teniendo en cuenta su gran luminosidad, se pueden encontrar objetos de este tipo a grandes distancias a través del universo. Hasta el momento, los quasars más lejanos que se han encontrado llegan a tener redshifts de  $\sim 7.085$  Mortlock y col., 2011, hecho que pone a estos objetos a apenas unos 800 millones de años después del Big Bang. En total hay hasta el momento más de 40 quasars conocidos con redshifts  $z > 6$  (Willott y col., 2010), sacados de relevamientos espectroscópicos como el "Canada-France High-z Quasar Survey" (CFHQS) y el "Sloan Digital Sky Survey" (SDSS). Estos objetos tienen aspecto estelar, observándose como fuentes puntuales muy brillantes. Imágenes ópticas tomadas con el Telescopio Espacial Hubble de algunos quasars permiten observar que éstos son los poderosos núcleos activos de galaxias distantes. Como puede verse en la Figura 4, la morfología de estas galaxias parece ser variada, encontrándose alguna galaxia espiral (como en el caso de PG 0052+251) y algunas elípticas (por ejemplo PHL909). En el caso de PG 1012+008 puede verse que está atravesando una colisión con otra galaxia.

Tienen espectros que presentan tanto líneas de emisión anchas como angostas, y además tienen un continuo muy intenso en longitudes de onda duras. Además,

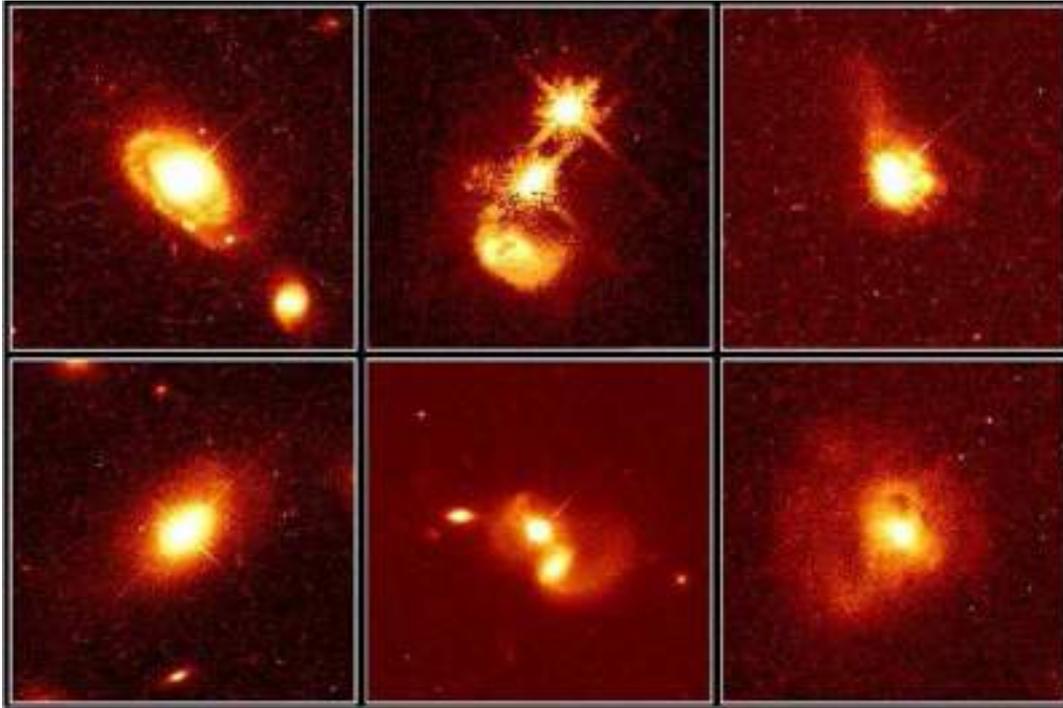


Figura 4: Imágenes de distintos cuasars con sus galaxias huésped observados con el Telescopio Espacial Hubble. Imagen AURA/STScI/NASA/JPL (NASA photo STScI-PRC96-35a).

por tratarse de objetos lejanos, muestran un espectro que está altamente corrido al rojo, como puede verse en la Figura 5, donde se muestra el espectro típico de un quasar. En este caso, puede apreciarse que por ejemplo la línea  $H\alpha$  está corrida aproximadamente 1000 Å hacia el rojo.

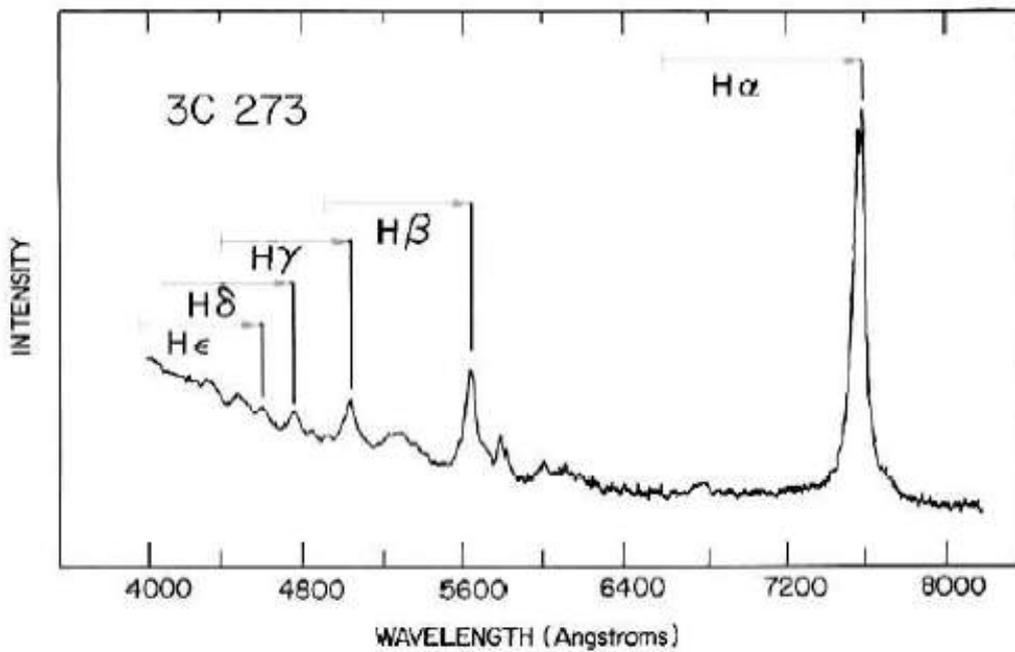


Figura 5: Espectro del quasar 3C273 en unidades de flujo arbitrarias. Imagen extraída de "Wikipedia".

Dependiendo de la emisión en radio suele dividirse a los quasars en dos subclases: los quasars fuertes emisores en radio (radio-loud), a los que históricamente se los llama quasars; y los débiles emisores en radio (radio-quiet) o QSOs.

### Radio-Quiet Quasars

Con la ayuda de muchos relevamientos se mostró que la mayoría de los quasars no son brillantes en longitud de onda de radio y tampoco producen ningún tipo de jet. Aproximadamente el 90% de todos los quasars son radio-quiet. La definición de cuán fuerte emite un objeto en radio está relacionada en la comparación entre el flujo en radio y el flujo en el óptico. De esta manera, un objeto será radio-quiet cuando  $R = \log(f_{\text{radio}}/f_B) < 1$ . Por lo tanto, un objeto clasificado como radio-quiet, no es necesariamente un objeto que no emite nada en radio, de hecho, éste puede tener cierta emisión en dicha longitud de onda y aún así mantener la relación anterior. El mecanismo que produce la emisión en radio en estos objetos aún no es del todo conocido, sin embargo se cree que ciertamente se debe a emisión sincrotrón, al igual que en los objetos que son radio-loud. Una posibilidad podría ser la presencia de un jet en pequeña escala, mucho menos poderoso que los encontrados en objetos que emiten fuertemente en radio, como propuso por ejemplo Ulvestad, Antonucci y Barvainis, 2005. Una evidencia de esto podría ser la detección de componentes nucleares compactas en radio moviéndose con velocidades no relativistas, encontradas en algunos objetos radio-quiet (Middelberg y col., 2004; Ulvestad y col., 2005). Sin embargo, en este escenario uno esperaría una transición suave entre las dos clases, y no es lo que se observa. Laor y Behar, 2008 propusieron como alternativa un mecanismo de emisión generado por calentamiento magnético, similar al que se observa en las coronas de estrellas activas. Una tercera posibilidad podría ser la generación de emisión de sincrotrón a través de choques que ocurren en el flujo de acreción (e.g., Ishibashi y Courvoisier, 2011; Viegas-Aldrovandi y Contini, 1989a,b).

### Radio-Loud Quasars

Los fuertes emisores en radio constituyen una pequeña minoría y tienen propiedades observacionales muy similares a las radio galaxias. Si bien representan aproximadamente el 10% de los quasars, este tipo de objetos es más sencillo de detectar debido justamente a su gran luminosidad y fuerte emisión en radio. Este tipo de objetos muestra características similares a los radio-quiet, como un flujo continuo variable, una fuerte emisión en la banda UV, y líneas de emisión anchas. Pero a pesar de esto, las galaxias huésped de estos objetos tienden a ser más masivas que las de los radio-quiet (Dunlop y col., 2003) y producen jets más intensos que generan una fuerte emisión en radio a través de radiación sincrotrón.

### Galaxias Seyfert

Como se mencionó anteriormente, las galaxias Seyfert fueron los primeros AGN identificados como tales, cuando Carl Seyfert las observó en la década de 1940. Constituyen la clase de AGN más común en el universo local. Debido a su relativa proximidad, esta clase de objetos tiene los mejores espectros disponibles y las mejores imágenes, permitiendo un estudio más detallado de los procesos físicos involucrados. Son generalmente galaxias espirales con núcleos muy brillantes. Estos núcleos activos son menos luminosos que los quasars, con magnitudes absolutas  $M_B > 23$  (Schmidt y Green, 1983). Presentan altos estados de ionización, indicando que hay una fuente ionizante con una energía mucho mayor a la que podrían

generar las estrellas ordinarias. Esto puede verse en los espectros, que muestran continuos muy intensos en las regiones del UV y de rayos X. Dependiendo del espectro de estas galaxias, suelen clasificarse principalmente en dos subclases: Seyfert 1 y Seyfert 2. Los primeros en proponer esta clasificación fueron Khachikian y Weedman, 1974, quienes las distinguieron por la presencia o ausencia de líneas de emisión anchas:

### Seyfert 1

Los espectros de estas galaxias presentan tanto líneas de emisión anchas como angostas, como puede verse en la Figura 6, que muestra el espectro típico de una galaxia Seyfert 1.

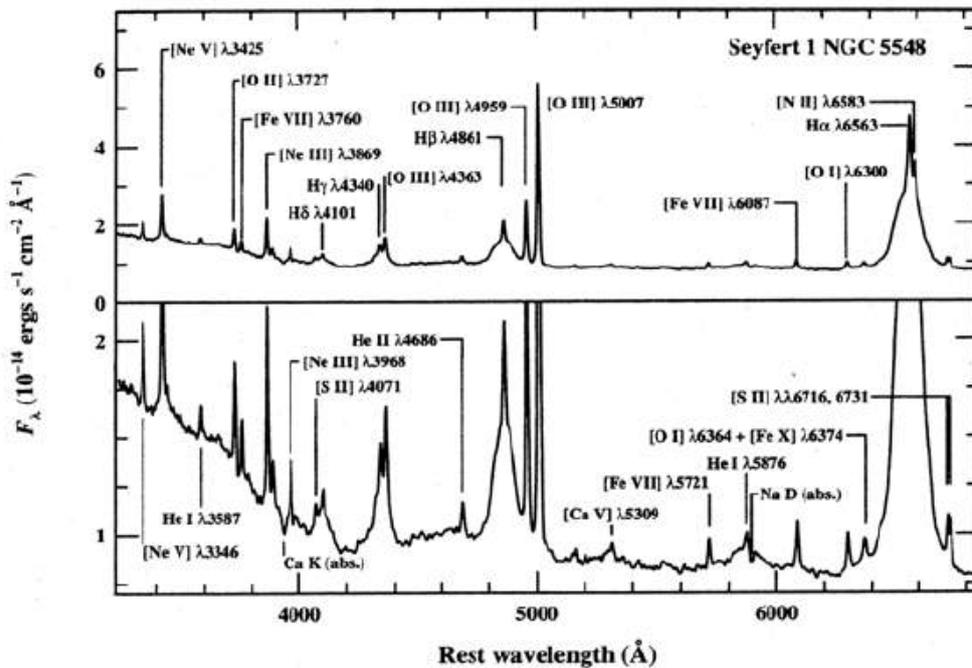


Figura 6: Espectro óptico de la galaxia Seyfert 1 NGC5548. El espectro muestra las líneas anchas de emisión de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  and  $H\delta$  y líneas prohibidas angostas como por ejemplo [OIII], [OII] y [NeIII]. Espectro obtenido por A. V. Filippenko en el Observatorio Lick (Estados Unidos).

En esta clase de galaxias, las líneas permitidas de Balmer, como  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$  son más anchas que las líneas prohibidas como las del oxígeno [OIII], [OII] y [OI], y que las del nitrógeno y neón [NII], [NeIII] y [NeIV]. Las líneas anchas son producidas por transiciones permitidas, y tienen anchos que pueden alcanzar los  $10^3$ – $10^4$  km  $s^{-1}$ . Se estima que el gas emisor es de alta densidad, con densidades electrónicas que pueden superar  $N_e \geq 10^9$   $cm^{-3}$ . Por otro lado, las líneas angostas corresponden a transiciones prohibidas y permitidas y tienen anchos que implican velocidades de unos pocos cientos de kilómetros por segundo. La presencia de líneas prohibidas es un indicador de densidades electrónicas bajas:  $N_e \sim 10^3$ – $10^6$   $cm^{-3}$ .

### Seyfert 2

Estas galaxias presentan solamente líneas de emisión angostas. Además suelen ser menos luminosas, teniendo un continuo más débil que el de las Seyfert 1. Suelen tener un AGN menos dominante con respecto a la galaxia huésped, comparada

con las Seyfert 1. Debido a esto, generalmente es difícil encontrar una galaxia Seyfert 2 lejana a través de sus espectros ópticos; generalmente son necesarias largas exposiciones para poder separar la débil contribución del AGN respecto del espectro estelar del resto de la galaxia. Un espectro típico de una galaxia Seyfert 2 se muestra a continuación, en la Figura 7.

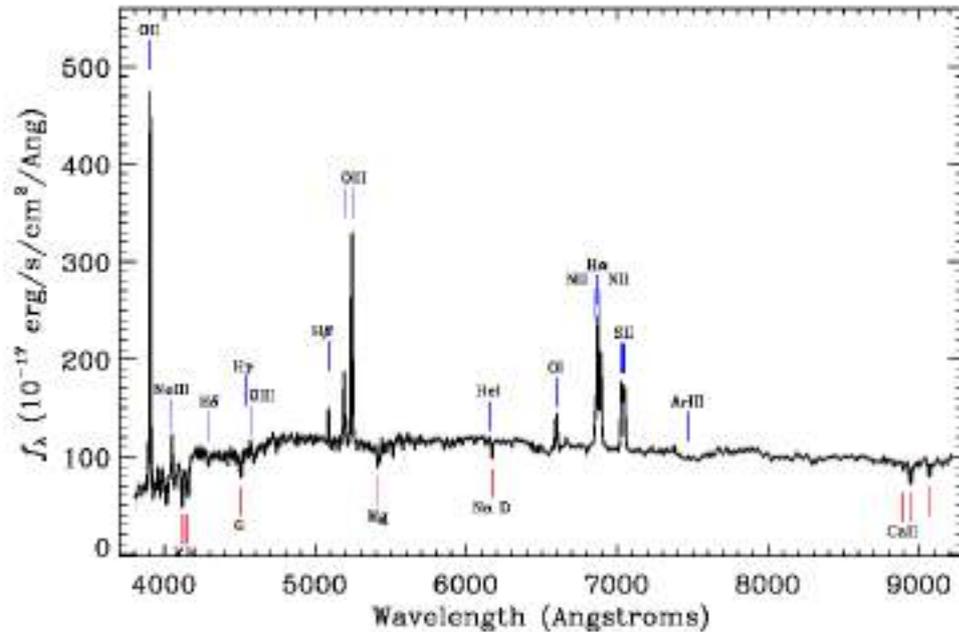


Figura 7: Espectro óptico de la galaxia 6dFGS gJ112640.7-014137, una Seyfert 2. El espectro muestra las líneas de emisión angostas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  y  $H\delta$  y líneas prohibidas angostas de emisión como por ejemplo  $[OIII]$ ,  $[OII]$ ,  $[OII]$ ,  $[NII]$  y  $[SII]$ . Además pueden observarse algunas líneas de absorción como por ejemplo las producidas por Mg y CaII. Espectro obtenido por el Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

### Otras clases de Seyfert

A estas dos clases principales de galaxias Seyfert, Osterbrock, 1977 las clasificó en nuevas subclases: Seyfert 1.2, 1.5, 1.8 y 1.9, donde la intensidad de las componentes anchas respecto de las angostas decrece a medida que el índice aumenta. Las galaxias Seyfert 1.2 son como las Seyfert 1, con típicas líneas anchas, pero con un ancho levemente menor. En las galaxias Seyfert 1.5, las intensidades de las componentes ancha y angosta de  $H\beta$  son comparables. En las galaxias Seyfert 1.8 las componentes anchas son muy débiles, pero detectables tanto en  $H\alpha$  como en  $H\beta$ . En las galaxias Seyfert 1.9 la componente ancha es detectada solamente en la línea  $H\alpha$  y no en líneas de la serie de Balmer de mayor orden. Es obvio que esta división entre las distintas subclases es un poco arbitraria; muchas veces los espectros ópticos no tienen una buena relación señal/ruido para poder medir en forma adecuada el ancho de las líneas. Por lo tanto, cuando los objetos fueron clasificados en el pasado y basados en espectros de baja resolución, generalmente se los dividió entre las clases principales Seyfert 1 y Seyfert 2. Un estudio de Trippe y col., 2010 indica que un 50% de las Seyfert 1.8 y 1.9 son en realidad Seyfert 2 identificadas

erróneamente, en las cuales el flujo de [NII] no fue tenido en cuenta correctamente, y por lo tanto dejando una falsa conclusión sobre el ancho de  $H\alpha$ . Además de todas las subclases mencionadas, se encuentran las galaxias Narrow Line Seyfert 1 (NLS1), que son el tipo de objetos estudiados en este trabajo y que serán vistos más adelante. A partir de un espectro, uno puede seguir, por ejemplo, el trabajo de Caccianiga y col., 2008, quienes presentan una clasificación permitiendo distinguir entre AGN de tipo 1 (Quasars, Seyfert 1, 1.5, NLS1, Radio galaxias con líneas anchas) y de tipo 2 (Seyfert 1.8, 2, Radio galaxias con líneas angostas).

### Blazars

En el marco del modelo unificado, que se verá más adelante, los blazars son una subclase especial de quasars. El modelo para la emisión de los blazars sugiere que estas fuentes son quasars en los cuales los jets relativistas están orientados en una dirección muy cercana a la línea de la visual del observador. Por ende, este tipo de objetos presentan una gran variabilidad. Son grandes emisores, desde longitudes de onda de radio hasta energías altas: "Very High Energies" (VHE), por encima de 1 TeV. Los blazars se subdividen entre los objetos BL Lac y los FSRQ (Flat Spectrum Radio Quasars). Los BL Lac no suelen mostrar líneas prominentes en el espectro óptico, como puede verse en el ejemplo de la Figura 8. Un criterio para distinguir a los BL Lac de los FSRQ es el ancho equivalente (EW) de las líneas de emisión; siendo para el caso de los BL Lac:  $EW < 5\text{\AA}$ . Este valor es un poco arbitrario, teniendo en cuenta que el continuo de emisión de los blazars es variable, y por ende varían también los anchos equivalentes de las líneas. Aunque en estos objetos las líneas de emisión son débiles, algunos BL Lac muestran tener una región emisora de líneas angostas ("narrow line region": NLR) y una región emisora de líneas anchas ("broad line region": BLR). El hecho de que las líneas muchas veces no sean visibles en los espectros se debe a un continuo no térmico subyacente. Stocke, Danforth y Perlman, 2011 mostraron que algunos BL Lac brillantes muestran algunas líneas  $Ly\alpha$  débiles y angostas. Por su parte, algunos FSRQ muestran líneas de emisión anchas. Además, algunos objetos muestran una gran polarización en su continuo. Los blazars muestran una gran variabilidad en su emisión a lo largo de todo el espectro electromagnético. Ésta fue la primera característica para encontrar e identificar a estos objetos. Otra manera para encontrar un blazar es buscar fuentes con una emisión en radio intensa y polarizada (blazars seleccionados en radio), o una emisión muy intensa en rayos X comparada con su emisión óptica (blazars seleccionados en rayos X). Se han reportado variaciones en blazars en escalas de tiempo que van desde un año a menos de un día. Se han observado también variaciones realmente importantes, en pocas horas, en la emisión en radio. No está del todo claro si estas variaciones son intrínsecas, por ejemplo debidas a variaciones en la intensidad del jet; o extrínsecas, debidas por ejemplo a variaciones en la cantidad de absorción en la vecindad de la emisión, o incluso en cercanías de los observadores. Lovell y col., 2008 estudiaron una muestra de 443 FSRQ y encontraron que la variabilidad de éstos en los 5 GHz se debe principalmente al medio interestelar ionizado en nuestra propia galaxia. También encontraron que la variación encontrada en escalas de horas en longitudes de onda de radio, depende de la latitud galáctica. Por lo tanto, al menos en ondas de radio de baja frecuencia, la variabilidad no es debida a la fuente en si. Para el caso de la banda óptica, se han encontrado variaciones en amplitudes del 20% en escalas de tiempo de minutos (Wagner y Witzel, 1995).

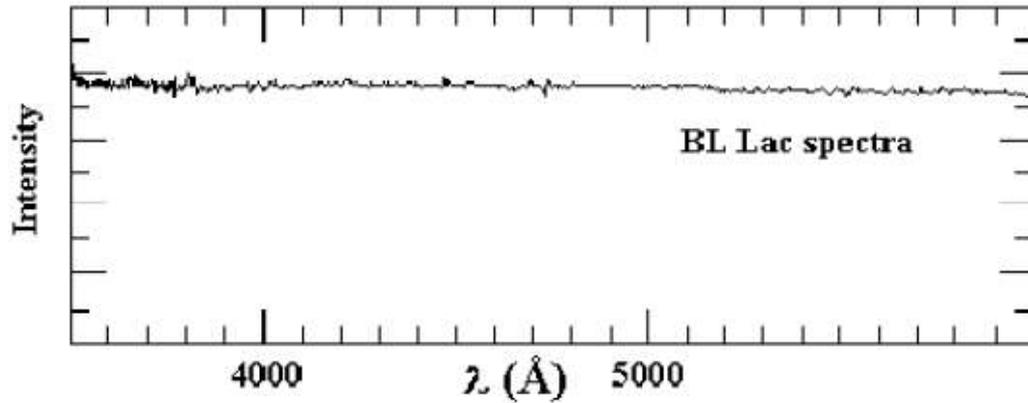


Figura 8: Espectro típico de un objeto BL Lac. Espectro extraído del set de imágenes de Bill Keel.

La polarización en los blazars es fuerte y variable en el óptico y en ondas de radio. Para algunos blazars seleccionados en radio se han encontrado polarizaciones con valores promedio de  $\Pi \sim 5\%$  (Mantovani, Bondi y Mack, 2011) con algunos objetos llegando a tener valores de  $\Pi \sim 40\%$ . Para estas fuentes la polarización puede variar significativamente en intensidad y orientación, mientras que para blazars seleccionados en rayos X, el máximo es aproximadamente  $\Pi \sim 15\%$  y no muestran fuerte variabilidad (Heidt y Nilsson, 2011).

### LINER

Las regiones de líneas de emisión nucleares de baja ionización o LINER (Low Ionization Nuclear Emission Line Regions) son el tipo menos luminoso y más común de AGN. Su espectro muestra líneas de emisión con anchos de unos pocos cientos de  $\text{km s}^{-1}$ . Esta clase de galaxias activas fue identificada por Heckman, 1980 y se caracterizan por tener intensas líneas angostas de baja ionización. Un espectro típico de esta clase de objetos se muestra en la Figura 9.

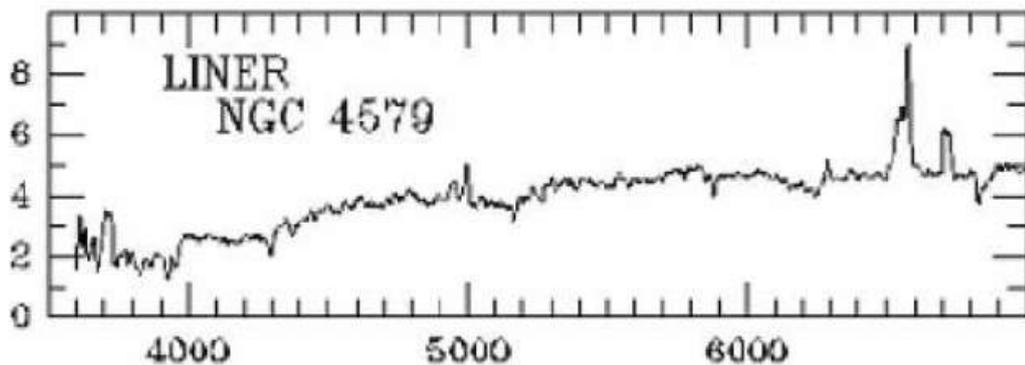


Figura 9: Espectro típico de una galaxia LINER, con el flujo en unidades arbitrarias y la longitud de onda en Å. Imagen extraída de “Wikipedia”.

La luminosidad del continuo no térmico suele ser débil en estas galaxias y existe cierta ambigüedad con respecto a la naturaleza del continuo ionizante. Por ejemplo, la baja intensidad de  $[\text{OI}] \lambda 6300$  en algunos LINER sugiere ionización por estrellas tempranas. No obstante, para el resto de este tipo de objetos (con mayores intensidades de  $[\text{OI}] \lambda 6300$ ) el continuo ionizante no está bien determinado, pudiendo ser debido a una fuente no estelar o a estrellas evolucionadas. En este

último caso no serían estrictamente AGN. Los LINER además pueden tener emisión sincrotrón en radio que cualitativamente se asemeja a la emisión en radio de los cuasars y radio galaxias, pero mucho más débil.

### Radio Galaxias

Generalmente son galaxias elípticas con intensa emisión en radio. Esta emisión es producida por electrones emitidos desde las regiones centrales de la galaxia hacia el exterior, moviéndose con velocidades relativistas en intensos campos magnéticos. Al igual que las galaxias Seyfert, se distinguen dos tipos de radio galaxias a través de su espectro óptico. Una Radio Galaxia de Línea Ancha o BLRG (Broad Line Radio Galaxies) tiene un espectro similar al de una Seyfert<sup>1</sup>. El espectro de una Radio Galaxia de Línea Angosta o NLRG (Narrow line radio galaxies) se parece más al de una Seyfert<sup>2</sup>. La mayor parte de la radiación de radio proviene de un par de lóbulos localizados lejos de la galaxia óptica y existe evidencia de que estos lóbulos son producidos por material que ha sido expulsado del núcleo activo. La radio galaxia 3C 236 es uno de los objetos de mayor extensión conocidos en el universo, con una distancia de lóbulo a lóbulo de 5,7 Mpc (Willis, Strom y Wilson, 1974).

Basándose en la morfología en radio, Fanaroff y Riley, 1974 dividieron a las radio galaxias en dos categorías; las de baja luminosidad, FR I que muestran una emisión compacta que proviene del núcleo y las de alta luminosidad FR II, en las cuales la mayor parte de la emisión en radio se origina en los lóbulos, que se extienden a grandes distancias del núcleo. Se ha establecido como límite entre ambas clases una luminosidad de  $L_R = 10^{32} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$  en una frecuencia de 175 MHz.

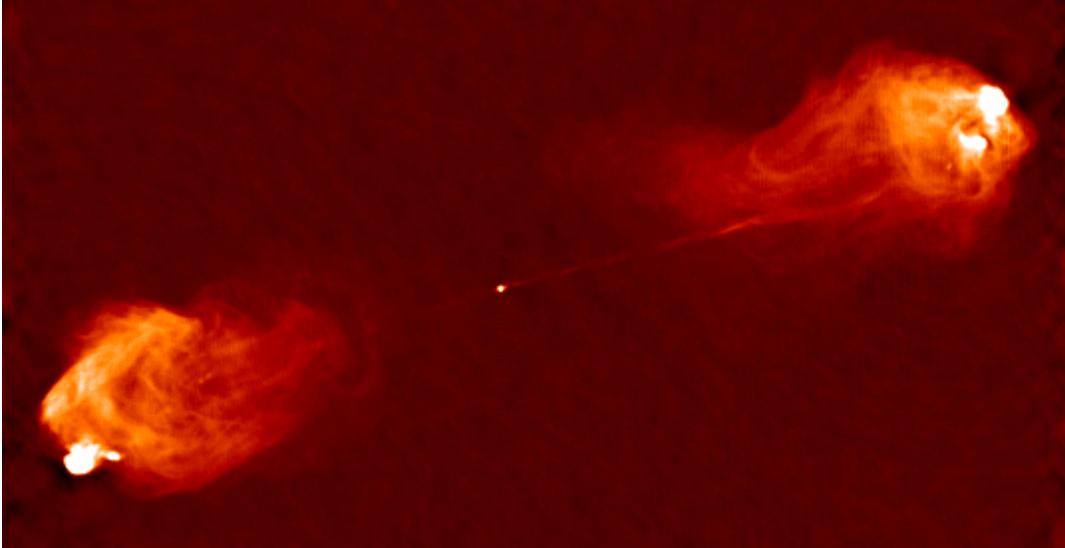


Figura 10: La radio galaxia del tipo FR II, Cygnus A. Es la fuente extragaláctica más brillante en longitudes de onda de radio. El "core" del núcleo activo de la galaxia puede verse como el punto brillante en el centro. Los radio lóbulos se extienden hasta unos 50 kpc del centro, mucho más allá de la extensión de la galaxia huésped, que no es visible en esta longitud de onda. Imagen extraída de Carilli y Barthel, 1996.

La Figura 10 muestra la radiofuente aparentemente más brillante, la radio galaxia FR II Cygnus A. Con un redshift de  $z = 0.057$ , esta galaxia tiene una extensión angular de aproximadamente 100 segundos de arco, que corresponde a una extensión de alrededor 100 kpc, con una luminosidad en radio total  $L_R = 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ .

Por lo tanto, los lóbulos mostrados en la Figura 10 se extienden mucho más allá de la galaxia huésped, una elíptica gigante con un diámetro de aproximadamente 70 kpc (Carilli y Barthel, 1996). En la Figura 11 se puede ver el espectro óptico de Cygnus A, el cual muestra líneas prohibidas y permitidas angostas. La emisión de los jets es no térmica y está polarizada, y se produce a través de la emisión sincrotrón.

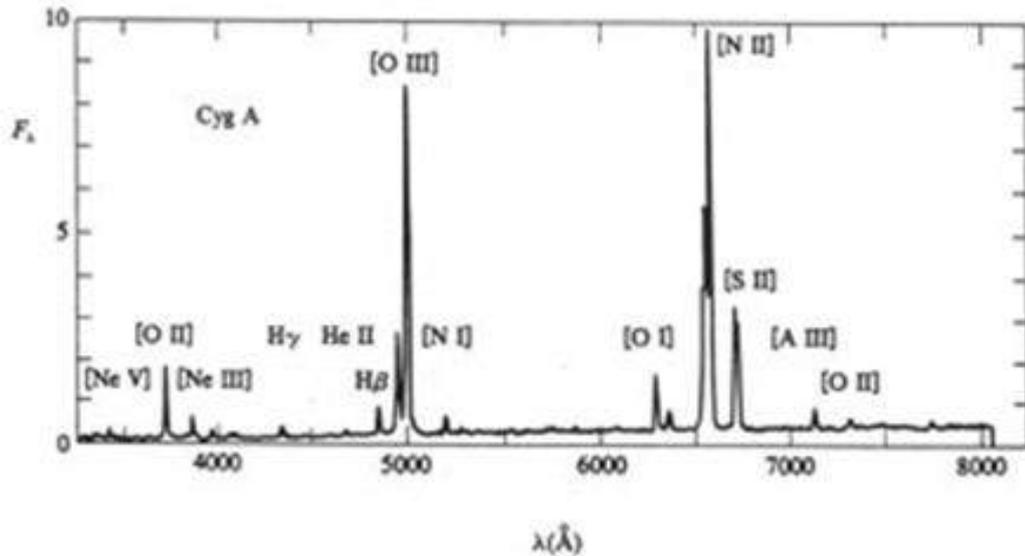


Figura 11: Espectro óptico de Cygnus A. En el mismo pueden verse por ejemplo las líneas angostas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$  y algunas líneas prohibidas como ser [OIII], [OII], [OI], [NII], [NeV], [NeIII] y [SII], entre otras. Espectro extraído de Osterbrock, 1983.

Las radio galaxias se pueden encontrar incluso a grandes redshifts. Se han encontrado objetos de este tipo en redshift de  $z = 5.2$  utilizando telescopios espaciales ópticos (por ejemplo el telescopio Hubble) e infrarrojos (por ejemplo el telescopio Spitzer). En general son galaxias elípticas gigantes, que se encuentran en cúmulos de galaxias. Muchas veces, debido a sus grandes distancias, es complicado resolver la morfología de estas fuentes, que eventualmente se ven como objetos puntuales y a veces se clasifican como quasars.

### Galaxias Starburst

Las galaxias "Starburst" son aquellas que muestran signos de una reciente actividad de formación estelar intensa en grandes escalas. Están caracterizadas por colores azules y espectros intensos del tipo de regiones HII, asociados con el gran número de estrellas O y B presentes. Los núcleos starburst también irradian fuertemente en la región infrarroja del espectro electromagnético. Esta emisión térmica es producida por polvo que es calentado por estrellas jóvenes recién formadas. En algunos casos el estallido de formación estelar (starburst) está confinado a una región pequeña en el centro de la galaxia, mostrándose semejante a un núcleo activo. La energía liberada por estos núcleos puede ser comparada con la de las galaxias Seyfert o inclusive con la de algunos quasars, sin embargo las propiedades observadas en los Starburst pueden ser explicadas con fenómenos estelares. Si bien las galaxias Starburst no pertenecen estrictamente al grupo de los AGNs, algunas investigaciones han mostrado que una gran parte de la energía emitida por algunas galaxias Seyfert puede ser producida por una significativa formación estelar. Algu-

nas galaxias que poseen una gran formación estelar, o starburst tienen también un AGN (Ivanov y col., 2000).

#### 1.2.4 Estructura de un AGN

Como se mencionó anteriormente, en un AGN se ven fenómenos energéticos que no pueden ser atribuidos únicamente a procesos estelares ordinarios. En las galaxias activas se ven continuos mucho más energéticos e intensos que en las galaxias normales y esto sugiere la existencia de mecanismos adicionales, que son capaces de producir los fenómenos observados. La característica fundamental que comparten todas las galaxias activas es la presencia de algún proceso que sea capaz de generar las grandes cantidades de energía que son medidas.

La luminosidad típica en un AGN es del orden de  $10^{12}L_{\odot}$ . Las estrellas más luminosas (del tipo O-B) tienen luminosidades del orden de  $10^5L_{\odot}$  y sus masas son del orden de  $10^2M_{\odot}$ . Entonces para generar la luminosidad observada en el AGN serían necesarias  $10^7$  estrellas de estas características. Por otro lado, el tamaño de la región emisora fue estimado por Lyndell-Bell estudiando las variaciones del continuo encontrando escalas del orden del medio día luz. Teniendo en cuenta estas consideraciones debería existir un gran número de estrellas en una región pequeña del espacio, por lo tanto es poco probable que la fuente generadora de energía en los AGN sea estelar.

Cualquier objeto con simetría esférica sostenido por su propia gravedad contra la presión de radiación debe satisfacer la condición de Eddington para la luminosidad, esto es, un límite superior para la luminosidad emitida por la fuente central:

$$\frac{L}{L_{\odot}} \leq \frac{L_E}{L_{\odot}} = \frac{4\pi G m_H M}{\sigma_T} \frac{1}{L_{\odot}} = 3,22 \times 10^4 \frac{M}{M_{\odot}} \quad (1)$$

donde  $L$  y  $M$  son la luminosidad y la masa del objeto, respectivamente;  $G$  es la constante de la gravitación universal,  $m_H$  es la masa de hidrógeno y  $\sigma_T$  es la sección eficaz de la dispersión de Thomson. Entonces la fuente central de un AGN con una luminosidad del orden de  $10^{12}L_{\odot}$  deberá tener una masa del orden de  $\sim 10^7M_{\odot}$ . Considerando lo anterior, se puede decir entonces que grandes cantidades de energía son generadas en un volumen pequeño y con grandes cantidades de masa. Esta condición no puede ser cumplida por las reacciones termonucleares ya que requiere un gran número de estrellas en volúmenes pequeños. Por lo tanto, la idea más aceptada consiste en un disco de acreción alrededor de un agujero negro. De esta manera, la energía de masa en reposo del material acretado puede ser convertida en radiación con mayor eficiencia que la que se podría alcanzar con otro proceso, generando luminosidades dadas por

$$L = \eta \dot{M} c^2 \quad (2)$$

donde  $\eta$  es la eficiencia del proceso, teniendo valores comprendidos en el rango  $0.057 \leq \eta \leq 0.423$ . Este parámetro  $\eta$  indica que fracción de masa es convertida en energía.  $\dot{M}$  es la tasa de acreción de masa a través del disco. Por ejemplo, para un proceso cuya eficiencia sea del orden del 10% ( $\eta = 0.1$ ), un AGN con una luminosidad  $L = 10^{12} L_{\odot}$ , la tasa de acreción de masa es de  $\dot{M} = 0.7 M_{\odot}/\text{año}$ .

Entonces, como se vio hasta el momento, un AGN se caracteriza por mostrar grandes luminosidades, intensas líneas de emisión anchas y angostas y altos gra-

dos de ionización. Para poder explicar estos fenómenos, el agujero negro central tiene que estar acompañado de otras componentes, que son las encargadas de producir lo observado. La materia (gas, polvo) al “caer” al agujero negro forma el llamado disco de acreción y es la encargada de emitir grandes cantidades de energía. Esta energía ioniza las nubes emisoras de líneas angostas y de líneas anchas.

La idea más aceptada para el esquema de un AGN sugiere que la materia acreta va cayendo en forma de espiral hacia el agujero negro (formando el disco de acreción), liberando energía gravitacional, que es la que produce el fenómeno de un AGN. Circundando el plano del disco, nubes densas con altas velocidades aleatorias son irradiadas por éste, produciendo líneas con grandes anchos Doppler, como las que pueden verse en los cuasars, o en las Seyfert 1, por ejemplo. Estas nubes forman la región emisora de líneas anchas o BLR (Broad Line Región). Más lejos del potencial central se encuentran nubes con menor densidad y velocidades aleatorias menores, que son las que producen las líneas angostas, formando la región emisora de líneas angostas o NLR (Narrow Line Región). Además de estos subsistemas, se encuentran los jets, que son las principales fuentes de la energía en longitudes de radio, y se sugiere la presencia de un toroide de gas y polvo, ópticamente grueso, que absorbe gran parte de la radiación en determinadas direcciones, como se verá en la siguiente sección.

A continuación se mencionan brevemente las características básicas de las componentes de un AGN:

#### **BLR o región emisora de líneas anchas**

Como se sabe, una de las características que distinguen a los AGN es la presencia de intensas líneas de emisión en los espectros observados. Estas líneas presentan amplios rangos de ionización y son emitidas desde una gran cantidad de nubes ubicadas fuera del plano del disco de acreción. Las encargadas de emitir las líneas anchas son nubes densas fotoionizadas por el continuo emitido. Están gravitacionalmente ligadas al agujero negro y tendrían que estar lo suficientemente cerca para que sus velocidades se correspondieran con los anchos de líneas observados, que están en el rango  $10^3 - 10^4 \text{ km s}^{-1}$ . Además estas nubes deberían ser lo suficientemente numerosas como para crear los perfiles suaves observados en las líneas. Observaciones acopladas con modelos de fotoionización han permitido hacer algunas estimaciones acerca de la densidad electrónica del gas emisor que está ubicado en esta región, encontrándose valores que están en el rango  $10^8 \text{ cm}^{-3} \leq N_e \leq 10^{12} \text{ cm}^{-3}$  (Osterbrock y Mathews, 1986). Es difícil estimar el tamaño de la BLR y por eso para esto se apela al método de reverberación. Este método consiste en medir el tiempo transcurrido entre una variación del continuo ionizante y la correspondiente variación en la intensidad de las líneas. Esta diferencia temporal entre ambas variaciones es el tiempo que demora la luz en viajar desde donde fue emitida hasta las nubes fotoionizadas, lo cual permite estimar el tamaño de dicha región. Algunos estudios estimaron escalas de tiempo que varían desde algunos días a algunos meses, significando un tamaño de la BLR de aproximadamente 0.01-1 pc (Wandel, Peterson y Malkan, 1999).

#### **NLR o región emisora de líneas angostas**

Los anchos de las líneas emitidas por la NLR llegan a algunos cientos de kilómetros por segundo. Modelos de fotoionización estiman para esta región densidades electrónicas menores que para la BLR con valores dentro del rango comprendido entre  $10^2 \text{ cm}^{-3} \leq N_e \leq 10^6 \text{ cm}^{-3}$  (Wilkes, 2000). Las nubes de la NLR se en-

cuentran a una distancia mayor de la fuente central, habiéndose estimado que esta región tiene un tamaño que puede ir desde los 100 pc hasta los 1000 pc. Estas dimensiones han sido confirmadas a partir de imágenes directas de algunas Seyfert cercanas (Macchetto y col., 1994).

### Los jets

Si bien no todos los AGN son fuertes emisores en radio, en algunos suele detectarse una fuerte emisión en estas longitudes de onda. Generalmente la emisión en radio proviene de una fuente no resuelta que coincide con el centro del AGN. Además si bien la forma de la emisión extendida varía (Nagar y col., 1999) suele tomar la forma de una estructura lineal (Schmitt y col., 2001). Tales estructuras son llamadas radio jets. Estos jets están siempre alineados con el radio núcleo y pueden expandirse hasta escalas de kiloparsecs (ver Figura 10). Se piensa que la emisión en radio se debe a la emisión sincrotrón producida por partículas con velocidades relativistas que son eyectadas de la fuente central a lo largo del eje del disco de acreción interno (Natarajan y Pringle, 1998).

### El toro

Dentro del modelo que propone la unificación de los AGN, que será visto en la siguiente sección, se propone la existencia de una región que bloquee las regiones centrales de las galaxias, impidiendo que se observen directamente la BLR y la fuente del continuo central, por lo cual debe ser una capa de gas y polvo lo suficientemente gruesa y opaca. Si se asume que esta estructura está ligada gravitatoriamente al sistema, entonces es factible suponer que tiene una órbita circular. Para poder ocultar la BLR, tendrá que ser mayor que ésta, y encontrarse a una distancia mayor del centro. Además teniendo en cuenta que el polvo no puede permanecer demasiado cerca del centro del AGN ya que sería destruido por las altas temperaturas, se estima su radio interno en aproximadamente 1 pc. Suele suponerse un toro con simetría acimutal, sin embargo ésta no es la única geometría posible. Podría tratarse de nubes de gas y polvo ubicadas en la línea de la visual, de todas maneras, independientemente de la forma, son éstas las estructuras encargadas de ocultar ciertas componentes del AGN.

#### 1.2.5 Unificación de los AGN

Una cuestión fundamental relacionada con el tema de los AGN radica en si todas estas diferentes clases de objetos vistos más arriba pueden ser explicadas por un modelo en común, o si se trata de objetos que son intrínsecamente distintos. Inicialmente se señaló que una galaxia Seyfert es en general una galaxia espiral, en la cual yace un quasar en su centro (Penston y col., 1974; Weedman, 1973). Además Kristian, 1973 señaló que los quasars más débiles en realidad parecen tener un tamaño extendido y no una forma puntual, residiendo en galaxias. Rowan-Robinson, 1977 intentó unificar galaxias Seyfert y fuentes emisoras en radio. Si bien él asumió correctamente que la absorción del polvo es importante a la hora de explicar las diferencias en la emisión en el infrarrojo, no tuvo en cuenta algunos factores que son importantes en cuanto a los AGN brillantes. En una conferencia en la ciudad estadounidense de Pittsburgh en 1978 se expusieron los fundamentos de la unificación (Blandford y Rees, 1978), idea que actualmente aún se cree cierta. En este escenario,

si un objeto parece ser un blazar, es porque su radiación es emitida a lo largo del eje de simetría del AGN hacia el observador. Seguido a esto, Scheuer y Readhead, 1979 propusieron que los quasars fuertemente emisores en longitudes de onda de radio podían ser unificados con los quasars radio-quiet, asumiendo que la diferencia radica en la dirección de la emisión respecto del observador. Esto implica que todos los quasars que son radio-quiet también tienen jets relativistas, pero que aparecen como quasars emisores en radio sólo cuando los jets están a la vista del observador. Sin embargo esta idea puede llegar a tener algunos problemas. Como señalaron Orr y Browne, 1982, los quasars radio-quiet no podían ser simplemente quasars con otra orientación. Algunos estudios posteriores explicaron las diferencias a través de dos efectos: diferencia en la orientación y diferencia en la absorción (Barthel, 1989). Una revisión completa y aún válida acerca de la unificación de los AGN fue hecha por Antonucci, 1993. En un escenario simple, hay básicamente dos tipos de AGN: radio-quiet y radio-loud. Para cada tipo se observa un rango de luminosidades, dando lugar por ejemplo a las distintas clases de Fanaroff-Riley o a la distinción entre galaxias Seyfert y quasars. Cualquier otra diferencia podría explicarse a través de efectos de orientación. En este escenario, todos los objetos que muestran una emisión en radio compacta, incluyendo los blazars, estarían emitiendo su radiación hacia nosotros, con una alineación más cercana a la línea de la visual en el caso de los blazars. En este mismo marco, las Radio Galaxias emiten sus jets con ángulos grandes respecto de la línea de la visual.

Antonucci señaló que la presencia de un toroide de gas y polvo ópticamente grueso rodeando las regiones centrales del AGN en escalas de 1 pc, daría lugar a la ausencia de líneas de emisión anchas en el caso de galaxias Seyfert 2 si ellas están vistas de "canto". En este caso la región emisora de líneas anchas estaría oculta, a diferencia del caso de las galaxias Seyfert 1, que la mayoría de las veces están de frente. Teniendo en cuenta que la NLR está mucho más apartada del agujero negro, esta región podría ser aún visible inclusive cuando la BLR fuera oscurecida, absorbida u ocultada por el toro. Un esquema simple de esta unificación puede verse en la Figura 12, en donde se aprecia que las propiedades observacionales del objeto en cuestión dependen principalmente de la línea de la visual del observador.

Todo esto da lugar a que se abra el interrogante acerca de cual es la diferencia intrínseca entre un AGN radio-loud y uno radio-quiet, y por que los primeros se encuentran en galaxias elípticas mientras que los últimos AGN residen principalmente en galaxias espirales. Una revisión posterior realizada por Urry y Padovani, 1995 explica la unificación de los AGN radio-loud. El objetivo era ver si las FR I (poca luminosidad en radio) eran los antecesores de los BL Lac, mientras que los FSRQ serían un subconjunto de las galaxias FR II (alta emisión en radio). Sin embargo, Urry y Padovani, 1995 consideraron la posibilidad de que los objetos FSRQ evolucionan a BL Lac, volviéndose débiles sus líneas de emisión en virtud de un incremento en la emisión del continuo.

Dejando de lado las diferencias entre los AGN radio-loud y radio-quiet, el modelo unificado predice la distinción entre los varios tipos de fuentes basado en el ángulo del observador. La anisotropía en la población de los AGN se supone que es causada entonces por las distintas cantidades de absorción en la línea de la visual. Este modelo genera algunas predicciones que pueden ser efectivamente testeadas a través de las observaciones. Todas las propiedades intrínsecas cuando los efectos de absorción no son relevantes o cuando éstos han sido modelados, deberían ser las mismas para los distintos tipos de galaxias Seyfert, por ejemplo. Por otro lado, uno debería encontrar que las diferencias entre los distintos obje-

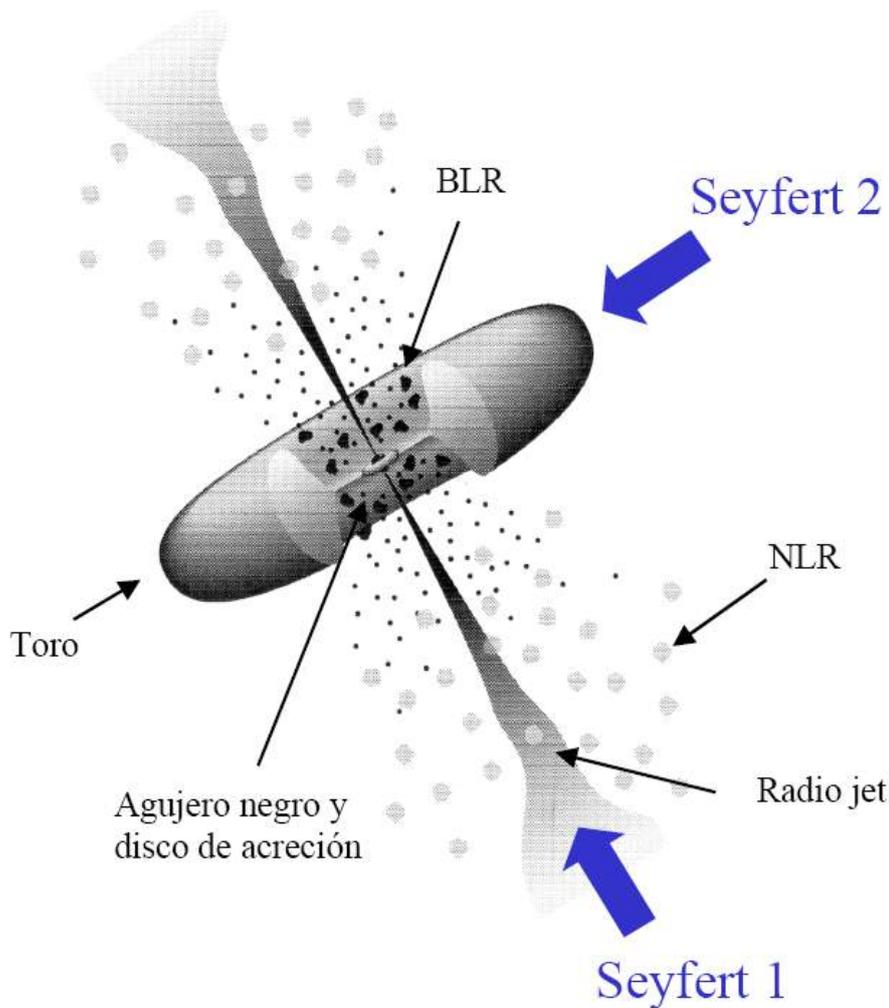


Figura 12: Esquema básico de la unificación de los AGN. Dependiendo de la línea de la visual, el toroide de gas y de polvo absorberá o no la mayor parte de la emisión del centro del AGN, viéndose por ejemplo una Seyfert 2 o una Seyfert 1, respectivamente. Esquema original realizado por Urry y Padovani, 1995.

tos observados puedan ser explicados por el fenómeno de absorción, que debería correlacionar con la profundidad óptica del medio.

Una prueba fuerte del modelo unificado es la predicción de que la región emisora de líneas anchas BLR se encuentra a menor distancia del centro respecto del material que absorbe, mientras que la región emisora de líneas angostas NLR es visible en todas las galaxias Seyfert, ya que se encuentra más alejada. Esta parte del modelo está basada en el hecho de que las galaxias Seyfert 1 muestran líneas anchas y angostas, mientras que las galaxias Seyfert 2 muestran sólo líneas angostas. La distinción entre los tipos 1 y 2 debería desaparecer si se encontrara la manera de excluir la influencia de la absorción en la observación de los espectros de los AGN. Un método para investigar el ancho intrínseco de las líneas en espectros ópticos es estudiar la radiación polarizada. Aunque la BLR está oculta en el caso de AGN de tipo 2, la radiación de esta región puede salir en algunas direcciones donde no hay material obstaculizando el motor central y sus alrededores. Si la radiación emitida por la BLR se encuentra por ejemplo con electrones, ésta puede ser dispersada hacia la dirección del observador y de esta manera llegar a nosotros. Esta dispersión de fotones sigue las reglas del scattering de Thomson, en el

cual la luz dispersada puede ser línealmente polarizada. Entonces de esta manera, estudiando sólo la radiación polarizada, la componente ancha en AGN del tipo 2 puede ser visible, actuando entonces el material dispersor como un espejo que nos permite mirar por detrás del material absorbente. La primera prueba de lo mencionado anteriormente la dieron Antonucci y Miller, 1985, quienes mostraron que las líneas de emisión de Balmer en la galaxia Seyfert 2 NGC 1068 son anchas si el AGN es observado en luz polarizada. Estos autores mostraron también que el continuo no térmico emitido por el motor central tiene el mismo grado de polarización que las líneas de emisión de Balmer y de Fe II, siendo para NGC 1068 de alrededor de  $\Pi \sim 15\%$ . Posteriormente, observaciones del mismo tipo en galaxias Seyfert 2 descubrieron BLR ocultas, por ejemplo en Mrk 3, Mrk 348, Mrk 463E, Mrk477, Mrk1210, NGC7212, NGC7674, y Was 49b (Miller y Goodrich, 1990; Tran, Miller y Kay, 1992). Las observaciones confirmaron que el continuo y las líneas de emisión de Balmer muestran el mismo grado de polarización, el cual puede sin embargo variar significativamente de objeto a objeto. Asimismo, las líneas de emisión prohibidas no muestran polarización (o muy pequeña), confirmando que la NLR es vista directamente. Estos hechos significaron un argumento sólido al modelo unificado. Por otro lado hay numerosos AGN del tipo 2 que no muestran componente ancha si se estudia su emisión polarizada. En total, aproximadamente el 40 % de las galaxias Seyfert 2 muestra tener una BLR oculta (Wu y col., 2011). Gu y Huang, 2002 encontraron que aquellas galaxias que muestran componentes anchas polarizadas son las que tienen un motor central más poderoso, teniendo entonces mayores tasas de acreción. Un resultado similar fue encontrado por Trump y col., 2011, quienes estudiaron las tasas de acreción en una muestra de cientos de AGN en distintas longitudes de onda, desde infrarrojo hasta rayos X. La no detección de una componente ancha no rompe necesariamente con el modelo unificado, ya que hay otra cosa a tener en cuenta y es la intensidad del AGN. Otra forma de testear el modelo unificado es estudiar la luminosidad intrínseca (no absorbida) de distintas muestras de AGN. Si los motores centrales de los distintos tipos de objetos son los mismos, entonces las luminosidades intrínsecas promedio van a ser las mismas también. Un fuerte indicador de la intensidad de un AGN es la emisión de  $[\text{OIII}]\lambda_{5007}$ . Ésta es una línea prohibida generada en la NLR, en las afueras del material que absorbe y oscurece. Además, la presencia de jets no debería afectar la intensidad de la emisión de esta región. Jackson y Browne, 1990, 1991 estudiaron los espectros de FSRQ y de radio galaxias. Compararon fuentes que tuvieran la misma luminosidad en radio y encontraron que la emisión de  $[\text{O III}]$  en los quasars es mas intensa que en las radio galaxias en un factor de 5 - 10. Esto significaría una importante contra al modelo unificado. Jackson y Browne, 1990 sugirieron que parte de la NLR es absorbida, sumando otro factor a tener en cuenta dentro del marco del modelo unificado.

Algunos estudios recientes usando el telescopio espacial Spitzer utilizan espectroscopía en el infrarrojo para intentar encontrar un indicador acerca de la potencia intrínseca de los AGN. La idea es que los datos recolectados por este telescopio den, en buena aproximación, la luminosidad bolométrica del AGN, oculta ésta o no. Estudiando 46 AGN radio-loud de una muestra completa con  $f_{2.7\text{GHz}} > 2 \text{ Jy}$ , no se encontró mayor diferencia entre quasars y radio galaxias con líneas angostas y débiles, ni tampoco entre AGNs FR I y FR II (Dicken y col., 2009).

También en el infrarrojo, se encuentran líneas de emisión prohibidas como por ejemplo  $[\text{O IV}]$  en  $\lambda = 25,9\mu\text{m}$ . Kraemer y col., 2011 estudiaron una muestra de 40 galaxias Seyfert y encontraron que la relación  $[\text{OIII}] / [\text{OIV}]$  es menor para fuentes

que son menos luminosas y para Seyfert 2. Esto indicaría que la emisión de [OIII] podría estar después de todo afectada por absorción.

Numerosas investigaciones han intentado explicar las diferencias entre los AGN de tipo 1 y de tipo 2, algunas de las cuales no pueden ser atribuidas únicamente a diferencias en la geometría o en las propiedades físicas del medio que absorbe. Ramos Almeida y col., 2011 concluyen basados en una pequeña muestra, que el toro absorbente en galaxias Seyfert 2 tiene una profundidad óptica menor y mayor tendencia a formar estructuras “grumosas” que en las galaxias Seyfert 1. El panorama general coincide con la idea del modelo unificado, aunque éste necesita ser aún ajustado y considerar otros factores además de la orientación.

### 1.2.6 *Los AGN a través del espectro electromagnético*

Como es sabido, los AGN son grandes emisores de radiación no térmica en un amplio rango de frecuencias, que va desde ondas de radio hasta longitudes de onda dura, mas allá de los rayos gama. A continuación se presentan las características principales de estos objetos en las distintas longitudes de onda y se discute el origen físico de cada componente como así también la relación que puede haber entre ellas.

#### Radio

La emisión en Radio fue fundamental para el descubrimiento de los AGN y para establecerlos como una clase única de objetos astronómicos. El espectro del objeto 3C273 fue estudiado por Maarten Schmidt en la década de 1960. Este objeto exhibía líneas de emisión anchas que eran consistentes con las líneas de la serie de Balmer del hidrógeno y algunas otras líneas como ser  $\text{MgII}\lambda 2798$ , fuertemente corridas hacia el rojo, siendo  $z = 0.158$ . Un nuevo campo de estudio había nacido en la astronomía. Como se mencionó anteriormente, suele ser usual dividir a los AGN en dos subclases dependiendo de la intensidad de su emisión en radio; los radio-quiet, cuya emisión en esta longitud de onda es débil y los radio-loud, que son fuertes emisores en radio. La emisión en radio de los AGN es producida por partículas cargadas (principalmente electrones) que se mueven con velocidades relativistas a través de campos magnéticos (radiación de sincrotrón). Esta emisión puede ser extendida o compacta. La emisión extendida en esta longitud de onda es producida por jets que, al interactuar con el medio, forman lóbulos lejos del núcleo. La componente de emisión compacta, a veces llamada “core”, tiene una escala de segundos de arco y se encuentra cercana al agujero negro central, donde el jet se vuelve ópticamente delgado. Así, esta posición es ligeramente dependiente de la frecuencia, es decir, mientras mayor es la frecuencia, más cerca está la región emisora del agujero negro central. Su espectro es generalmente mas plano que el de la emisión extendida y es típicamente variable en intensidad. La naturaleza de la emisión en radio en los AGN implica que el plasma emisor contiene electrones con velocidades relativistas en un medio caracterizado por campos magnéticos. Ya que el plasma debe ser neutro, debe también contener protones o positrones, aunque no hay manera de determinar la composición actual directamente desde las observaciones. En el caso de la cercana radio galaxia M87 ( $d \sim 17$  Mpc) es posible ahora precisar la localización del comienzo del jet con respecto del agujero negro central. En contraste con mediciones hechas en el pasado, parece que el jet se eleva dentro de un área no mayor que los  $20 R_S$  (Radio de Schwarzschild) del core

(Hada y col., 2011). La base del jet ha sido resuelta dentro de un radio de unos  $5 R_S$ .

### Infrarrojo cercano y lejano

Dependiendo del tipo de AGN, la emisión en el infrarrojo puede consistir en componentes térmicas o no térmicas. En los objetos clasificados como radio-loud, particularmente los Blazars, el mismo proceso de emisión de la radiación de sincrotrón que produce el continuo en radio es la principal fuente de radiación en infrarrojo (IR). En las galaxias Seyfert y otros AGN con baja luminosidad, la situación es más compleja, teniendo en cuenta que puede haber múltiples componentes de emisión térmica. Históricamente, la banda IR ha sido relativamente limitada, por ejemplo con respecto al radio o al óptico. Esto es debido al hecho de que sólo una parte de esta región espectral es accesible desde la tierra. Incluso dentro de estas ventanas de la atmósferas, las observaciones pueden ser engorrosas, requiriendo tecnologías en los detectores que difieren mucho de las comúnmente utilizadas en las bandas ópticas. Afortunadamente, hay actualmente dos observatorios espaciales, el "Spitzer Space Telescope" y el "Herschel Space Observatory", que están compilando imágenes y espectros en el IR, los cuales aumentarán enormemente la cantidad de información disponible y permitirán el desarrollo de numerosos estudios en este rango de longitudes de onda.

En las galaxias Seyfert, la emisión IR se puede entender como compuesta por tres componentes espectrales:

- i) radiación térmica del polvo en una región compacta y circumnuclear. Esta componente, a veces llamada "toroide", puede obstruir o no en la línea de la visual ciertas partes del núcleo activo, produciendo distintas características observacionales. Este efecto, como se vio anteriormente, conduce al llamado "modelo unificado".
- ii) continuo térmico asociado con formación estelar y algunas veces asociado a actividad del tipo starburst. Esto consiste en emisión de macro moléculas conocidas como PAH (polycyclic aromatic hydrocarbons).
- iii) líneas de emisión adicionales producidas por átomos, moléculas y iones (para más detalles ver por ejemplo Soifer, Helou y Werner, 2008). El espectro de líneas moleculares es complejo debido al gran número de modos de oscilación y rotación de las especies de moléculas presentes. La emisión se mezcla con las resoluciones espectrales típicas usadas en los estudios de AGN.

El polvo que compone el toroide es calentado por la emisión del núcleo activo. Esto causa que el polvo emita radiación en la banda del IR. Su distribución espectral de energía provee una medida indirecta de la luminosidad del AGN. Esta información es particularmente útil para objetos que tienen grandes regiones altamente oscurecidas, para los cuales no es posible realizar mediciones directas. Si se asume que la emisión en el infrarrojo proviene del toroide de polvo, entonces es posible determinar varios parámetros del medio basado en el espectro observado.

Estudios en las líneas de emisión en la banda infrarroja pueden proveer parámetros sobre el tipo de actividad que tenga el AGN. Esto es porque algunas relaciones entre las líneas son sensibles a la forma del continuo, siendo además estas líneas menos afectadas por extinción que las líneas ópticas o las del ultravioleta. Las galaxias Seyfert, las galaxias ultra luminosas en el infrarrojo (ULIRG), y otras galaxias infrarrojas pueden ser distinguidas unas de otras solamente a través de su emisión en la banda IR. En la Figura 13 se presenta un diagrama de diagnóstico que muestra la intensidad del silicato en los  $9.7 \mu\text{m}$  y la emisión PAH en los  $6.2 \mu\text{m}$ . En este gráfico se pueden ver dos ramas principales, siendo una de ellas una línea horizontal de objetos con una baja intensidad del silicato. Aquí uno encuentra las

galaxias Seyfert y los quasars, como así también algunas ULIRG, y, con la mayor emisión de las líneas PAH, las galaxias Starburst. Una línea diagonal parece ser ocupada preferentemente por ULIRG. El hecho de que las ULIRG ocupen ambas ramas, es decir, que muestren o no intensidad en el silicato, parece señalar diferencias en la distribución del polvo en cercanías al núcleo. En la rama horizontal, el polvo podría ser grueso, no resultando en una significativa absorción del silicato, mientras que una distribución más homogénea de la materia absorbente produciría absorciones mayores. En este contexto, los objetos localizados entre las dos ramas podrían indicar una transición entre una distribución suave de materia y una distribución más inhomogénea (Spoon y col., 2007).

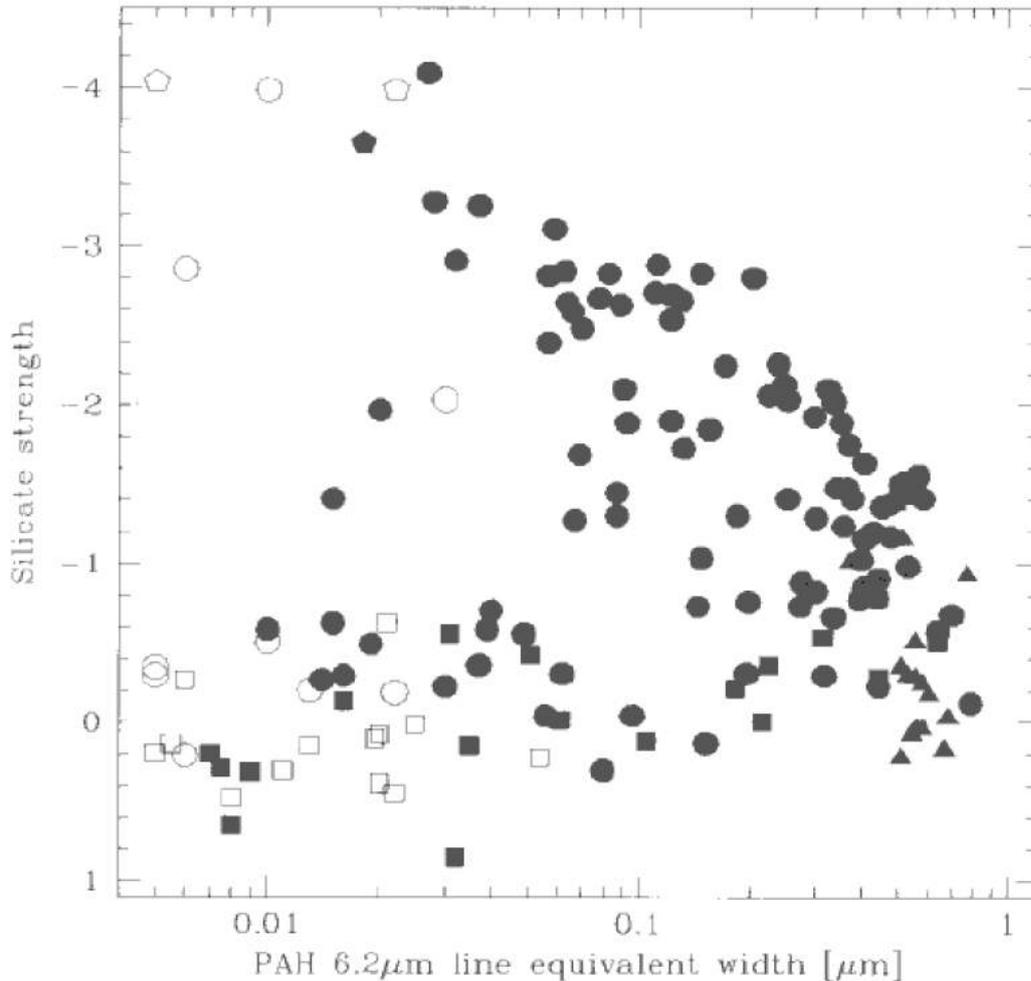


Figura 13: Diagramas de diagnóstico presentados por Spoon et al. (2007). En el eje de las abscisas se ve la emisión PAH en los  $6.2 \mu\text{m}$  y en la ordenada se muestra la intensidad del silicato en los  $9.7 \mu\text{m}$ . Las ULIRG están con círculos, galaxias starburst con triángulos, galaxias Seyfert y quasars con cuadrados y otras galaxias infrarrojas con pentágonos. Los símbolos abiertos representan casos donde el ancho equivalente de la línea PAH es solo un límite superior.

## Óptico

Las características más comúnmente utilizadas para distinguir a un AGN son encontradas principalmente en la banda óptica. En efecto, aún en esta moderna era de la astronomía, la identificación de un objeto como un AGN proviene mayormente de sus propiedades en estas longitudes de onda. La espectroscopía óptica es todavía la principal herramienta de clasificación de los AGN, y también la mayoría

de las mediciones del redshift (por ende la distancia) provienen de datos obtenidos en el óptico.

En algunos tipos de AGN donde uno tiene una vista directa de la emisión del continuo del núcleo, la componente que predomina está en la banda óptica. La emisión en estas longitudes de onda tiene generalmente una dependencia con la longitud de onda en forma de ley de potencia (power-law). Hay a menudo una emisión en UV que está superpuesta, que es conocida como “big blue bump”. Se cree que esta emisión es de origen térmico. Muchas veces hay una emisión adicional superpuesta con el continuo que es menos pronunciada que el “big blue bump”, la cual recibe el nombre de “small blue bump”. Se cree que consiste en líneas de emisión del Fe mezcladas con un continuo de Balmer. Dependiendo de la orientación, puede haber jets que también contribuyan a la emisión en el óptico. Estas propiedades hacen que los AGN parezcan “más azules” que las galaxias normales y que la mayoría de las galaxias de fondo. Ésto ha sido útil para catalogar AGN usando surveys fotométricos multicolores.

### Ultravioleta

La radiación ultravioleta en longitudes de onda en el rango 100–4000 Å es muy eficientemente absorbida por la atmósfera de la Tierra, inclusive a grandes alturas y por eso puede ser observada únicamente utilizando telescopios espaciales. Aún inclusive desde satélites, el extremo ultravioleta (EUV; 100–1210 Å) es difícil de observar, dado que el medio interestelar absorbe la mayoría de la radiación entre el borde de Lyman en 912 y 100 Å. En consecuencia, los AGN en el EUV se descubren preferentemente en direcciones en donde haya columnas de hidrógeno con bajas densidades.

El rango del espectro electromagnético correspondiente al ultravioleta es muy útil para numerosos estudios astrofísicos, como ser astrofísica estelar o nebular, cúmulos estelares o galaxias y también AGN. Ésto es por las abundantes emisiones y absorciones atómicas que contiene este rango espectral. También se pueden estudiar las propiedades del plasma caliente a través de las líneas y del continuo en el UV. Para AGN a redshift bajos e intermedios, el continuo UV puede proveer una medida directa de la radiación no térmica ionizante. Los flujos y los perfiles espectrales de muchas líneas de emisión producidas cerca del motor central pueden ser directamente medidas. Además, múltiples estados de ionización de varios elementos pueden facilitar la realización de modelos de fotoionización para las regiones de líneas anchas y de líneas angostas. Las observaciones en el ultravioleta también facilitan las comparaciones entre muestras de AGN a bajo y a alto redshift, ya que para los últimos se observa el rango UV en la región del óptico o del IR. La radiación ultravioleta es además menos diluida por la emisión estelar de la galaxia huésped. Sin embargo la radiación ultravioleta es extremadamente sensible a los efectos de extinción del polvo y del hidrógeno molecular, tanto en nuestra galaxia como en la galaxia que alberga al AGN.

Los estudios en el UV muestran que la morfología de los AGN es cualitativamente similar entre AGN con baja luminosidad y bajo redshift y AGN con alta luminosidad y alto redshift. El aplanamiento en el continuo óptico de la emisión UV vista en quasars en muchos casos es la componente predominante de la energía total emitida.

En la Figura 14 se ve a modo de ejemplo el espectro compuesto de un AGN observado en el ultravioleta lejano por el satélite FUSE. Este rango ( $\sim 600\text{--}1100$  Å), en combinación con el ultravioleta cercano ( $\sim 1200\text{--}3300$  Å) provee múltiples

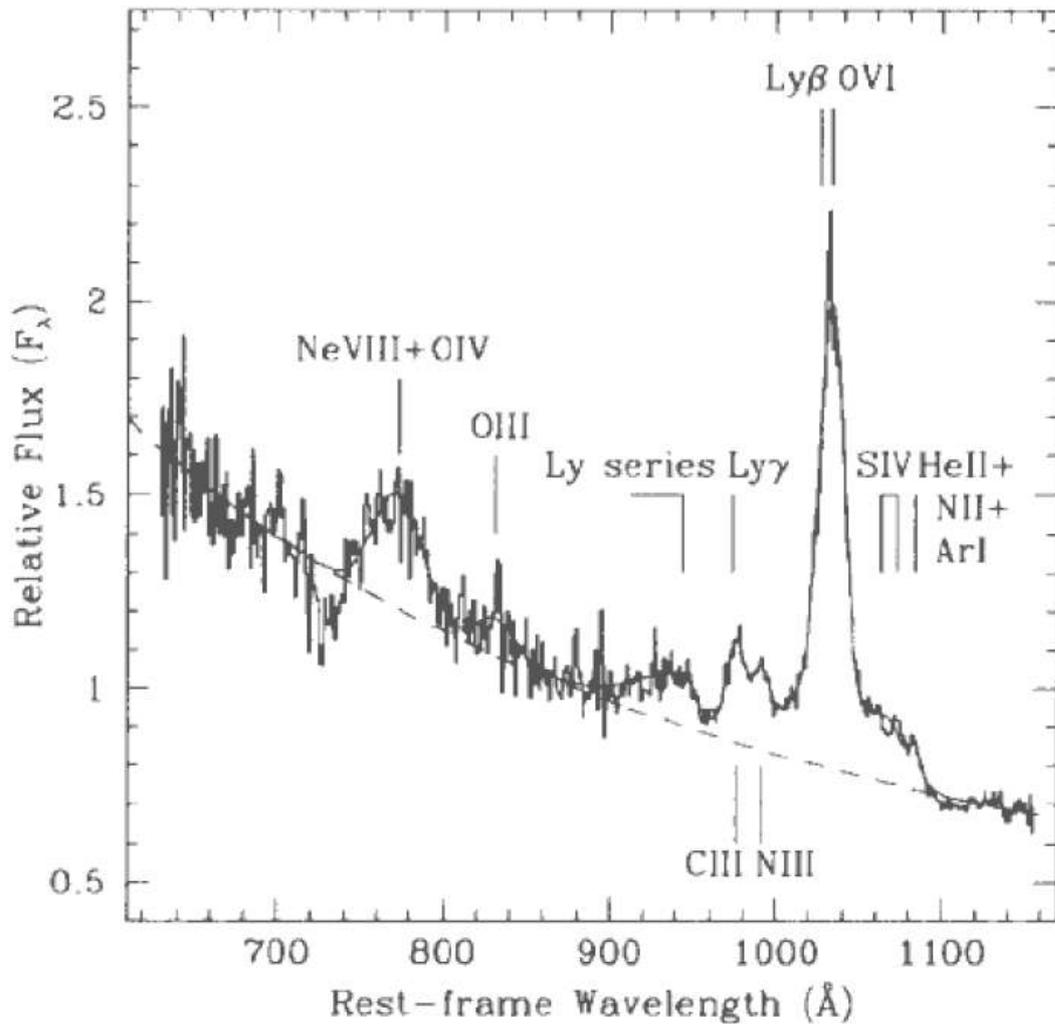


Figura 14: Espectro compuesto de un AGN en el ultravioleta lejano basado en datos del satélite FUSE, presentados por Scott et al. (2004). La línea punteada muestra el ajuste del continuo, mientras que la línea sólida representa el ajuste del continuo y de las líneas de emisión.

iones de C, O, como así también  $\text{Ly}\alpha$  y  $\text{Ly}\beta$  en objetos de bajo redshift, los cuales facilitan en gran medida la realización de modelos de fotoionización.

Observaciones combinadas en el UV y en el óptico pueden usarse también para estudiar estadísticamente el contenido de polvo en un AGN. Por ejemplo, la relación entre los flujos de una fuente en regiones del espectro libres de líneas de emisión ópticas (por ejemplo  $\lambda_{4220}$  y UV  $\lambda_{1770}$ ) en función de la luminosidad monocromática muestra una convergencia hacia una relación de color constante con una dispersión que disminuye hacia luminosidades más altas (Malkan, 1984). La dispersión es significativamente menor que la que se esperaría para una ley de enrojecimiento de la Vía Láctea. Esto sugiere que el polvo es más abundante en AGN menos luminosos.

Otras áreas de estudio se benefician también con observaciones efectuadas en el UV, por ejemplo la espectroscopía en el ultravioleta provee las mediciones dinámicas más precisas en las regiones interiores de un AGN, específicamente resolviendo estructuras con múltiples "outflows". Espectroscopía de alta resolución en el UV de AGN brillantes puede revelar sistemas de líneas de absorción asociados con el halo galáctico, galaxias asociadas al sistema o el medio intergaláctico (Kriss

y col., 2001; Tripp, Lu y Savage, 1998). Los estudios sobre las líneas anchas en los quasars pueden ser mejorados a través de la inclusión de iones como CIV $\lambda$ 1549 y MgII $\lambda$ 2798 en objetos de bajo redshift. Imágenes de galaxias en el UV, en particular con el satélite GALEX, han facilitado estudios recientes sobre formación estelar en galaxias tempranas en el universo local. Ésto a su vez puede permitir estudiar la evolución y la posible conexión con los AGN.

## Rayos X

La radiación electromagnética entre  $\sim 120$  eV y  $\sim 120$  keV está referida a los rayos X. Al igual que la banda UV, los rayos X no penetran la atmósfera terrestre, por lo tanto es necesario colocar los detectores a grandes alturas, por ejemplo en globos o cohetes. Para exposiciones más largas y que requieran mayor sensibilidad se requieren telescopios espaciales. En la década de 1950 solamente el sol era una fuente detectable de rayos X, específicamente la corona solar. Otras estrellas estaban a distancias demasiado grandes para ser relevantes. Las estrellas de neutrones y los agujeros negros eran todavía conjeturas teóricas y el concepto de AGN aún no había nacido. La década de 1990 representó una época dorada para la astronomía de rayos X. El satélite ROSAT obtuvo espectroscopía en el rango 0,1–2,4 keV y se realizó un survey de todo el cielo, el RASS. Este relevamiento reveló alrededor de cien mil fuentes de rayos X, abriendo la puerta a numerosos estudios. Dos observatorios principales fueron lanzados en 1999: el satélite Chandra, de la NASA y la misión XMM-Newton de la ESA (European Space Agency). Mientras que estos observatorios operan hasta 10 keV, los rayos X más duros (algunos cientos de keV) son accesibles a través de otros observatorios, como ser CGRO, BeppoSAX, INTEGRAL, Swift y Suzaku. Muchos de ellos proveen también espectroscopía e imágenes que van desde los rayos X blandos en adelante. Una rica base de datos está disponible para la comunidad astronómica, la más notable es la HEASARC (High-Energy Astrophysics Science Research Archive) de la NASA.

Un espectro en rayos X consiste en un continuo primario, que es aproximado por una ley de potencia, y una componente de reflexión. Los espectros en rayos X muestran signos de absorciones foto-eléctricas, fluorescencia del hierro y efecto Compton. Además puede haber absorciones frías y calientes que modifiquen el espectro y un exceso adicional suave es observado en algunos casos. El disco de acreción alrededor del agujero negro central produce un espectro térmico en rayos X. Los fotones de baja energía producidos por este espectro son “inyectados” de energía proveniente de electrones relativistas a través del efecto Compton inverso (Haardt y Maraschi, 1993). Como la temperatura del disco y la distribución de energía de los electrones relativistas son limitadas, el efecto Compton inverso resultante tiene un pronunciado corte. El espectro tiene forma de ley de potencia con un índice de  $\Gamma \sim 2$  extendiéndose hasta algunos cientos de keV. Los fotones menos energéticos involucrados en el efecto Compton inverso son originados en el disco grueso de acreción que es frío, con  $kT < 50$  eV; mientras que el gas con electrones relativistas tiene una temperatura de alrededor de  $kT \sim 100$  keV.

En los espectros en rayos X de un AGN pueden encontrarse absorbedores fríos y también calientes. La primera evidencia de absorción debida a material caliente vino de espectros obtenidos por el satélite Einstein del quasar MR2251-178 (Halpern, 1984) y de espectros de AGN tomados por ROSAT (Turner y col., 1993). Desde entonces, grandes absorbedores ionizados fueron observados en alrededor de la mitad de los espectros en rayos X de AGN de tipo 1 como ser galaxias Seyfert

1 y quasars, con columnas de gas con densidades que llegan hasta  $10^{23} \text{ cm}^{-2}$  y a menudo consisten en numerosas zonas de gas ionizado.

Otra componente observada en AGN es el llamado exceso de rayos X blandos. Un suave ( $E < 2 \text{ keV}$ ) exceso sobre la componente de ley de potencia a grandes energías se ha encontrado en los espectros de rayos X de muchas galaxias Seyfert (Saxton y col., 1993). El origen de este exceso es aún una idea abierta.

### Rayos Gamma

Los rayos gamma se encuentran en la región del espectro electromagnético con energías superiores a 120 keV. En rayos X se pueden utilizar espejos de incidencia y CCDs con el fin de detectar fotones. Considerando energías superiores, estas técnicas fallan. Para rayos gamma blandos con  $E < 10 \text{ MeV}$  se pueden utilizar detectores de germanio en estado sólido o detectores basados en cristales de centelleo, de por ejemplo Na I, Cs I o BGO. El observatorio de la NASA CGRO (Compton Gamma-Ray Observatory) utilizando el EGRET (Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope) detectó alrededor de 300 fuentes con energías superiores a los 100 MeV (Hartman y col., 1999). Los AGN del tipo radio-quiet no parecen ser grandes emisores en rayos gamma (Teng y col., 2011). Un resultado similar fue encontrado por Ackermann y col., 2012, quienes no encontraron emisión en rayos gamma en 120 galaxias Seyfert fuertes emisoras de rayos X duros.

### Altas energías: VHE (Very High Energy)

El espectro de un AGN continua hacia energías mayores, aunque también decae muy rápidamente. Por ende, cada vez menos fotones son recibidos por unidad de área y por unidad de tiempo desde los AGN y desde cualquier fuente, a medida que se incrementa la frecuencia de la radiación. Al mismo tiempo, es cada vez más complicado registrar esos fotones de alta energía, pues pueden simplemente pasar por el detector sin ninguna interacción. Por lo tanto, en esta región del espectro electromagnético de muy altas energías son necesarios grandes detectores. Una solución aplicada en algunos telescopios es la observación de la luz Cherenkov, utilizando IACT (Imaging Atmospheric Cherenkov Telescopes). Este método utiliza la atmósfera de la Tierra como detector. Fotones con energías del orden de los GeV o de los TeV interactúan con los núcleos de los átomos en las capas superiores de la atmósfera y producen pares electrón-positrón. Estas partículas interactúan con los núcleos a través del efecto bremsstrahlung, el cual resulta en fotones que nuevamente producen la producción de pares electrón-positrón. Entonces estos fotones de alta energía producen una "lluvia" de partículas cargadas las cuales viajan hacia abajo en la atmósfera. La densidad de partículas se incrementa y llega a su máximo a una altura de unos 10 km sobre el nivel del mar. Solo una pequeña fracción de lo que se observa es producido por fotones con longitudes de onda correspondientes a rayos gamma. La mayoría es inducido por rayos cósmicos que interactúan con la atmósfera. El primer AGN detectado en el rango de energía correspondiente a los TeV fue el blazar Mrk 421 (Punch y col., 1992), con un redshift de  $z = 0,031$ .



*“El hombre que mueve montañas  
empieza apartando piedrecitas”*

— Confucio.

## 2.1 INTRODUCCIÓN

Como se mencionó anteriormente, los núcleos Seyfert son típicos AGN en el universo cercano que se clasificaron principalmente en dos tipos, dependiendo esta clasificación de la presencia o no de líneas de emisión anchas (Seyfert 1 en caso de presentar líneas anchas y Seyfert 2 en caso de presentar solo líneas de emisión angostas). En adición a estos dos tipos principales y a los subtipos Seyfert 1.2, 1.5, 1.8 y 1.9, se agregó un nuevo tipo, las Narrow Line Seyfert 1 (de acá en más NLS1) o Seyfert 1 con líneas angostas, debido a sus particulares propiedades observacionales.

Estas galaxias representan aproximadamente un 10 % de las galaxias Seyfert 1 en una muestra seleccionada en la banda de rayos X duros (Stephens, 1989). Un gran número de NLS1 fue encontrada en posteriores muestras tomadas en rayos X blandos (Edelson y col., 1999; Grupe y col., 1999; Walter y Fink, 1993; Xu, Wei y Hu, 1999).

## 2.2 ACERCA DE LAS NLS1

Las galaxias Narrow Line Seyfert 1 forman una subclase de galaxias Seyfert 1, con líneas de emisión más angostas. Este tipo de objetos emite fuertemente en rayos X, y mientras su emisión en  $H\alpha$  es ancha, la emisión en  $H\beta$  es angosta ( $\text{FWHM}_{H\beta} < 2000 \text{ km s}^{-1}$ ), similar a las Seyfert 1.9 (Osterbrock y Pogge, 1985). Además, en estos objetos se tiene la relación  $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta \leq 3$ , de acuerdo al criterio adoptado por (Goodrich, 1989; Osterbrock y Pogge, 1985). En la Figura 15 puede verse un ejemplo de un espectro en el óptico de una galaxia NLS1, correspondiente al objeto CTS13.12, donde se aprecian las intensas líneas de emisión de la serie de Balmer, como así también líneas de emisión prohibidas como por ejemplo  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$  o  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6549, 6584$ .

En la región del UV, las NLS1 también muestran líneas más angostas que las Seyfert 1 como así también una emisión más débil de las líneas [CIV] y [CIII]. Por ende, tienen características de galaxias Seyfert 1 más enrojecidas, donde la absorción es más efectiva en longitudes de onda  $\lambda \ll \lambda(H\alpha) = 6562.8 \text{ \AA}$ .

La emisión del FeII respecto de la emisión de  $H\beta$  ( $\text{FeII}/H\beta$ ) es alrededor del doble en las NLS1 comparada con el resto de las galaxias Seyfert. Además, el ancho equivalente de estas dos líneas está fuertemente correlacionado con la luminosidad en el óptico (Zhou y col., 2006).

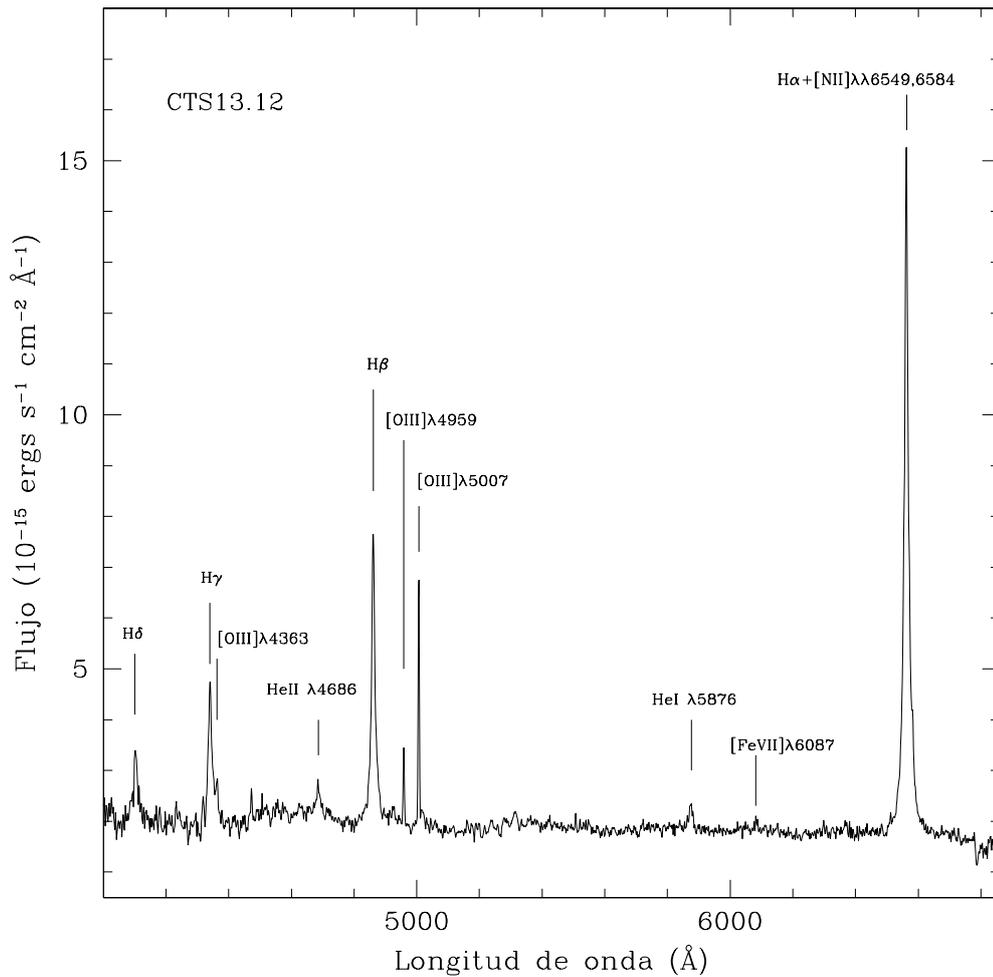


Figura 15: Espectro óptico de la galaxia CTS13.12 obtenido en CASLEO en el marco de este trabajo. Pueden verse, entre otras, las líneas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  y las líneas prohibidas  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$  y  $[NII]\lambda\lambda 6549, 6584$ .

Las masas de los agujeros negros centrales parecen ser menores en las NLS1 respecto de las Seyfert 1 (e.g., Komossa y Xu, 2007), con masas comprendidas entre  $\sim 10^5 - 10^7 M_{\odot}$ , mientras que sus luminosidades bolométricas son comparables. Esto sugiere el hecho de que las NLS1 tienen una alta tasa de acreción, de hecho algunos autores sugieren que estos objetos acretan a una tasa cercana al límite de Eddington (Collin y Kawaguchi, 2004).

La hipótesis de que las NLS1 están acretando material a una tasa cercana a la del límite de Eddington ha sido un interesante tema de discusión. Algunos investigadores han indicado que las masas de los agujeros negros y entonces las tasas de acreción en las NLS1 son similares comparadas con otras galaxias Seyfert (Marconi y col., 2008). Por otro lado, estudios mostraron que las NLS1 presentan espectros en rayos X blandos más empinados que en Seyfert 1. Estos estudios sugieren además que la emisión de las NLS1 en UV y en rayos X duros es menor que en las Seyfert 1 (Grupe y col., 2010). Aunque las NLS1 muestran una gran variabilidad en rayos X, la misma no es tan notable en UV. Esto podría indicar que el disco de acreción (que es visto en UV) es estable, mientras que la emisión en

forma de destellos en rayos X es la responsable de la variación. Vale mencionar que las propiedades tan peculiares de las NLS1 pueden ser explicadas solo de forma parcial con la idea de una baja inclinación respecto de la línea de la visual del observador (Peterson, 2011).

En los últimos años las galaxias NLS1 llamaron la atención, entre otras cosas porque se detectaron objetos de este tipo en la longitud de onda de rayos Gamma a través del satélite Fermi. Este hecho sugiere que las NLS1 podrían contener jets fuera del eje de simetría, dando lugar a una fuerte emisión no térmica (Foschini y col., 2011). Observaciones en distintas frecuencias mostraron que en el caso de la galaxia PMN J0948+0022, una NLS1 a  $z=0.585$ , hay un jet presente con una intensidad comparable a los encontrados en blazars (en 2010 la fuente mostró una luminosidad de  $\sim 10^{48}$  erg  $s^{-1}$ ). Si la mayoría de las NLS1 albergan un jet, se debería esperar que tengan una emisión intensa y variable en longitudes de onda de radio debido a la emisión sincrotrón del jet. Si embargo, sólo el 7% de los objetos muestra variaciones significativas en la emisión en radio (Komossa y col., 2006).

Otro dato interesante referido a las NLS1 fue el descubrimiento del primer objeto que mostraba una oscilación cuasi periódica. Se trata de la galaxia NLS1 REJ1034+396 (Gierliński y col., 2008), que tenía un pico en su emisión con una periodicidad de  $3730 \pm 130$  s, con pequeños cambios durante las observaciones.

## 2.3 LAS NLS1 A LO LARGO DEL ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO

A continuación se presentan las principales propiedades observacionales de las NLS1 en las distintas longitudes de onda: óptico, ultravioleta, rayos X duros y blandos, radio e infrarrojo. En muchos de los casos se las compara con las Seyfert 1.

### 2.3.1 Radio

- la luminosidad del continuo en esta longitud de onda es similar en las NLS1 a las encontradas en las Seyfert 1 (Ulvestad, Antonucci y Goodrich, 1995).
- el tamaño medio de la fuente emisora en radio es en general del orden de los 300 pc (Ulvestad, Antonucci y Goodrich, 1995). Como se mencionó antes, algunos objetos albergan jets que emiten en esta longitud de onda.

### 2.3.2 Infrarrojo

- la luminosidad en el infrarrojo cercano y en el infrarrojo lejano es similar en las NLS1 y en las Seyfert 1 (Rodríguez-Pascual, Mas-Hesse y Santos-Lleo, 1997).

- la banda L, la cual es sensible a la orientación del toro de polvo, es en promedio similar en las NLS1 y en las Seyfert 1 (Murayama, Mouri y Taniguchi, 2000).

### 2.3.3 Óptico

- Como se mencionó anteriormente, las NLS1 muestran líneas de emisión de H $\alpha$  anchas, aunque en el caso de H $\beta$  las líneas son más angostas, con  $\text{FWHM}_{\text{H}\beta} < 2000 \text{ km s}^{-1}$  (Osterbrock y Pogge, 1985).
- Los perfiles de las líneas permitidas en las NLS1 son diferentes a los de las Seyfert 1. En estas últimas, la componente ancha domina el perfil y es más evidente que en las NLS1.
- Las NLS1 presentan líneas permitidas y prohibidas angostas, con FWHM de algunos cientos de  $\text{km s}^{-1}$ .
- Los anchos equivalentes de las líneas de emisión de la serie de Balmer son menores en las NLS1 que en las Seyfert 1;  $\text{EW}(\text{H}\beta) \approx 32 \pm 16 \text{ \AA}$  en las NLS1; mientras que para las Seyfert 1 se tiene  $\text{EW}(\text{H}\beta) \approx 88 \pm 37 \text{ \AA}$  (Goodrich, 1989).
- El tiempo de variación de las líneas de emisión es similar al observado en las Seyfert 1. Sin embargo esta variación es más débil en las NLS1 en cuanto a intensidad.
- La relación  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta \leq 3$  en las NLS1, siendo éste el valor límite propuesto por (Goodrich, 1989; Osterbrock y Pogge, 1985). Considerando la componente delgada de H $\beta$ , la relación  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  está en el rango 1 – 5 (Rodríguez-Ardila y col., 2000).
- Se encuentran líneas de emisión de alta ionización, como ser  $[\text{FeVII}]\lambda 6087$  y  $[\text{FeX}]\lambda 6735$  (Davidson y Kinman, 1978; Nagao, Taniguchi y Murayama, 2000). La relación  $[\text{FeVII}]\lambda 6087/[\text{OIII}]\lambda 5007$  en las NLS1 es generalmente similar a la encontrada en las Seyfert 1 (Taniguchi, Murayama y Nagao, 1999).
- Las líneas de emisión del  $[\text{FeII}]$  son generalmente más intensas que en las Seyfert 1. Hay una fuerte correlación entre la relación  $[\text{FeII}]\lambda 4570/\text{H}\beta$  y el ancho FWHM de H $\beta$  (Marziani y col., 1996; Zheng y O'Brien, 1990).
- Se encuentra correlación entre  $[\text{FeII}]\lambda 4570/\text{H}\beta$  y  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ . La relación entre  $[\text{FeII}]\lambda 4570/\text{H}\beta$  tiende a ser más fuerte cuando decrece  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ .
- La polarización detectada en algunas NLS1 es atribuida a la dispersión producida por el polvo y no a la dispersión electrónica (Goodrich, 1989); hay que tener en cuenta que la polarización observada en la mayoría de las Seyfert 2 es debida al *scattering* electrónico (Antonucci y Miller, 1985; Miller y Goodrich, 1990; Tran, 1995).

#### 2.3.4 *Ultravioleta*

- Algunos cocientes entre intensidades de líneas en esta longitud de onda, por ejemplo  $[\text{CIV}]\lambda_{1549}/\text{Ly}\alpha$ , muestran ser similares en las NLS1 y en las Seyfert 1 (Crenshaw y col., 1991).
- Se encuentran líneas del UV con anchos de aproximadamente  $5000 \text{ Km s}^{-1}$ , comparables con las encontradas en las Seyfert 1 (Rodríguez-Pascual, Mas-Hesse y Santos-Lleo, 1997).
- La luminosidad en el UV de las NLS1 suele ser más débil que en las Seyfert 1 (Rodríguez-Pascual, Mas-Hesse y Santos-Lleo, 1997).

#### 2.3.5 *Rayos X*

- Las galaxias NLS1 suelen ser más fuertes emisoras de rayos X blandos que las Seyfert 1. En la región de los rayos X duros, las NLS1 con mayor intensidad en los rayos X blandos emiten más fuertemente que las Seyfert 1.
- La escala de tiempo de variabilidad del espectro en rayos X blandos es menor a un día. Esto corresponde con un tamaño de la BLR menor a un día luz, siendo menor que el tamaño característico de la BLR en las Seyfert 1.



*“No me interesa tanto la mente humana como la maravilla de una naturaleza que es capaz de obedecer una ley tan simple y tan elegante como la ley de la gravedad”*

— Richard Feynman.

### 3.1 AGUJEROS NEGROS

#### 3.1.1 Antecedentes

Luego de conocerse que el cuasar 3C273 se trataba de un objeto lejano y que mostraba alto corrimiento al rojo, los astrónomos intentaban explicar las grandes cantidades de energía emitidas por este objeto. La variación que se observaba en su luminosidad limitaba su tamaño a dimensiones del orden de algunos días luz. Teniendo en cuenta que la luminosidad observada  $L \sim 10^{47} \text{ erg s}^{-1}$  era muy superior a la de nuestra propia galaxia, era evidente que había otro mecanismo de emisión involucrado, además de la presencia estelar. La idea de un objeto central muy masivo que acretaba materia y emitía radiación surgió rápidamente, en parte debido a que no se encontraban otras posibles explicaciones. Hoyle y Fowler, 1963 sugirieron la idea que consideraba una “hiper estrella” que acretaba materia de sus inmediaciones. Posteriormente surgieron otros modelos un poco más detallados (Lynden-Bell, 1969; Salpeter, 1964; Zel’dovich, 1964).

Durante los años siguientes, la idea de que un agujero negro (BH por sus siglas en inglés) acrete materia y emita grandes cantidades de energía fue ampliamente aceptada y posteriormente fue sustentada por distintas evidencias observacionales. Actualmente existen en la literatura estimaciones de masas de agujeros negros en AGN a través de diferentes métodos. En la sección 3.1.3 se mostrará de que manera es posible obtener la masa virial de un agujero negro, que es el método que se utiliza en el capítulo 5 para estimar la masa de los agujeros negros centrales de las galaxias estudiadas en este trabajo.

#### 3.1.2 El motor central

Como se mencionó antes, los agujeros negros acretando grandes cantidades de materia son los candidatos más firmes para ser los poderosos motores centrales de las galaxias con núcleos activos. Se cree que estos agujeros negros centrales pueden tener masas de más de un millón de veces la masa del sol. Los AGN son compactos, extremadamente luminosos, y pueden ser variables en longitudes de onda corta. La acreción de materia por un agujero negro provee un eficiente mecanismo para la emisión de grandes cantidades de energía. Por ende, se estima que agujeros

negros supermasivos residen en el centro de la mayoría de las galaxias y de los AGN y que son los encargados de emitir las grandes luminosidades observadas.

En galaxias cercanas, la cinemática espacialmente resuelta sugiere la presencia de agujeros negros a través de detecciones dinámicas de estos objetos (Kormendy y Gebhardt, 2001). Las observaciones cinemáticas directas son fuertemente limitadas por la resolución espacial, teniendo en cuenta que un AGN típico a redshift  $z=2$  requiere una resolución del orden de los nano-segundos de arco para poder estudiar la cinemática en su centro. Por esta razón se han desarrollado otros métodos menos directos para estimar la masa de estos objetos centrales. Uno de ellos asume que las nubes de la BLR están gravitatoriamente ligadas al potencial del agujero negro, pudiéndose estimar su masa a través del radio orbital y de la velocidad de las mismas. Un método diferente utiliza una correlación, encontrada en galaxias normales cercanas, entre la dispersión de velocidades estelares y la masa del agujero negro. Si las galaxias huéspedes de los AGN son similares a las galaxias normales, esta correlación puede ser utilizada. Debido a que la dispersión de velocidades de las estrellas es difícil de medir a grandes distancias, se utilizan otras propiedades para inferirla, como se mostrará más adelante.

### 3.1.3 Masas de agujeros negros

Como se ha mencionado anteriormente, existen diferentes métodos para obtener la masa de un agujero negro. En esta sección se verá de que manera estimar la masa virial de los mismos, haciendo algunas suposiciones. Asumiendo que las nubes de la BLR están virializadas, esto es, con órbitas estables en el tiempo (Krolik, 2001; Wandel, Peterson y Malkan, 1999) y suponiendo una órbita circular, la masa del agujero negro central puede ser estimada utilizando la ecuación de Newton:

$$M_{\text{BH}} = R_{\text{BLR}} v^2 G^{-1} \quad (3)$$

donde  $M_{\text{BH}}$  es la masa del agujero negro central,  $R_{\text{BLR}}$  es la distancia de las nubes emisoras de líneas anchas al potencial gravitatorio central,  $v$  es la velocidad de las nubes emisoras y  $G$  es la constante de la gravitación universal.

Hay que tener en cuenta que puede haber campos magnéticos que pueden contribuir a la dinámica (Krolik, 2001), y que puede haber vientos que podrían ensanchar el ancho de las líneas medidas (los cuales se corresponden con la velocidad de las nubes), excediendo este ancho al verdaderamente producido por el potencial del agujero negro. En estos casos la masa estimada puede estar sobreestimada. Para estimar la masa a través de la ecuación 3 es necesario entonces conocer la velocidad de las nubes y la distancia de las mismas al potencial gravitatorio central.

#### Método de reverberación

Con este método se estima la distancia al centro de las nubes de la BLR, a través del tiempo transcurrido entre una variación del continuo ionizante y su correspondiente variación en la intensidad de la línea de emisión (Peterson, 1993).

La velocidad de las nubes en torno del centro viene dada por:

$$v = f \times \text{FWHM} \quad (4)$$

donde FWHM (Full Width at Half Maximum) es el ancho de la línea a mitad de altura. En el caso de considerar una distribución isotrópica de las nubes de la

BLR en torno al centro, con órbitas con inclinaciones random o aleatorias, puede asumirse que  $f = \frac{\sqrt{3}}{2}$  (Netzer, 1990).

De esta manera ya se dispone de la velocidad y de la distancia, los dos parámetros necesarios para estimar la masa del agujero negro central. Hay que tener en cuenta que el método de reverberación es muy laborioso y es engorroso de llevar a cabo, requiriendo de mucho tiempo de observación. Es por eso que se han desarrollado otras alternativas basadas en algunas correlaciones que se encontraron:

#### Correlación $R_{\text{BLR}} - L_{5100\text{\AA}}$

Algunos astrónomos notaron que el tamaño de la  $R_{\text{BLR}}$  (conocido a través del método de reverberación) correlaciona con la luminosidad en el óptico del núcleo activo. La proporcionalidad encontrada por Kaspi y col., 2000; McLure y Jarvis, 2002; Vestergaard, 2002 es:

$$R_{\text{BLR}} \propto L_{5100\text{\AA}}^{0,7} \quad (5)$$

donde  $R_{\text{BLR}}$  es el tamaño de la BLR y  $L_{5100\text{\AA}}$  es la Luminosidad en 5100 Å.

Usando esta relación y asumiendo órbitas aleatorias y una distribución isotrópica de las nubes de la BLR ( $f = \frac{\sqrt{3}}{2}$  en la ecuación 4) se obtiene que la masa del agujero negro central viene dada por:

$$M_{\text{BH}} = 4,817 \times \left( \frac{L_{\lambda}(5100\text{\AA})}{10^{44} \text{erg s}^{-1}} \right)^{0,7} \times (\text{FWHM})^2 M_{\odot} \quad (6)$$

Esta es una relación puramente empírica y surge de la necesidad de sustituir al método de reverberación, por tratarse de una técnica que requiere mucho esfuerzo y mucho tiempo de trabajo.

Woo y Urry, 2002 compararon las masas de los agujeros negros de distintos AGN obtenidas a partir de dos formas distintas de estimar el tamaño de la BLR (usando el método de reverberación y la correlación  $R_{\text{BLR}} - L_{5100\text{\AA}}$ ). Encontraron diferencias de hasta un orden de magnitud en las masas estimadas, que vienen de las incertezas de la correlación  $R_{\text{BLR}} - L_{5100\text{\AA}}$ . Además, de considerar el error que proporciona la suposición de órbitas aleatorias y una distribución isotrópica de las nubes, se sumaría una incerteza de un factor de 3. A pesar de esto, la estima de masas usando la correlación  $R_{\text{BLR}} - L_{5100\text{\AA}}$  es importante debido a la dificultad y el gran esfuerzo que implica el método de reverberación y a la poca cantidad de AGN que cuentan con alguna estimación de masa.

#### Correlación $R_{\text{BLR}} - L_{\text{H}\alpha} - L_{\text{H}\beta}$

Se encontró que la luminosidad en los 5100 Å correlaciona fuertemente con la luminosidad de las líneas de emisión de Balmer (Greene y Ho, 2005), y por lo tanto, estas últimas lo hacen con el tamaño de la BLR. En la Figura 16 se puede observar la fuerte correlación existente entre las luminosidades:  $L_{5100\text{\AA}} - L_{\text{H}\alpha}$  y  $L_{5100\text{\AA}} - L_{\text{H}\beta}$ .

Tomando a  $L_{5100\text{\AA}}$  como variable independiente, Greene y Ho, 2005 encontraron las siguientes expresiones, que relacionan a  $L_{5100\text{\AA}}$  con la luminosidad de las componentes anchas de las líneas de emisión de Balmer  $L_{\text{H}\alpha}$  y  $L_{\text{H}\beta}$ :

$$L_{\text{H}\alpha} = (5,25 \pm 0,02) \times 10^{42} \left( \frac{L_{5100\text{\AA}}}{10^{44} \text{erg s}^{-1}} \right)^{1,157 \pm 0,005} \text{erg s}^{-1} \quad (7)$$

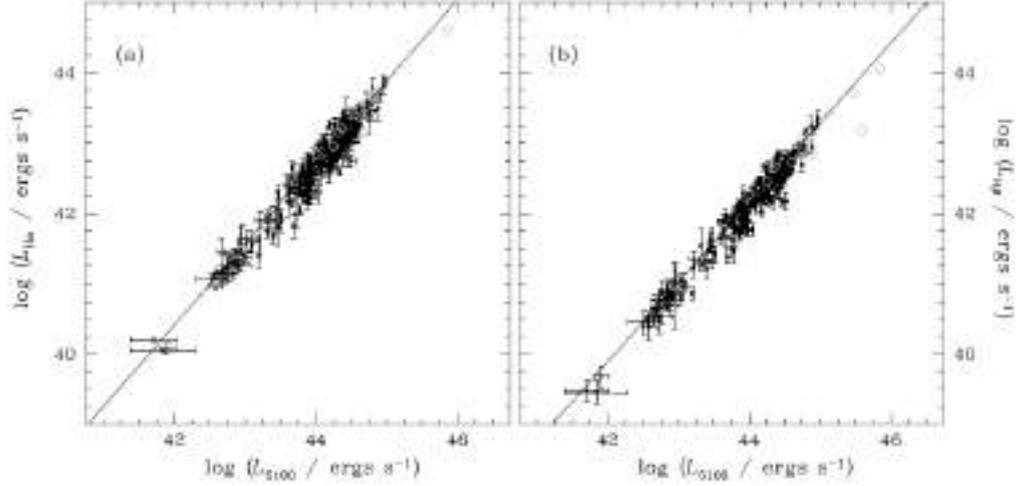


Figura 16: Correlación entre la luminosidad en 5100 Å y la luminosidad de H $\alpha$  y de H $\beta$  (Greene y Ho, 2005).

$$L_{H\beta} = (1,425 \pm 0,007) \times 10^{42} \left( \frac{L_{5100\text{\AA}}}{10^{44} \text{erg s}^{-1}} \right)^{1,133 \pm 0,005} \text{erg s}^{-1} \quad (8)$$

Teniendo en cuenta estas expresiones y la correlación encontrada por Kaspi y col., 2000 entre el tamaño de la BLR y la luminosidad en los 5100 Å; y suponiendo además órbitas con inclinaciones random para las nubes de la BLR ( $f = \frac{\sqrt{3}}{2}$ ), se obtienen las siguientes relaciones viriales para la masa del agujero negro central:

$$M_{\text{BH}} = (2,0^{+0,4}_{-0,3}) \times 10^6 \left( \frac{L_{H\alpha}}{10^{42} \text{erg s}^{-1}} \right)^{0,55 \pm 0,02} \left( \frac{\text{FWHM}_{H\alpha}}{10^3 \text{km s}^{-1}} \right)^{2,06 \pm 0,06} M_{\odot} \quad (9)$$

la cual depende sólo de los parámetros de H $\alpha$ , mientras que

$$M_{\text{BH}} = (3,6 \pm 0,2) \times 10^6 \left( \frac{L_{H\beta}}{10^{42} \text{erg s}^{-1}} \right)^{0,56 \pm 0,02} \left( \frac{\text{FWHM}_{H\beta}}{10^3 \text{km s}^{-1}} \right)^2 M_{\odot} \quad (10)$$

depende sólo de los parámetros de H $\beta$ .

Teniendo en cuenta que H $\alpha$  es generalmente la línea más intensa en el espectro de un AGN, se recomienda usarla siempre que sea posible. A pesar de esto, muchas veces es H $\beta$  la línea que se encuentra disponible, por ejemplo debido al alto redshift del objeto en cuestión.

### 3.2 LAS ESTRELLAS DEL BULGE Y EL AGUJERO NEGRO CENTRAL

Posibles correlaciones entre la masa del agujero negro central y algunas de las propiedades de la galaxia huésped son de fundamental importancia a la hora de entender más acerca de los procesos de formación y evolución galácticas. La relación entre la masa del agujero negro central y la dispersión de velocidades de las

estrellas del bulge ha sido estudiada por distintos autores, como por ejemplo Ferrarese y Merritt, 2000; Gebhardt y col., 2000. Particularmente, Tremaine y col., 2002, estudiando una muestra de 31 galaxias normales, encontraron que la dispersión de velocidades de las estrellas del bulge ( $\sigma_*$ ) de la galaxia huésped se relaciona con la masa del agujero negro de la siguiente manera:

$$\log\left(\frac{M}{M_\odot}\right) = (8,13 \pm 0,06) + (4,02 \pm 0,32) \log\left(\frac{\sigma_*}{200 \text{ km s}^{-1}}\right) \quad (11)$$

Esta relación  $M - \sigma_*$  es una correlación empírica entre la dispersión de velocidades de las estrellas del bulge en galaxias normales (es decir, galaxias que no son activas) y la masa del agujero negro central (ver Figura 17).

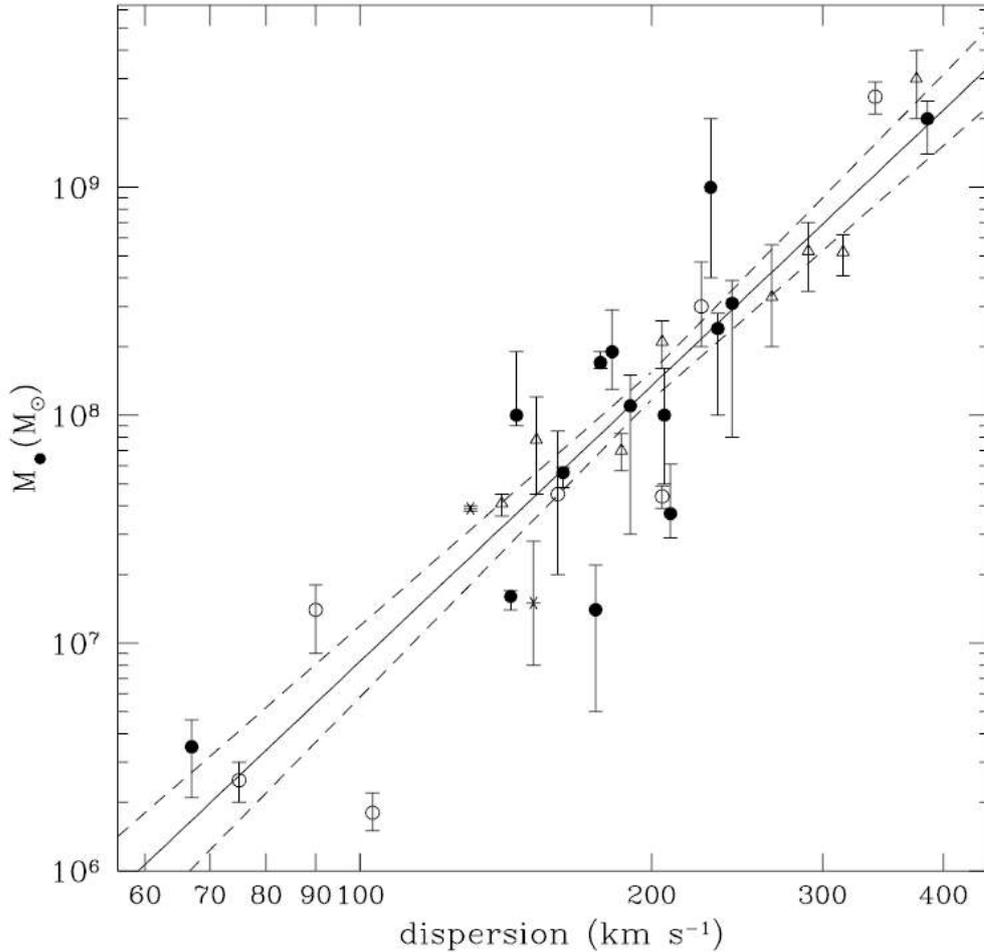


Figura 17: Correlación entre la masa del agujero negro central y la dispersión de velocidades estelares obtenida por Tremaine y col., 2002. Las mediciones de masas basadas en cinemática estelar están denotadas por círculos, en cinemática del gas, por triángulos, y cinemática a través de emisión maser, por asteriscos. La línea sólida representa el mejor ajuste para la relación encontrada por dichos autores y mostrada en la ecuación 11. Las líneas punteadas muestran los límites a  $1 \sigma$  del mejor ajuste.

Por otro lado, Nelson y col., 2004 estudiaron una muestra de 14 galaxias Seyfert 1, determinando en estos objetos la dispersión de velocidades estelar y las masas de los agujeros negros centrales a través del método de reverberación, encontrando que estos objetos también siguen la relación  $M - \sigma_*$  para galaxias normales.

En general, suele ser complejo medir la dispersión de velocidades estelares en los AGN, debido a que el continuo no térmico diluye cualquier característica estelar (por ejemplo líneas de absorción) que pueda presentar el espectro de la galaxia. Debido a eso, muchas veces para estudiar la localización de las galaxias en la relación  $M - \sigma_*$  ha habido intentos de utilizar la cinemática del gas en vez de la cinemática de las estrellas del bulge. Teniendo en cuenta que las líneas de emisión son una característica fundamental de los AGN, se han utilizado algunas líneas prohibidas de la NLR como sustitutos de  $\sigma_*$ . Por ejemplo, algunas investigaciones utilizan la línea de [OIII] $\lambda$ 5007 en lugar de la dispersión de velocidades estelares. En relación a esto, Mathur, Kuraszkiwicz y Czerny, 2001 estudiaron 11 galaxias NLS1 y encontraron que estos objetos caen por debajo de la relación. A su vez, Bian y Zhao, 2004 obtuvieron el mismo resultado para una muestra de 150 NLS1 cuyos espectros fueron obtenidos a través del SDSS (Sloan Digital Sky Survey). Grupe y Mathur, 2004 estudiaron una muestra de 43 galaxias Seyfert 1 y 32 galaxias NLS1, y por su parte, Mathur y Grupe, 2005a,b, estudiaron una muestra de 32 NLS1 y Zhou y col., 2006 con una muestra de 2000 galaxias NLS1 del SDSS llegaron al mismo resultado, es decir, encontraron que las NLS1 no siguen la relación  $M - \sigma_*$ , sino que los objetos se ubican por debajo de la misma cuando se utiliza la línea de [OIII] $\lambda$ 5007 como sustituto de  $\sigma_*$ . Contrariamente, Wang y Lu, 2001, estudiando una muestra de 59 NLS1 llegaron a la conclusión de que las NLS1 si están sobre la mencionada relación. Particularmente Botte y col., 2005, estudiando los espectros de 8 NLS1 y midiendo directamente la dispersión de velocidades estelares a partir de las líneas de absorción del triplete del Ca II ( $\sim 8550\text{\AA}$ ) encontraron que estos objetos siguen la relación  $M - \sigma_*$ , y que las líneas de [OIII] pueden sobreestimar  $\sigma_*$ . Por su parte, Komossa y Xu, 2007 encuentran que las NLS1 no siguen la relación cuando la línea [OIII] $\lambda$ 5007 es utilizada como reemplazo de la dispersión de velocidades estelares, pero cuando se restan posibles componentes "outflow" (generalmente hacia el azul), se obtienen resultados más consistentes.

Si bien fueron numerosos los trabajos que intentaron echar luz en este tema y estudiaron la ubicación de las galaxias NLS1 en el plano  $M - \sigma_*$ , ha habido resultados contradictorios y ambiguos al respecto. A pesar del esfuerzo de muchos investigadores, aún no queda claro si este tipo de galaxias sigue o no la relación, y cuales son las implicancias físicas involucradas en este tema. Uno de los objetivos de este trabajo es estudiar la localización de las NLS1 en el plano  $M - \sigma_*$  utilizando diferentes líneas de emisión del óptico como trazadoras de la dispersión de velocidades estelares. A través de los espectros obtenidos desde CASLEO se puede medir la emisión de líneas como  $H\beta$ , [OIII] $\lambda\lambda$ 4959, 5007 en la parte azul y  $H\alpha$ , [NII] $\lambda\lambda$ 6549, 6584 y [SII] $\lambda\lambda$ 6717, 6731 en la parte roja del espectro. Como se verá más adelante, algunas de estas líneas, o de sus componentes (luego de efectuar un adecuado ajuste en gaussianas) serán utilizadas para este fin.

### 3.3 COMPONENTE INTERMEDIA EN $H\alpha$ Y $H\beta$ EN LOS AGN

Algunos estudios sugieren que la región emisora de líneas anchas o BLR (del inglés "Broad Line Region") está estratificada, es decir, que está conformada por distintas capas. En este marco, las líneas de emisión de alta ionización se originan a radios menores, más cerca del potencial gravitatorio central, y las de baja ionización se emiten desde radios mayores (Collin-Souffrin y Lasota, 1988). Esto estaría

de acuerdo con algunos resultados obtenidos a través del método de reverberación (e.g., Peterson y Wandel, 1999). Al mismo tiempo, acorde a algunos estudios, la BLR podría ser originada por un disco de acreción y vientos (e.g., Leighly, 2004; Leighly y Moore, 2004). Sin embargo, los perfiles de las líneas de emisión a veces contienen múltiples componentes de velocidad, sugiriendo que la estructura de la BLR puede ser más compleja de lo que puede ser descrito por un modelo simple “disco + viento”. Netzer y Trakhtenbrot, 2007 encuentran que el perfil de la línea ancha de H $\beta$  a veces no es bien descrita por una sola gaussiana, sino que son necesarias dos de ellas para ajustarla bien. Algunos objetos muestran tener además perfiles de H $\beta$  que presentan asimetrías y corrimientos respecto de la longitud de onda central de la línea, sugiriendo que la BLR es más compleja que una estructura simple virializada.

A mediados de la década del 90, algunos trabajos que estudiaban quasars sugirieron que la tradicional BLR consistía en dos componentes. Una de ellas presentaba un FWHM de  $\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$ , llamada la región intermedia o ILR (del inglés “Intermediate Line Region”), mientras que la otra componente presentaba un FWHM de  $\sim 7000 \text{ km s}^{-1}$  y estaba corrida hacia la zona azul del espectro en más de  $1000 \text{ km s}^{-1}$  (Brotherton y col., 1994a,b; Corbin y Francis, 1994). Brotherton sugirió además que la ILR podría originarse en una región más interna que la NLR, y debido a eso, al estar más cerca del potencial gravitatorio central, muestra velocidades mayores. Mason, Puchnarewicz y Jones, 1996 examinaron los perfiles de H $\alpha$ , H $\beta$  y [OIII] y encontraron evidencia de una región con velocidades intermedias (FWHM  $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ ) que emitía líneas tanto permitidas como prohibidas. Posteriormente, Popović y col., 2004 también encontraron evidencias de componentes intermedias en AGN. Crenshaw y Kraemer, 2007 identificaron una componente en emisión con una velocidad que correspondía a un FWHM de  $\sim 1170 \text{ km s}^{-1}$ , probablemente originada entre la NLR y la BLR, para NGC 4151, un objeto del tipo Seyfert 1. Hu y col., 2008 reportaron evidencia de una región intermedia en una muestra de 568 quasars seleccionados del SDSS. Estos autores investigaron las líneas H $\beta$  y FeII y encontraron que la emisión de la mencionada línea de Balmer podía ser descompuesta en dos componentes, una con una alta velocidad, y la otra con un FWHM intermedio. Sugirieron además que esta región intermedia podría estar localizada en las afueras de la BLR. Zhu, Zhang y Tang, 2009 encontraron evidencias de una componente intermedia en algunas NLS1, al igual que Mullaney y Ward, 2008, que la detectaron tanto en las líneas de Balmer como en líneas prohibidas de alta ionización. Otro indicio de la presencia de esta componente fue la detección de una emisión con velocidad intermedia (FWHM  $\sim 680 \text{ km s}^{-1}$ ) en el espectro de NGC 5548 (Crenshaw y col., 2009).

En la Figura 18 puede verse, a modo de ejemplo, la descomposición en gaussianas efectuada en el marco de este trabajo para el perfil H $\alpha$ + [NII] $\lambda\lambda 6549, 6584$ ; para la galaxia 2MASX J21124490-3730119. Se aprecia que además de [NII] $\lambda\lambda 6549, 6584$ ; la línea H $\alpha$  está formada por una componente delgada, una componente ancha, y una intermedia.

Si bien son varios los trabajos o publicaciones que hacen referencia a esta componente intermedia, aún poco se sabe de ella. Algunas preguntas surgen relacionadas con este tema. ¿Está relacionada con el potencial gravitatorio central? ¿De que manera? ¿Que incidencia tiene el agujero negro en la cinemática de esta ILR? ¿Hay alguna relación o conexión entre la ILR y la BLR? La mayoría de los trabajos que

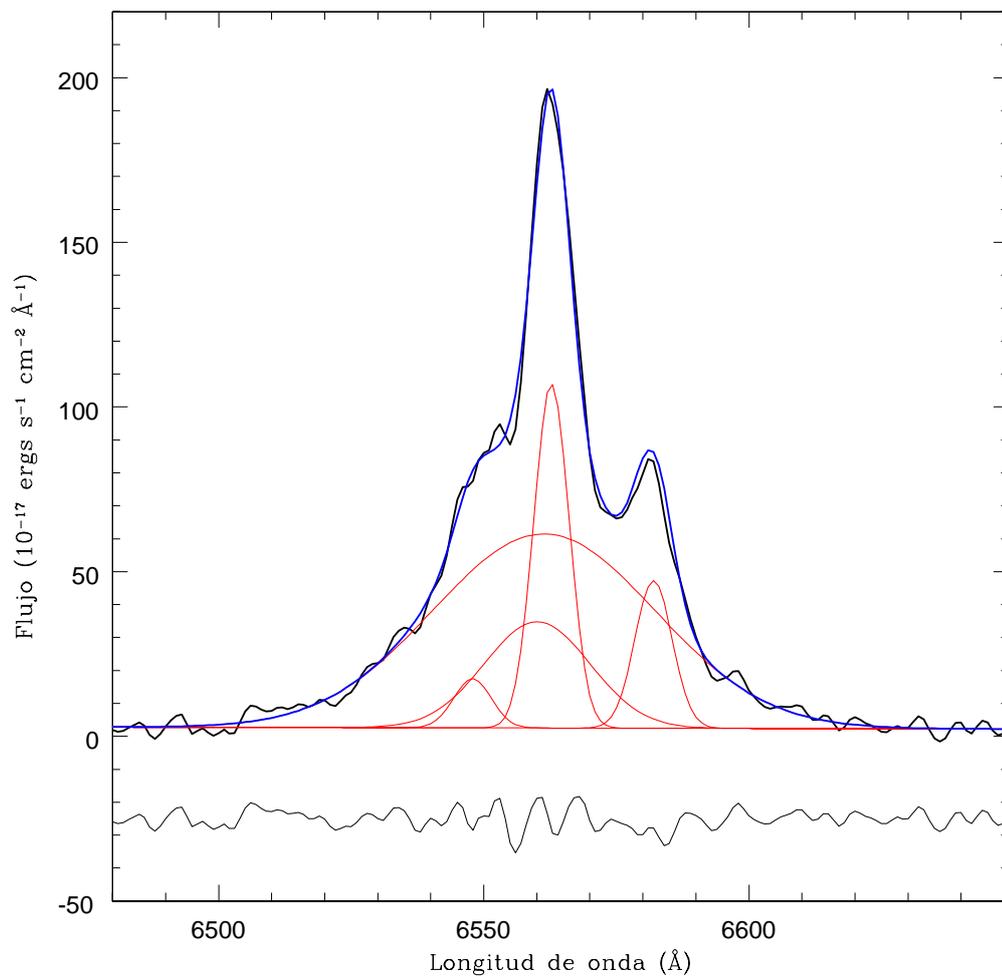


Figura 18: Descomposición de gaussianas realizada en el marco de este trabajo para el perfil  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6549, 6584$  del espectro de la galaxia 2MASX J21124490-3730119. El espectro observado se ve en negro, las componente ancha, delgada e intermedia de  $H\alpha$ , además de las dos líneas correspondientes a  $[NII]\lambda\lambda 6549, 6584$  se ven en color rojo. El ajuste total (suma de todas las componentes) se ve en azul. El residuo (diferencia entre el espectro observado y el ajuste realizado) se muestra en negro en la parte inferior de la figura.

estudian esta componente, lo hacen a través de la emisión de  $H\beta$ . Uno de los objetivos de este trabajo es estudiar la emisión de esta componente intermedia a través de la emisión tanto de  $H\beta$  como de  $H\alpha$  y abordar las preguntas expuestas. Como se verá más adelante, 19 de las galaxias de la muestra estudiada en este trabajo presentan esta componente intermedia.



## Parte II

### OBSERVACIONES Y ESTUDIO DE LAS NLS<sub>1</sub>



## OBSERVACIONES, REDUCCIÓN Y MEDICIÓN DE LOS ESPECTROS

---

*“Quien observa termina por ver”*

— Glenn Murcutt.

En los primeros capítulos de este trabajo se han descrito las características y propiedades observacionales de los núcleos activos de galaxias, como así también los fundamentos básicos para estimar las masas de los agujeros negros centrales, los antecedentes y principales resultados acerca de la relación  $M - \sigma_*$ , y una introducción a la detección de una componente intermedia en la emisión de algunas líneas de Balmer como  $H\beta$ . Esto sirve de base para lo que resta de este trabajo, en el cual, entre otras cosas, se estiman las masas de los agujeros negros de una muestra de galaxias Narrow Line Seyfert 1, se estudia la localización de estos objetos en el plano  $M - \sigma_*$  a través de distintas líneas de emisión, se examinan las características de la emisión de la componente intermedia en  $H\alpha$  y en  $H\beta$  y se comparan las luminosidades de las distintas regiones de emisión en estos núcleos activos.

### 4.1 LA MUESTRA

Para realizar este trabajo, se seleccionó una muestra de galaxias del tipo Narrow Line Seyfert 1 de la 13<sup>o</sup> edición del catálogo de Véron & Véron (Véron-Cetty y Véron, 2010) con corrimientos al rojo  $z < 0.15$  y más brillantes que  $m_b < 18$ , con  $\delta < 10^\circ$ . De todos esos objetos, se seleccionaron aquellos que no tenían trabajos publicados (o que habían sido poco estudiados) relacionados con su cinemática nuclear a partir de la espectroscopía. Se sumaron a la muestra 2 galaxias con corrimientos al rojo de 0.177 y 0.2063, que fueron observadas de manera adicional a modo de optimizar el tiempo de observación asignado. De esta manera, la muestra de trabajo consiste en 53 galaxias NLS1, de las cuales 39 son del hemisferio sur, mientras que las restantes tienen  $0^\circ < \delta < 10^\circ$ . Vale mencionar que algunos de los criterios de selección, obedecen a las características y a la ubicación del instrumental utilizado para la obtención de los espectros. A continuación, en la Tabla 1 se listan las galaxias de la muestra y sus principales características, como ser sus coordenadas, magnitud y corrimiento al rojo. En la Tabla 7 del Apéndice a se presenta información adicional de la muestra, como ser la velocidad radial, el tamaño angular de los ejes mayor y menor y la clasificación morfológica de los objetos. Como puede verse en dicha tabla, la mayoría de las galaxias no fueron aún clasificadas morfológicamente.

Tabla 1: Lista de las galaxias observadas. Columna 1: nombre de la galaxia. Columna 2 a 5: ascensión recta (J2000), declinación (J2000), magnitud aparente en el filtro B (a menos que se especifique otro filtro) y redshift. Datos tomados de la NED (Nasa Extragalactic Database).

Galaxia	R.A J(2000)	Decl. J(2000)	$m_b$	$z$
1AXGJ134450+0005	13 44 52.9	+00 05 21	17.7	0.087
1RXS J040443.5-295316	04 04 43.1	-29 53 23	17.3	0.06002
2MASXJ01115114-4045426	01 11 51.1	-40 45 43	16.9	0.05429
2MASX J01413249-1528016	01 41 32.5	-15 28 01	16.9	0.08106
2MASXJ05014863-2253232	05 01 48.6	-22 53 23	14.0	0.04080
2MASXJ08173955-0733089	08 17 39.6	-07 33 09	17.2	0.0726
2MASX J21124490-3730119	21 12 44.9	-37 30 12	17.0	0.04297
2MASX J21531910-1514111	21 53 19.1	-15 14 12	14.7	0.07780
2MASXJ21565663-1139314	21 56 56.5	-11 39 32	15.4	0.02808
6dF J1117042-290233	11 17 04.2	-29 02 33	15.8	0.07046
CTSH34.06	06 09 17.4	-56 06 59	16.2	0.031805
CTSJ13.12	13 51 29.5	-18 13 47	17.5	0.01221
CTSK06.02	12 48 21.2	-27 25 50	16.5	0.06638
CTSM02.47	10 46 23.5	-30 04 20	17.0	0.05706
CTSM13.24	13 12 28.6	-25 17 01	17.5	0.06346
E0337-267	03 39 13.4	-26 36 49	15.5	0.11
FAIRALL0107	21 35 29.5	-62 30 07	16.7	0.06096
HE0348-5353	03 49 28.5	-53 44 47	15.7	0.13000
HE1107+0129	11 10 12.1	+01 13 27	16.5	0.09550
HE1438-0159	14 41 11.5	-02 12 35	16.6	0.08292
IGRJ16185-5928	16 18 36.4	-59 27 18	16.5	0.03462
IRAS04576+0912	05 00 20.8	+09 16 56	16.6	0.03609
IRAS16355-2049	16 38 30.9	-20 55 25	14.5	0.02637
IRAS20520-2329	20 54 57.3	-23 18 24	16.3	0.2063
MCG-04.24.017	10 55 55.4	-23 03 25	14.5	0.01281
MCG-05.01.013	23 53 27.9	-30 27 40	15.8	0.03068
MS20395-0107	20 42 05.6	-00 57 18	18.0	0.14341
NPM1G-17.0312	11 40 42.2	-17 40 10	15.9	0.02187
RBS0106	00 44 24.3	-04 26 35	14.9	0.0613
RBS0219	01 35 26.8	-04 26 35	16.2	0.1547
RBS1529	15 47 32.2	+10 24 51	16.0	0.1378
RBS1665	20 00 15.5	-54 17 12	16.5	0.06070
RHS56	20 39 27.1	-30 18 53	16.0	0.079
RX J0024.7+0820	00 24 45.7	+08 20 57	18.2	0.06700

Tabla 1: Continuación

Galaxia	R.A J(2000)	Decl. J(2000)	$m_b$	$z$
RX J0323.2–4931	03 23 15.3	–49 31 07	16.5	0.07100
RX J0902.5–0700	09 02 33.6	–07 00 04	17.7	0.08911
RXJ2218.6+0802	22 18 38.5	+08 02 15	16.6	0.12
RXJ2221.8–2713	22 21 48.6	–27 13 12	17.9	0.177
RX J2301.8–5508	23 01 52.0	–55 08 31	14.7	0.14100
SDSSJ103210.16+065205.4	10 32 10.1	+06 52 05	16.5	0.05277
SDSS J134524.69–025939.8	13 45 24.7	–02 59 40	17.1	0.08552
SDSS J144052.60–023506.2	14 40 52.6	–02 35 06	16.3	0.04434
SDSS J151024.92+005843.9	15 10 24.9	+00 58 44	17.3	0.07215
SDSS J153001.82–020415.1	15 30 01.8	–02 04 15	17.1	0.05118
SDSS J153705.95+005522.8	15 37 05.9	+00 55 23	17.3	0.13655
SDSSJ161227.83+010159.8	16 12 27.8	+01 02 00	18.6g	0.09709
SDSS J225452.22+004631.4	22 54 52.2	+00 46 31	17.4	0.09073
V961349–439	13 52 59.6	–44 13 25	15.4	0.05200
WKK4438	14 55 17.4	–51 34 15	17.1	0.01600
WPV8507	00 39 15.8	–51 17 01	15.8	0.02861
Zw037.022	10 23 59.8	+06 29 07	16.0	0.04385
Zw049.106	15 17 51.7	+05 06 28	17.5	0.03878
Zw374.029	20 55 22.3	+02 21 16	15.1	0.01356

## 4.2 OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN

Las observaciones fueron llevadas a cabo durante 10 turnos de observación comprendidos entre noviembre de 2011 y mayo de 2016, alcanzando un total de 52 noches. Para esto se utilizó el espectrógrafo REOSC, montado en el telescopio Ritchey-Chretien de 2.15 m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), en San Juan, Argentina.

El sitio de observación tiene coordenadas geográficas que corresponden a una longitud de 4h 37m 12s (W 69° 18' 12") y a una latitud -31° 47' 57" y se encuentra a una altura sobre el nivel del mar de 2552 m.

El espectrógrafo REOSC se utilizó en dispersión simple, el mismo trabaja con un CCD Tektronix de 1024 × 1024 pixeles. Para la obtención de los espectros se utilizó una ranura de 300  $\mu$ m de ancho, equivalentes a 2.7 arcsec (segundos de arco), orientada en la dirección W-E y abarcando siempre el núcleo de cada galaxia. Las extracciones de los espectros son de ~2.3 arcsec de ancho. Para una distancia media de 240 Mpc (correspondiente a un redshift medio de  $z = 0.06$ ), los espectros corresponden a una región del núcleo galáctico de menos de ~ 3 kpc en distancia

proyectada.

La red de difracción utilizada es la red # 260, de 600 líneas por milímetro. Los espectros obtenidos tienen una resolución de  $\sim 170 \text{ km s}^{-1}$  en la región de  $H\alpha$  y de  $\sim 190 \text{ km s}^{-1}$  en la región de  $H\beta$ .

Las observaciones realizadas para este trabajo fueron financiadas por CASLEO (que trabaja bajo la administración del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina y las Universidades Nacionales de Córdoba, La Plata y San Juan), un subsidio de la Secretaría de Ciencia y Tecnología (SECyT) y aportes propios.

#### 4.2.1 Procedimiento

Cada galaxia se observó en 2, 3 o 4 exposiciones de 1800 segundos o 2400 segundos, dependiendo el caso. Las extracciones de cada espectro individual luego se combinaron, quedando un único espectro final por cada galaxia observada.

Las observaciones abarcan dos rangos espectrales diferentes. Uno en el "azul", desde  $\sim 3600 \text{ \AA}$  hasta los  $5400 \text{ \AA}$  y el otro en el "rojo", desde los  $\sim 5500 \text{ \AA}$  hasta los  $6900 \text{ \AA}$ . Esto se logró cambiando el ángulo de la red de difracción, requiriendo un ángulo de  $\sim 8^\circ$  para observar en el rango azul y un ángulo de  $\sim 12^\circ$  para la parte roja. El ángulo de la red correspondiente a cada rango espectral, a su vez varía de acuerdo al redshift de las galaxias observadas en cada noche.

Se tomaron espectros de lámparas de comparación de Cobre, Argón, Neón (Cu-Ar-Ne) entre cada una de las exposiciones de las galaxias, con el objetivo de una posterior calibración en longitud de onda. El tiempo de exposición para cada lámpara fue de 60 y de 90 segundos, para observaciones en el rojo y en el azul, respectivamente.

Al comienzo de cada noche se tomaron bias y flat-fields (o corrección de campo plano) de cielo y de cúpula, con el fin de poder efectuar las correcciones correspondientes al ruido de lectura y a la respuesta no uniforme de los píxeles, procesos que serán explicados en la Sección 4.2.2.

También se tomaron a lo largo de la noche espectros de estrellas estándar espectrofotométricas seleccionadas del catálogo de Hamuy y col., 1992, 1994, para poder calibrar luego por flujo. El número de estrellas observadas en cada noche osciló entre 2 y 3 y las exposiciones fueron de entre 15 y 30 minutos, dependiendo de la magnitud de la misma.

Los detalles de las observaciones se muestran en la Tabla 2, que lista el nombre de cada galaxia, la fecha en la que se tomó el espectro correspondiente en el rango "azul", el tiempo de exposición requerido para el mismo, la fecha en que se tomó el espectro en el "rojo", y el tiempo de exposición requerido.

#### 4.2.2 Reducción

Como se mencionó anteriormente, para la obtención de los espectros unidimensionales finales contamos con diferentes tipos de observaciones y datos, los cuales cumplen un tarea específica dentro del proceso de reducción. Esto son: los frames de corrección (bias y flat-fields), las lámparas de comparación (para la calibración por longitud de onda), las estrellas estándar (para la calibración por flujo) y los

objetos de estudio propiamente dicho.

Tabla 2: Lista de las galaxias observadas. Columna 1: nombre de la galaxia. Columna 2: Fecha de la observación en el rango "azul" ( $\sim 4000 - \sim 5500 \text{ \AA}$ ). Columna 3: Tiempo de exposición en el rango azul. Columna 4: Fecha de la observación en el rango "rojo" ( $\sim 5500 - \sim 7000 \text{ \AA}$ ). Columna 5: Tiempo de exposición en el rango rojo.

Galaxia	Fecha obs. rango "Azul"	T. exp (A) (seg)	Fecha obs rango "Rojo"	T. exp (R) (seg)
1AXGJ134450+0005	01/05/2014	3×2400	06/04/2013	2×1800
1RXS J040443.5-295316	26/10/2014	3×2400	09/08/2013	3×2400
2MASXJ01115114-4045426	17/10/2015	3×2400	01/11/2011	3×1800
2MASX J01413249-1528016	28/10/2014	3×2400	27/10/2014	3×1800
2MASXJ05014863-2253232	13/10/2015	3×2400	29/10/11	3×1800
2MASXJ08173955-0733089	12/04/2013	3×2400	10/04/2013	3×1800
2MASX J21124490-3730119	15/08/2012	3×1800	17/08/2012	3×1800
2MASX J21531910-1514111	26/10/2014	2×2400	25/10/2014	2×2400
2MASXJ21565663-1139314	16/10/2015	3×2400	07/09/2013	3×2400
6dF J1117042-290233	07/04/2013	2×1800	06/04/2013	4×1800
CTSH34.06	19/10/2015	4×2400	—	—
CTSJ13.12	23/04/2012	3×1800	25/04/2012	3×1800
CTSK06.02	01/05/2014	3×2400	10/04/2013	3×1800
CTSM02.47	26/04/2012	3×1800	25/04/2012	3×1800
CTSM13.24	29/04/2014	3×2400	10/04/2013	3×1800
E0337-267	17/10/2015	1×2400	—	—
FAIRALL0107	13/10/2015	4×1800	01/11/2011	3×1800
HE0348-5353	28/10/2014	3×2400	27/10/2014	3×2400
HE1107+0129	08/04/2013	3×1800	09/04/2013	2×2400
HE1438-0159	13/05/2016	4×1800	02/05/2014	3×2400
IGRJ16185-5928	26/04/2012	3×1800	25/04/2012	3×1800
IRAS04576+0912	18/10/2015	3×2400	01/11/2011	2×1800
IRAS16355-2049	23/04/2012	3×1800	15/08/2012	3×1800
IRAS20520-2329	02/05/2014	2×1800	—	—
MCG-04.24.017	25/04/2012	3×1800	24/04/2012	3×2400
MCG-05.01.013	13/10/2015	3×2400	08/09/2013	3×2400
MS20395-0107	—	—	10/07/2015	4×1800
NPM1G-17.0312	23/04/1012	3×1800	24/04/2012	4×1800
RBS0106	19/10/2015	4×2400	—	—
RBS0219	17/10/2015	3×2400	18/08/2012	3×1800
RBS1529	01/05/2014	3×2400	18/08/2012	3×1800
RBS1665	28/04/2012	2×1800	25/04/2012	3×1800

Tabla 2: Continuación

Galaxia	Fecha obs. rango "Azul"	T. exp (A) (seg)	Fecha obs. rango "Rojo"	T. exp (R) (seg)
RHS56	17/10/2015	4×2400	18/08/2012	2×1800
RX J0024.7+0820	26/10/2014	3×2400	25/10/2014	3×2400
RX J0323.2-4931	17/10/2015	4×2400	29/10/2011	3×1800
RX J0902.5-0700	08/04/2013	3×1800	09/04/2013	2×2400
RXJ2218.6+0802	—	—	12/07/2015	3×2400
RXJ2221.8-2713	—	—	10/07/2015	4×2400
RX J2301.8-5508	28/10/2014	3×2400	27/10/2014	3×2400
SDSSJ103210.16+065205.4	—	—	02/05/2014	3×2400
SDSS J134524.69-025939.8	08/04/2013	2×2400	09/04/2013	3×2400
SDSS J144052.60-023506.2	13/07/2015	3×1800	30/04/2014	3×2400
SDSS J151024.92+005843.9	07/04/2013	2×2200	06/04/2013	2×1800
SDSS J153001.82-020415.1	11/05/2016	3×2400	02/05/2014	3×2400
SDSS J153705.95+005522.8	08/04/2013	3×2400	09/04/2013	3×2400
SDSSJ161227.83+010159.8	13/07/2015	3×1800	12/07/2015	4×1800
SDSS J225452.22+004631.4	10/09/2013	2×2400	08/09/2013	3×2400
V961349-439	07/04/2013	3×1800	06/04/2013	2×1800
WKK4438	12/04/2013	3×2400	10/04/2013	2×2400
WPV8507	18/10/2015	3×2400	18/08/2012	3×1800
Zw037.022	29/04/2014	3×1800	30/04/2014	3×2400
Zw049.106	29/04/2014	3×2700	30/04/2014	3×2400
Zw374.029	23/04/2012	2×1200	25/04/2012	1×1800

Para realizar la reducción de los espectros se utilizaron las diferentes tareas del paquete IRAF (Image Reduction Astronomical Facilities). El proceso de reducción se llevó a cabo de la siguiente manera:

**Preparación de las exposiciones de corrección:** como primer paso en el proceso de reducción se combinaron y normalizaron bias y flat-fields para luego corregir los "frames" correspondientes a los objetos de estudio por estos efectos.

**Bias:** primeramente se procedió a corregir las imágenes individuales por Bias. Ésto es, quitarle a la señal total obtenida el ruido intrínseco del detector. Consiste en una exposición a "tiempo cero", es decir, una integración a obturador cerrado con tiempo de exposición nulo. Previamente a cada noche de observación, se tomaron 20 bias, que luego se promediaron a fin de obtener un valor medio en el ruido de lectura.

**Flat-field:** éste es debido a la inhomogeneidad del detector, pues no todos los pixeles presentan la misma respuesta ante la misma señal de entrada. Para esta corrección se ilumina el CCD de manera uniforme. Luego se normalizan los espectros con el promedio de los flat-fields. Como se mencionó anteriormente, se tomaron flat-fields de cielo y de cúpula, a fin de corregir en la dirección espacial y

en la dirección de dispersión, respectivamente.  
La intensidad resultante está dada entonces por:

$$I = \frac{I_{\text{obs}} - I_{\text{bias}}}{I_{\text{flat}} - I_{\text{bias}}} \quad (12)$$

**Extracción de los espectros:** con el fin de tener espectros unidimensionales de la región nuclear de cada galaxia, se procedió a la extracción de los espectros bidimensionales. Para esto se tomaron aperturas de 9 pixeles de ancho. Esto significa que se toma una franja del espectro a lo largo del eje de dispersión del mismo. Esta franja corresponde entonces al espectro del núcleo de la galaxia.

**Calibración de los espectros en longitud de onda:** una vez extraídos los espectros unidimensionales, se procedió a calibrarlos en longitud de onda. Para esto, se identificaron algunas líneas de las lámparas de comparación a fin de realizar un ajuste para la calibración. Una vez obtenida la función de calibración, se le aplica a los espectros unidimensionales.

**Calibración de los espectros por flujo:** una vez calibrados todos los espectros unidimensionales en longitud de onda se procede a la calibración en flujo utilizando los espectros obtenidos de las distintas estrellas estándar tomadas a lo largo de la noche. Se ajusta una función de transmisión, y luego se le aplica a todos los espectros. De esta manera los espectros unidimensionales quedan calibrados en flujo.

**Combinación de los espectros:** una vez calibrados todos los espectros unidimensionales, se procede a combinarlos, es decir, a sumar los espectros que corresponden a cada galaxia en particular, con el fin de mejorar la señal ruido.

Si bien algunas galaxias de la muestra ya tienen espectros, en la mayoría de los casos los mismos son de menor resolución. También hay algunos objetos que tienen espectros disponibles de los relevamientos 2df y 6df, pero éstos no están calibrados en flujo. Hay 11 objetos que tienen espectros del SDSS con una resolución similar a la de este trabajo y en general con mejor S/N. Los mismos fueron tomados con una fibra de 3 arcsec de diámetro. Por el tamaño de la fibra (la cual tiene una superficie de  $7.1 \text{ arcsec}^2$ ), la superficie estudiada de la galaxia es mayor a la estudiada en este trabajo ( $2.7 \text{ arcsec} \times 2.3 \text{ arcsec} = 6.2 \text{ arcsec}^2$ ). A diferencia de los espectros obtenidos desde CASLEO en el marco de este trabajo, los del SDSS fueron obtenidos en noches fotométricas, por lo que tienen una calibración en flujo absoluta (ver Capítulo 6).

### 4.2.3 Espectros obtenidos

En las Figuras 41 a 51 del Apéndice b, se presentan los espectros obtenidos en el marco de este trabajo, en los rangos espectrales  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . Todos los espectros presentados están en su sistema de referencia en reposo (rest-frame), para lo cual se utilizaron los valores de redshift publicados en la NED (NASA/IPAC Extragalactic Database). Los flujos que se presentan están en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ . En las figuras se aprecia que las líneas más prominentes corresponden a los perfiles de  $\text{H}\beta$ ,  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959,5007$  y  $\text{H}\alpha + [\text{NII}]\lambda\lambda 6549,6584$ . En 28 de los espectros las líneas  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731$  son fácilmente detectables. Se ven asimetrías en el perfil de  $[\text{OIII}]$  para 28 galaxias de la muestra. En 7 objetos se puede apreciar la emisión de  $[\text{OI}]\lambda 6300$ . Las líneas del sodio  $\text{Na}\lambda\lambda 5890,5896$  (como así

también otras líneas de absorción), en caso de detectarse, son muy débiles debido a la emisión no térmica del núcleo activo que diluye cualquier contribución estelar; en algunos casos inclusive aparecen en emisión. Por otro lado, 6 galaxias muestran emisión intensa de Fe en las inmediaciones de las líneas H $\beta$  y [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007 que debió ser descontada o ajustada por separado para que no interfiera en los ajustes de los perfiles de las líneas mencionadas (ver Sección 4.3.1).

La señal ruido (S/N) media de los espectros es de  $\sim 16$  alrededor de los 6000 Å. Si bien hay 3 objetos que muestran una S/N baja de  $\sim 8$ , hay otros que presentan valores de  $\sim 30$  o más, en la misma región.

### 4.3 MEDICIÓN DE LAS LÍNEAS ESPECTRALES

En la Sección 3.1.3 se vio de que manera estimar la masa del agujero negro central de una galaxia activa a través de la luminosidad y el FWHM de la componente ancha de H $\alpha$ , tal como evidencia la ecuación 9. Para esto es necesario hacer una adecuada descomposición en gaussianas al perfil H $\alpha$ + [NII] $\lambda\lambda$ 6549, 6584, con el fin de separar y poder cuantificar las distintas emisiones de ese perfil. De esta manera, además de tener por separado la emisión de [NII] $\lambda$ 6549 y de [NII] $\lambda$ 6584, se tendrá también la emisión de la componente ancha, delgada e intermedia (cuando ésta esté presente) de H $\alpha$ . De la misma manera se midieron H $\beta$  y [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007: la primera, al igual que H $\alpha$ , mostrando más de una componente, y las dos líneas prohibidas, en algunos casos, mostrando componentes hacia el azul o "blueshift", producto de posibles "outflows".

Para realizar la descomposición de gaussianas se utilizó el software LINER, un programa interactivo desarrollado por Pogge y Owen, 1993. LINER es un algoritmo que minimiza  $\chi^2$  y permite ajustar una línea espectral mediante una o más componentes. Para esto es necesario indicar al programa las componentes que se desean ajustar, con las posiciones aproximadas de los centros de las gaussianas y el ancho aproximado de las mismas. Como salida del programa se tienen los parámetros de las gaussianas a los cuales el programa converge: Centro, Intensidad, FWHM, Ancho equivalente (EW) y Flujo.

En caso de que las "condiciones iniciales" resulten insatisfactorias, el programa devolverá un ajuste con mucho residuo (diferencia entre el espectro original y la componente total de los ajustes), o inclusive devolverá "error". En estos casos se modifican los parámetros iniciales a fin de obtener mejores residuos.

Este programa permite además fijar valores a algunos de los parámetros a ajustar como así también imponer ciertas restricciones, como por ejemplo, cociente de intensidades de líneas. En este trabajo fueron ajustadas las líneas de emisión [NII]  $\lambda$ 6549, [NII]  $\lambda$ 6584 y las componentes de H $\alpha$  con algunas restricciones: la primera restricción es que las líneas [NII]  $\lambda$ 6549 y [NII]  $\lambda$ 6584 tengan el mismo FWHM, dado que ambas se originan en la misma región. Otra restricción es que [NII]  $\lambda$ 6584 y [NII]  $\lambda$ 6549 tengan un cociente de flujos dado por su valor teórico, esto es [NII]  $\lambda$ 6584/[NII]  $\lambda$ 6549 = 3. Para ajustar las líneas correspondientes a [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731 el programa automáticamente asigna a ambos perfiles el mismo FWHM dado que ambas son originadas en la misma región.

En el caso de las líneas en el rango azul del espectro, se midió H $\beta$  y [OIII] $\lambda$ 5007. La línea de [OIII] $\lambda$ 4959 se ajustó sólo en aquellos casos en que se necesitaba una confirmación de lo obtenido en la medición de [OIII] $\lambda$ 5007. En este caso se utilizó la

misma restricción que para las líneas de [NII], o sea que [OIII] $\lambda$ 4959 y [OIII] $\lambda$ 5007 tengan el mismo valor de FWHM, debido a que ambas se originan en la misma región. La segunda limitación impuesta es que el cociente entre los flujos de [OIII] $\lambda$ 5007 y [OIII] $\lambda$ 4959 sea igual al valor teórico: 3.

Las mediciones del FWHM de las líneas H $\beta$ , H $\alpha$ , [NII] $\lambda$ 6549,6584 y [SII] $\lambda$ 6717, 6731 tienen un error de aproximadamente un 10 %, mientras que los valores de las incertezas en las mediciones de flujo son del orden del 15 %. En el caso de la componente central (cc) de [OIII] $\lambda$ 5007, el error típico en el FWHM es de 5 % y el error en el flujo es de  $\sim$ 10 %. Para la componente asimétrica (ca) de [OIII] $\lambda$ 5007, el error en el FWHM es típicamente de  $\sim$ 15 % y en el flujo de  $\sim$ 10 %. Los errores mencionados significan una cota mínima de los errores totales (errores en el sistema de observación, en las calibraciones, etc) y se refieren sólo a las incertezas en la realización de las mediciones.

En la Figura 19 se ven a modo de ejemplo 2 ajustes realizados en la porción roja del espectro para el perfil H $\alpha$ + [NII] $\lambda$ 6549,6584, en donde el espectro original está en línea negra, cada componente se ve en rojo, el ajuste (suma de todas las componentes) en azul, y el residuo en línea fina negra, desplazado hacia abajo con el fin de una visualización más clara.

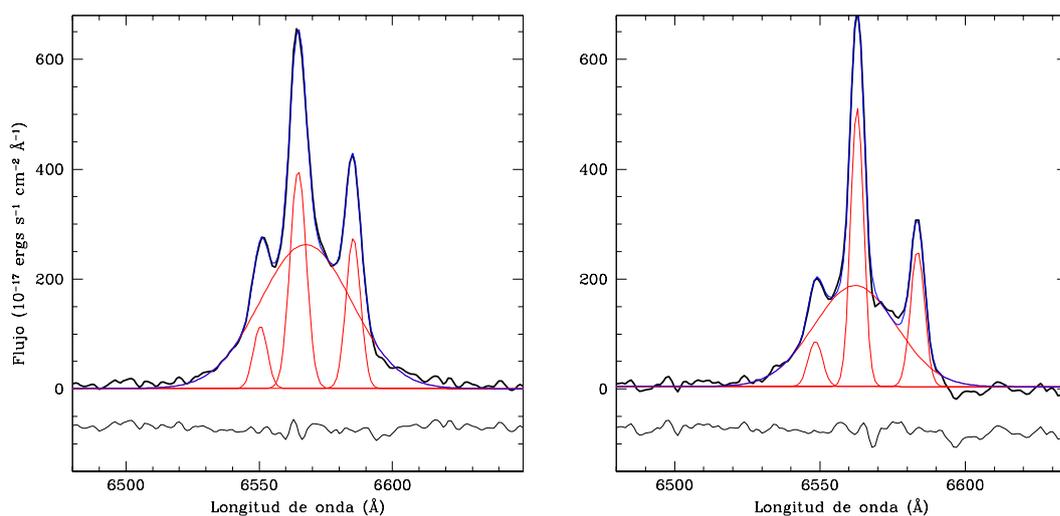


Figura 19: Descomposición de gaussianas en la parte roja del espectro para las galaxias MCG04.24.017 (izquierda) y 2MASXJ05014863–2253232 (derecha). La línea sólida de color negro representa el espectro observado, las componentes de H $\alpha$  y de [NII] $\lambda$ 6548,6584 se muestran en rojo y el ajuste final (suma de todas las componentes) se ve en azul. Los residuos se muestran en color negro, desplazados hacia abajo con el fin de obtener una mejor visualización de los mismos.

En la Figura 20 se ve el ajuste realizado en la zona azul del espectro para H $\beta$  y [OIII] $\lambda$ 4959,5007. En dicha figura, el espectro original está en línea sólida negra, cada componente se ve en rojo y el ajuste total (suma de todas las componentes) se ve en color azul. Los residuos del ajuste se muestran en color negro, desplazados hacia abajo con el fin de una mejor visualización.

Una vez realizadas las mediciones de las líneas, se procedió a corregir los FWHM obtenidos por el ancho instrumental, es decir, se desafectaron de cualquier efecto

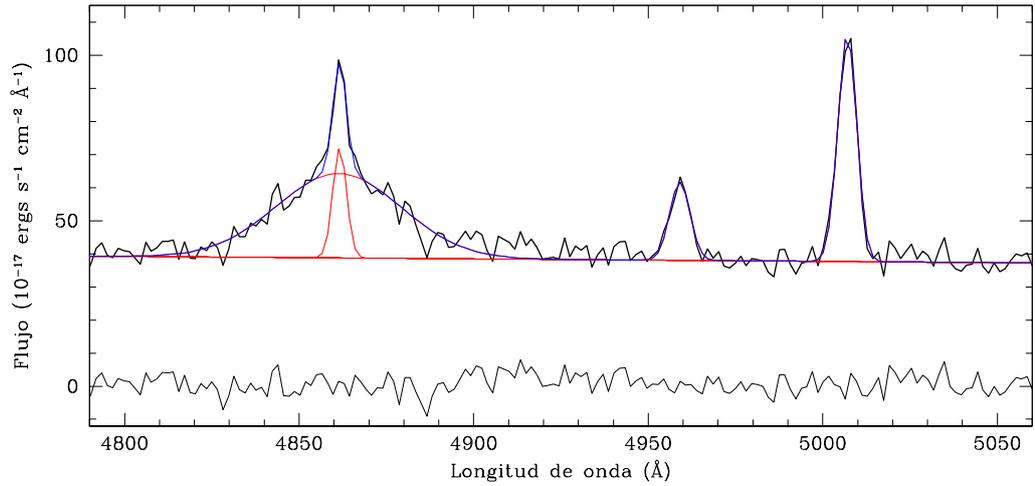


Figura 20: Descomposición de gaussianas en la parte azul del espectro de la galaxia 2MASXJ21124490–3730119. El espectro observado está en color negro, las componentes de H $\beta$  y de [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007 se muestran en rojo y el ajuste total en azul. Los residuos se muestran en negro, desplazados hacia abajo para una mejor visualización.

producido por el sistema de observación. Esta corrección se realiza de manera cuadrática:

$$\text{FWHM}^2 = \text{FWHM}_{\text{obs}}^2 - \text{FWHM}_i^2 \quad (13)$$

donde FWHM es el ancho "real" o "intrínseco" de la fuente,  $\text{FWHM}_{\text{obs}}$  es el ancho medido directamente del espectro y  $\text{FWHM}_i$  es el ancho instrumental, obtenido midiendo las líneas de las lámparas de comparación. El mismo es de  $\sim 170 \text{ km s}^{-1}$  en la región de H $\alpha$  y de  $\sim 190 \text{ km s}^{-1}$  en la región de H $\beta$ .

El FWHM y el flujo de las líneas [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731 se listan en la Tabla 3 de la Sección 5.1.2. El FWHM y la luminosidad de la componente ancha de H $\alpha$  se muestran en la Tabla 4 de la Sección 5.2. Los parámetros correspondientes a la componente asimétrica de [OIII] se ven en la Tabla 5 de la Sección 5.5. El FWHM y el flujo de las componentes delgadas de H $\alpha$  y H $\beta$  y de la componente ancha de H $\beta$  se muestran en la Tabla 8 del Apéndice c. En dicho Apéndice se presentan las mediciones del FWHM y del flujo de las componentes intermedias de H $\alpha$  y H $\beta$  (Tabla 9) y de la componente central de [OIII] $\lambda$ 5007 junto con [NII] $\lambda$ 6584 (Tabla 10).

#### 4.3.1 Emisión de Fe

Como se mencionó en la Sección 4.2.3, 6 galaxias de la muestra presentan una fuerte emisión de Fe en la zona de H $\beta$  y [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007. Para descontar esta emisión y permitir un adecuado ajuste a las líneas de interés mencionadas, se uti-

lizó el software online <sup>1</sup> desarrollado por Kovačević, Popović y Dimitrijević, 2010 y Shapovalova y col., 2012. Luego de inspeccionar visualmente los ajustes, se llegó a la conclusión de que sólo era satisfactorio el correspondiente a la galaxia WPV85007. Para realizar la descomposición en gaussianas de las 5 galaxias restantes, se ajustó una gaussiana adicional a la emisión de Fe, de manera que el ajuste de H $\beta$  y de [OIII] $\lambda$ 5007 no se viera afectado por dicha emisión. En todos los casos, los ajustes realizados de esta forma quedaron con buena calidad, y la emisión de Fe no interfirió en el ajuste de los perfiles de interés.

---

<sup>1</sup> [http://servo.aob.rs/FeII\\_AGN/](http://servo.aob.rs/FeII_AGN/)



*“No pasa nada, hasta que algo se mueve”*

— Albert Einstein.

En el Capítulo 4 se describieron los procesos de observación y de reducción de los espectros. Una vez obtenidos los espectros finales, ya calibrados en longitud de onda y en flujo, se describió en la Sección 4.3 el proceso de descomposición de gaussianas a las líneas espectrales de interés. Esto permitirá entre otras cosas, estudiar los rangos de velocidades involucrados en cada región de emisión, estimar las masas de los agujeros negros centrales, estudiar la relación  $M - \sigma_*$  y analizar la emisión de la componente intermedia de  $H\alpha$  y  $H\beta$ , como así también estudiar la asimetría encontrada en el perfil de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  de varias galaxias. Todos estos puntos serán expuestos en este capítulo. Los parámetros cosmológicos adoptados en este trabajo son  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0.3$  y  $\Omega_\Lambda = 0.7$ .

## 5.1 LA BLR Y LA NLR

### 5.1.1 Los rangos de velocidades

Como se vio en la Sección 1.2.4, hay dos regiones principales de emisión en un AGN, éstas son la región emisora de líneas anchas o BLR, y la región emisora de líneas angostas o NLR. En la BLR, el rango de velocidades es  $10^3 - 10^4 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que en la NLR, al estar más alejada del potencial gravitatorio central, el rango de velocidades involucrados es de algunos cientos de  $\text{km s}^{-1}$ .

En la Figura 21 se muestran los histogramas del FWHM de las líneas medidas en el rango espectral azul. Todos los valores presentados fueron corregidos por el ancho instrumental, como se mencionó en la Sección 4.3. En el panel superior izquierdo se muestra la componente ancha (BC, por sus siglas en inglés) de  $H\beta$ , donde se ve que la mayoría de las galaxias tienen un FWHM de  $\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$  para esta componente. El panel superior derecho muestra la distribución del FWHM de la componente delgada (NC, por sus siglas en inglés) de  $H\beta$ . Puede verse que el rango de velocidades para esta componente está comprendido entre los 200 y los  $\sim 750 \text{ km s}^{-1}$ . El panel inferior izquierdo muestra la componente asimétrica (ca) de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  que se detectó en 28 de las galaxias de la muestra. El rango de velocidades para esta componente asimétrica, que podría asociarse a posibles vientos, está en el rango  $\sim 300 - \sim 1400 \text{ km s}^{-1}$ ; con la mayoría de las galaxias presentando componentes asimétricas de  $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ . Por último, en el panel inferior derecho puede verse el FWHM de la componente central (cc) de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ . Esta componente muestra un rango igual a la  $\text{NC}\beta$  mencionada anteriormente, con la mayoría de las galaxias exhibiendo un FWHM de  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ .

Algunos objetos muestran que el valor del FWHM de  $\text{BC}\beta$  es superior a  $2300 \text{ km s}^{-1}$ , siendo que, de acuerdo al criterio adoptado por Osterbrock y Pogge, 1985, las

NLS1 tienen  $\text{FWHM}_{\text{H}\beta} < 2000 \text{ km s}^{-1}$ . Estas galaxias se verán en la Sección 5.6.

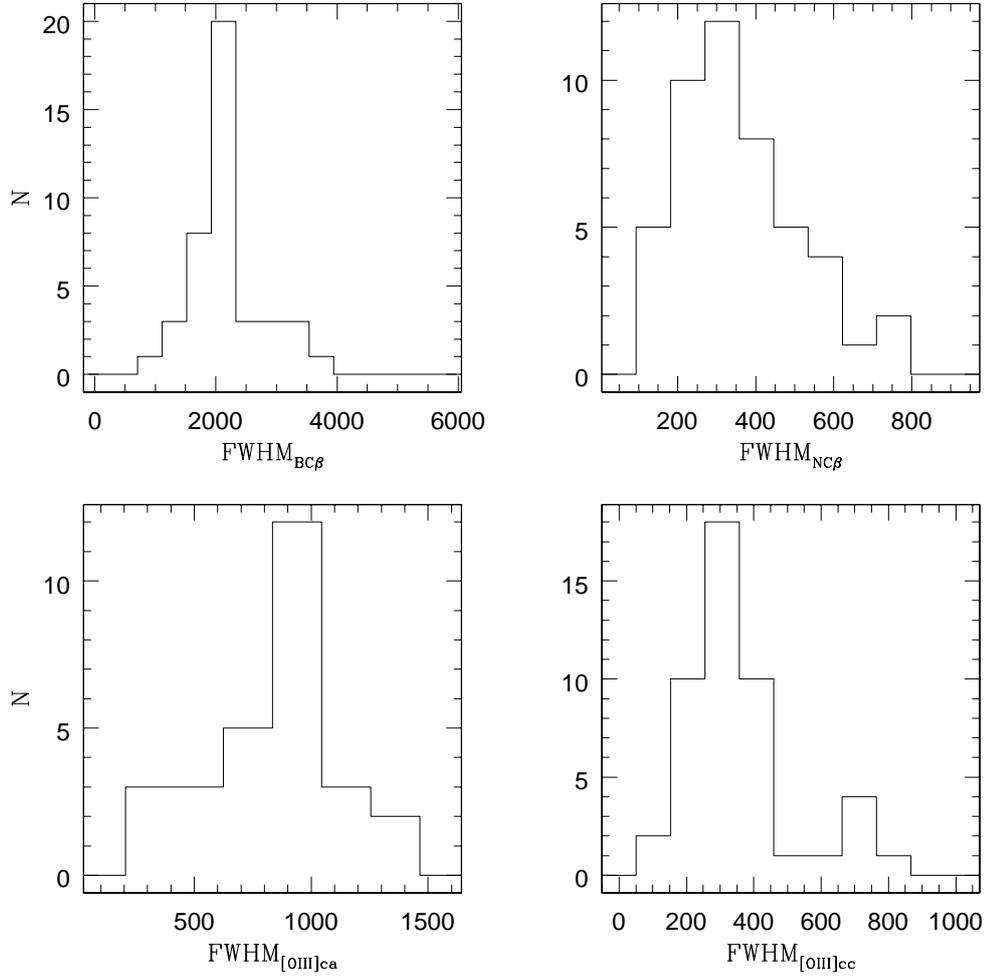


Figura 21: Histogramas de los FWHM de: la componente ancha  $\text{BC}\beta$  (arriba a la izquierda), la componente delgada  $\text{NC}\beta$  (arriba a la derecha), la componente asimétrica (ca) de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  (abajo a la izquierda) y la componente central (cc) de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  (abajo a la derecha). Todos los FWHM están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$  y han sido desafectados por el ancho instrumental.

A continuación, en la Figura 22, se muestran las distribuciones de FWHM de las distintas líneas presentes en el rango rojo del espectro, como ser  $\text{H}\alpha$ ,  $[\text{NII}]\lambda 6584$  y las líneas  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731$ . De la misma manera que para  $\text{H}\beta$  en la Figura 21, para la línea de emisión  $\text{H}\alpha$  también se muestra cada una de sus componentes  $\text{BC}\alpha$  y  $\text{NC}\alpha$ . Como puede verse, la mayoría de las galaxias muestran que el rango de velocidades para la componente ancha de  $\text{H}\alpha$  (arriba a la izquierda) va desde los  $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$  a los  $\sim 3800 \text{ km s}^{-1}$ . La mayor cantidad de galaxias muestra un FWHM para esta componente ancha de  $\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$ . Por otro lado, hay 6 galaxias que tienen un FWHM en el rango  $\sim 3400 - \sim 4900 \text{ km s}^{-1}$ . En el caso de las líneas angostas, ya sea de las líneas prohibidas como de la componente delgada de  $\text{H}\alpha$ , se ve que el rango de velocidades es de algunos cientos de  $\text{km s}^{-1}$ . En el caso de la emisión de la componente delgada de  $\text{H}\alpha$  (panel inferior izquierdo), hay objetos que muestran FWHM de hasta  $\sim 700 \text{ km s}^{-1}$ . Para el FWHM de  $[\text{NII}]$ , puede verse en el panel inferior derecho que el FWHM está en el

rango  $\sim 150 - \sim 550 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que en el caso de las líneas de [SII] (panel superior derecho) los máximos FWHM medidos son de  $\sim 380 \text{ km s}^{-1}$ . Todos estos rangos de velocidades medidos están de acuerdo con los valores conocidos para la BLR y la NLR.

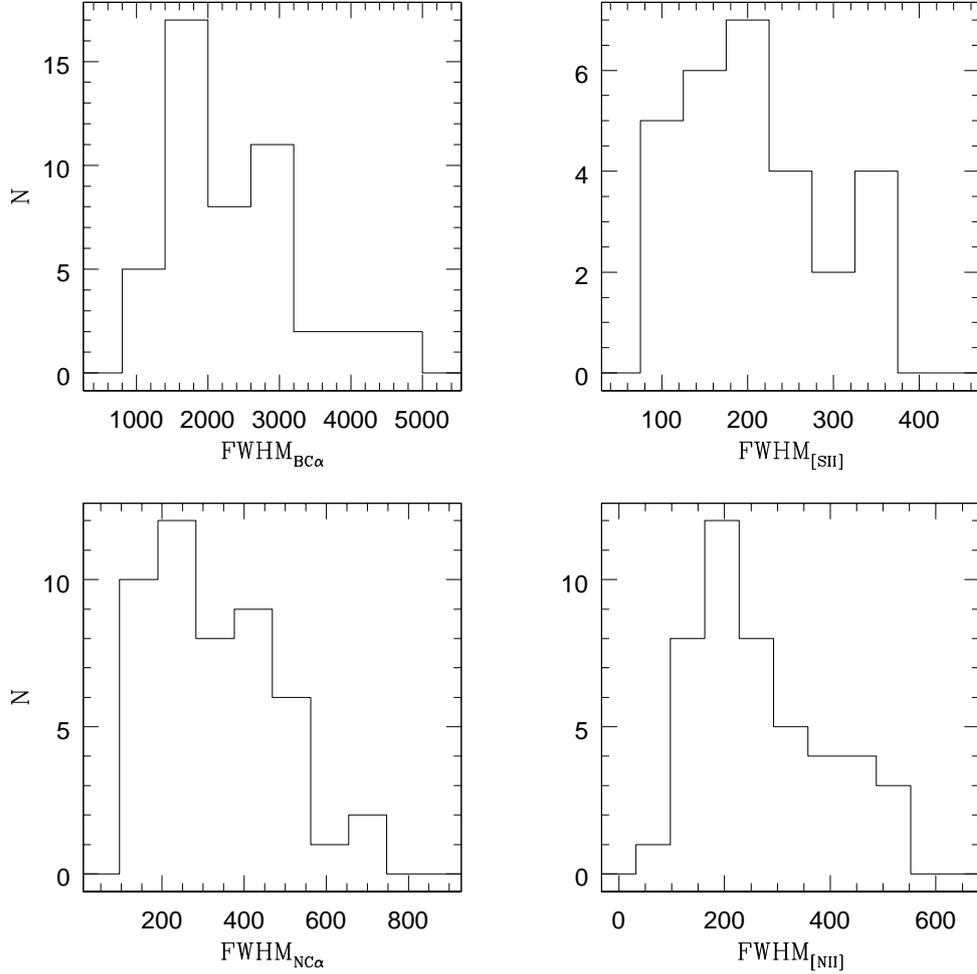


Figura 22: Histogramas de los FWHM de: la componente ancha  $BC\alpha$  (arriba a la izquierda),  $[SII]\lambda\lambda 6717,6731$  (arriba a la derecha), la componente delgada  $NC\alpha$  (abajo a la izquierda) y  $[NII]\lambda\lambda 6549,6584$  (abajo a la derecha). Todos los FWHM están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$  y han sido desafectados por el ancho instrumental.

### 5.1.2 La densidad electrónica

Una de las maneras de determinar la densidad electrónica  $N_e$  del medio emisor a través de la espectroscopía es midiendo el cociente de intensidad de las líneas del azufre, considerando ciertas condiciones para la temperatura (McCall, 1984). De esta manera, puede hacerse una estimación de la densidad a través de:

$$N_e = 10000 \times \left( \frac{1,49 - R}{12,8 \times R - 5,6173} \right) \text{cm}^{-3} \quad (14)$$

Donde  $R = \text{Flujo}([\text{SII}]\lambda 6717) / \text{Flujo}([\text{SII}]\lambda 6731)$

De esta forma, se estimó la densidad electrónica de la NLR (lugar donde son emitidas las líneas prohibidas) para 21 de las galaxias de la muestra en las cuales se pudo medir el flujo de las líneas de [SII]. El histograma de la densidad puede verse en la Figura 23, que muestra que todas las galaxias presentan valores de  $N_e$  de algunos cientos de  $\text{cm}^{-3}$ . Estos valores coinciden con los valores conocidos para la NLR (e.g., Rodríguez-Ardila, Pastoriza y Donzelli, 2000; Xu y col., 2012).

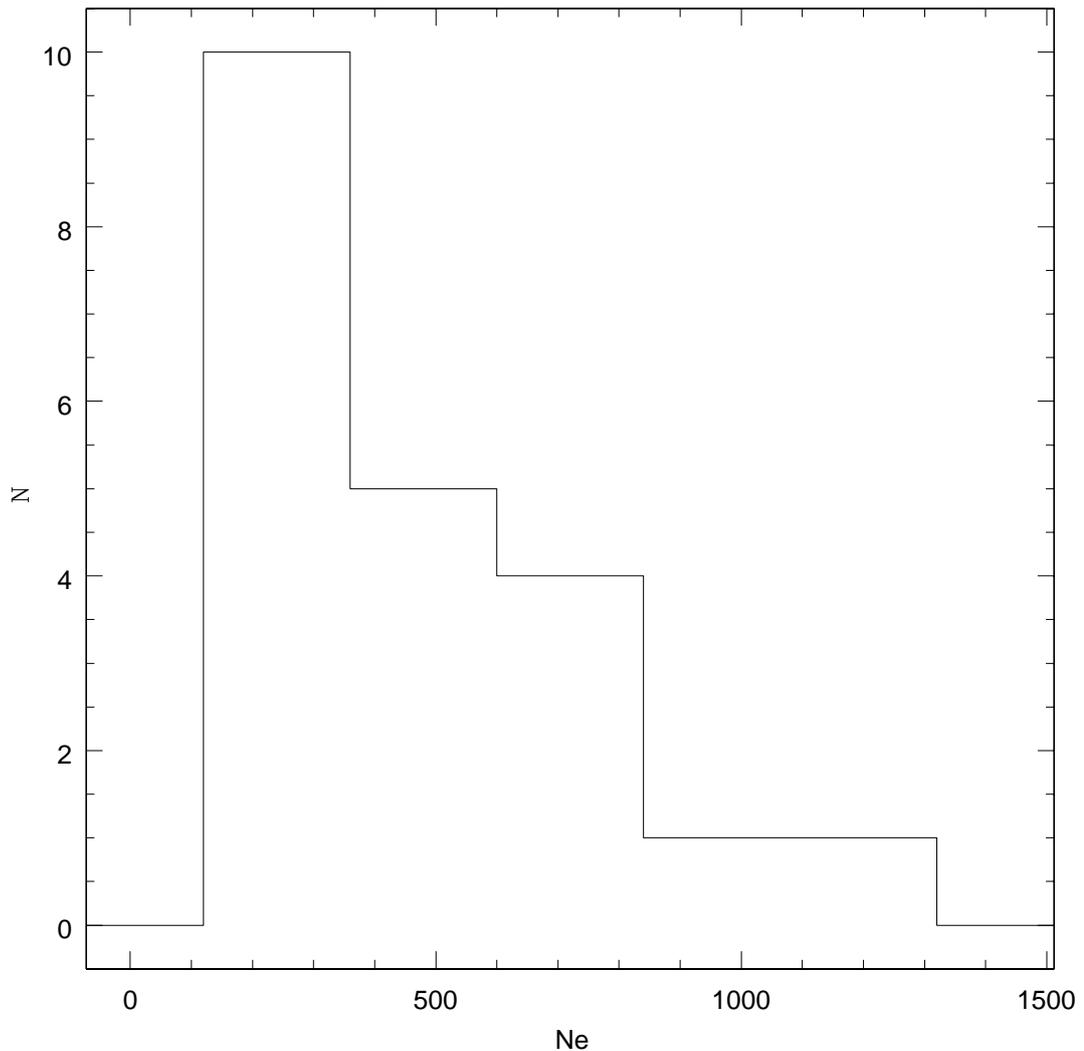


Figura 23: Densidad electrónica en unidades de  $\text{cm}^{-3}$ .

En la Tabla 3 se listan los flujos correspondientes a las líneas de [SII] $\lambda 6717$  y [SII] $\lambda 6731$  y el FWHM de [SII]. Todos los flujos mostrados en dicha tabla están en unidades de  $10^{15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  mientras que los FWHM están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$ . Como se vio en la Sección 4.3, tanto [SII] $\lambda 6717$  como [SII] $\lambda 6731$  tienen el mismo valor de FWHM. En dicha sección se vio también que los errores típicos en la medición de los flujos son del orden del 15 %, mientras que las mediciones en el FWHM tienen un error típico del 10 %. La principal fuente de error en la medición de estos parámetros es la elección del continuo. Todos los valores mostrados correspondientes al FWHM de [SII] han sido corregidos por el ancho instrumental.

Tabla 3: Parámetros de las líneas [SII]. Columna 2: Flujo de [SII] $\lambda$ 6717. Columna 3: Flujo de [SII] $\lambda$ 6731. Columna 4: FWHM de [SII]. Todos los flujos están en unidades de  $10^{15}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  mientras que los FWHM están en unidades de km s $^{-1}$ .

Galaxia	Flujo <sub>[SII]<math>\lambda</math>6717</sub>	Flujo <sub>[SII]<math>\lambda</math>6731</sub>	FWHM[SII]
1AXGJ134450+0005	0.8131	0.6836	246
1RXSJ040443.5-295316	1.262	1.189	113
2MASXJ01115114-4045426	0.855	0.8356	174
2MASXJ01413249-1528016	0.7968	0.3707	255
2MASXJ05014863-2253232	3.931	3.251	115
2MASXJ21124490-3730119	1.533	1.178	340
2MASXJ21565663-1139314	0.9783	1.568	242
CTSJ13.12	0.887	1.056	93
CTSM13.24	0.9518	0.9796	220
FAIRALLO107	1.464	1.192	189
IRAS04576+0912	2.972	2.815	320
IRAS16355-2049	5.498	5.516	224
MCG-04.24.017	8.554	7.321	276
MCG-05.01.013	2.075	1.349	132
NPM1G-17.0312	0.894	0.7383	140
RBS1665	0.991	0.8594	212
RXJ0024.7+0820	0.4531	0.3527	148
RXJ0902.5-0700	0.5844	0.4572	213
RXJ2218.6+0802	2.856	2.07	422
SDSSJ134524.70-025939.8	0.7464	0.7577	185
SDSSJ144052.60-023506.2	1.899	1.715	237
SDSSJ151024.92+005843.9	0.4797	0.3831	164
SDSSJ153001.82-020415.1	1.28	0.8124	192
WKK4438	1.849	1.992	66
WPV85007	0.8387	0.6621	132
Zw037.022	2.109	1.612	354
Zw049.106	3.032	2.234	327
Zw374.029	2.701	2.597	195

Las líneas [SII] $\lambda\lambda 6717,6731$  corresponden a transiciones electrónicas con grados de ionización bajos, por lo que las mismas se generan en capas más externas de la NLR. Los valores de densidad estimados de esta manera corresponden entonces a las regiones exteriores de la NLR. Para una determinación más exacta de la densidad electrónica, se consideran modelos de fotoionización que tienen en cuenta otros parámetros, como por ejemplo la temperatura.

El parámetro  $R$  en la ecuación anterior es muy sensible a los valores que presenten los flujos de ambas líneas, y a veces el valor obtenido para  $Ne$  puede adoptar valores negativos. Debido a eso, las galaxias 2MASXJ01413249–1528016, 2MASXJ21565663–1139314, FAIRALL0107, MCG–05.01.013, RXJ2218.6+0802, SDSSJ153001.82–020415.1 y Zw049.106 no fueron tenidas en cuenta en el histograma de la Figura 23.

## 5.2 MASAS VIRIALES DE LOS AGUJEROS NEGROS

Los agujeros negros son de suma importancia en el estudio de las galaxias activas. Su entendimiento constituye una pieza clave para poder comprender algunos mecanismos involucrados en la actividad nuclear y en la evolución de los AGNs. Además son importantes para el estudio de los procesos de formación y evolución de las galaxias.

Como se mostró en la Sección 3.1.3, si uno asume que las nubes de la BLR están virializadas, y suponiendo una órbita circular, la masa del agujero negro puede ser descrita por la ecuación 3. Si además se tienen en cuenta las correlaciones encontradas, la masa del agujero negro central puede obtenerse a partir de los parámetros de la misma línea de emisión, tal como determinaron Greene y Ho, 2005. En la Sección 3.1.3 se vio que la masa puede determinarse tanto a través de la línea  $H\alpha$  como de  $H\beta$ , pero es la primera de éstas la más prominente en los espectros, y por ende la más recomendable de ser utilizada. En el caso de  $H\beta$ , se usa a menudo sobre todo con muestras de galaxias en donde las restricciones o los rangos de redshift no permitan medir  $H\alpha$ .

En esta sección se estiman las masas de los agujeros negros centrales a través de la ecuación 9, donde se utiliza el FWHM y la luminosidad de la componente ancha de  $H\alpha$ . En el caso de 4 galaxias de la muestra para las cuales no se dispone del perfil de  $H\alpha$ , se utiliza entonces la línea  $H\beta$ .

La Tabla 4 lista el nombre de la galaxia, el FWHM (en  $\text{km s}^{-1}$ ) y la luminosidad (en  $\text{erg s}^{-1}$ ) de la componente ancha de  $H\alpha$  (para las 4 galaxias señaladas con “\*” los parámetros mostrados corresponden a  $H\beta$ ) y las masas de los agujeros negros centrales de las galaxias de la muestra. Como se mencionó en la Sección 4.3, los errores típicos en la medición de los FWHM y de los flujos de las líneas fueron del orden del 10% y del 15%, respectivamente. Los errores en la estimación de las masas son del orden de 0.1 dex.

Considerando los objetos para los que se dispone de  $H\alpha$  y  $H\beta$ , a modo de comparación se determinaron las masas a través de ambos perfiles, obteniendo valores consistentes.

Tabla 4: FWHM de la componente ancha de H $\alpha$ , ya desafectada por el ancho instrumental, luminosidad de la misma componente y masas de los agujeros negros centrales. Para los objetos con "\*" los valores presentados corresponden a BC $\beta$ . La galaxia Zw037.022 no mostró tener una componente ancha para las líneas de Balmer.

Galaxia	FWHM <sub>BC</sub> (km s <sup>-1</sup> )	log L <sub>BC</sub> (erg s <sup>-1</sup> )	log M <sub>BH</sub> (M <sub>⊙</sub> )
1AXGJ134450+0005	2259	41.39	6.7
1RXSJ040443.5-295316	1848	40.91	6.2
2MASXJ01115114-4045426	1741	41.31	6.4
2MASXJ01413249-1528016	1518	41.4	6.3
2MASXJ05014863-2253232	1510	41.32	6.3
2MASXJ08173955-0733089	2697	41.12	6.7
2MASXJ21124490-3730119	2248	41.04	6.5
2MASXJ21531910-1514111	1852	40.65	6.1
2MASXJ21565663-1139314	1903	40.08	5.8
6dFJ1117042-290233	4806	41.92	7.7
CTSH34.06 *	1685	40.23	5.8
CTSJ13.12	2528	40.34	6.2
CTSK06.02	4335	41.35	7.2
CTSM02.47	1964	41.26	6.5
CTSM13.24	2715	41.05	6.6
E0337-267 *	2153	40.66	6.2
FAIRALL0107	1702	41.56	6.5
HE0348-5353	3065	42.03	7.3
HE1107+0129	2166	41.95	6.9
HE1438-0159	1604	41.40	6.4
IGRJ16185-5928	4966	41.30	7.3
IRAS04576+0912	2052	41.06	6.4
IRAS16355-2049	3483	41.60	7.2
IRAS20520-2329 *	2016	41.82	6.8
MCG-04.24.017	1835	40.55	6.0
MCG-05.01.013	1939	41.35	6.5
MS20395-0107	520	40.99	5.2
NPM1G-17.0312	1243	39.86	5.3
RBS0106 *	2180	40.24	6.0
RBS0219	2721	41.94	7.1
RBS1529	2855	42.40	7.4
RBS1665	1725	41.36	6.4
RHS56	4159	41.68	7.4
RXJ0024.7+0820	1504	40.98	6.1

Tabla 4: Continuación

Galaxia	$\text{FWHM}_{\text{BC}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$\log L_{\text{BC}}$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	$\log M_{\text{BH}}$ ( $M_{\odot}$ )
RXJ0323.2–4931	2752	41.83	7.1
RXJ0902.5–0700	2770	41.66	7.0
RXJ2218.6+0802	2577	41.98	7.1
RXJ2221.8–2713	2984	42.10	7.3
RXJ2301.8–5508	3228	42.25	7.5
SDSSJ103210.16+065205.4	954	40.46	5.4
SDSSJ134524.70–025939.8	1925	41.69	6.7
SDSSJ144052.60–023506.2	987	40.45	5.4
SDSSJ151024.92+005843.9	2522	41.16	6.6
SDSSJ153001.82–020415.1	1699	40.49	5.9
SDSSJ153705.95+005522.8	1774	41.59	6.6
SDSSJ161227.83+010159.8	1198	40.66	5.7
SDSSJ225452.22+004631.4	2617	41.47	6.9
V961349–439	2906	41.26	6.8
WKK4438	1976	40.66	6.2
WPV85007	3106	40.69	6.6
Zw037.022	—	—	—
Zw049.106	2060	40.85	6.3
Zw374.029	1276	39.82	5.4

El rango de las masas de los agujeros negros puede verse en la Figura 24 y en la Tabla 4. Casi todas las masas están en el rango  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) \sim 5.7 - 7.4$  (con un valor medio en  $\sim 6.2$ ). Sólo dos galaxias muestran tener masas  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) > 7.5$ , siendo estos objetos: RX J2301.8–5508 y 6dF J1117042–290233, que tienen masas  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot})$  de 7.5 y 7.7, respectivamente. También hay algunas galaxias que muestran masas más bajas que  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) < 5.5$ , principalmente debido a sus bajas luminosidades. Estos objetos son SDSS J144052.60–023506.2, Zw374.029 con  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 5.4$  y NPM1G–17.0312 que presenta  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 5.3$  (Schmidt y col., 2016). Estos valores determinados son menores que los encontrados por otros autores en galaxias Seyfert 1 (BLS1: galaxias Seyfert 1 con líneas anchas), confirmando que, en promedio, las NLS1 tienen agujeros negros menos masivos (e.g., Grupe, 2004; Komossa y Xu, 2007).

Un caso particular se vio en la galaxia Zw037.022, que mostró sólo una componente delgada para  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$ . Asimismo, la galaxia MS20395–0107 mostró una componente ancha para  $\text{H}\alpha$  que presenta una velocidad muy baja (ver Tabla 4). Este objeto no dispone de un espectro en el azul a modo que no fue posible estudiar el perfil de  $\text{H}\beta$ . Se verán algunas características de ambos objetos en la Sección 5.6.

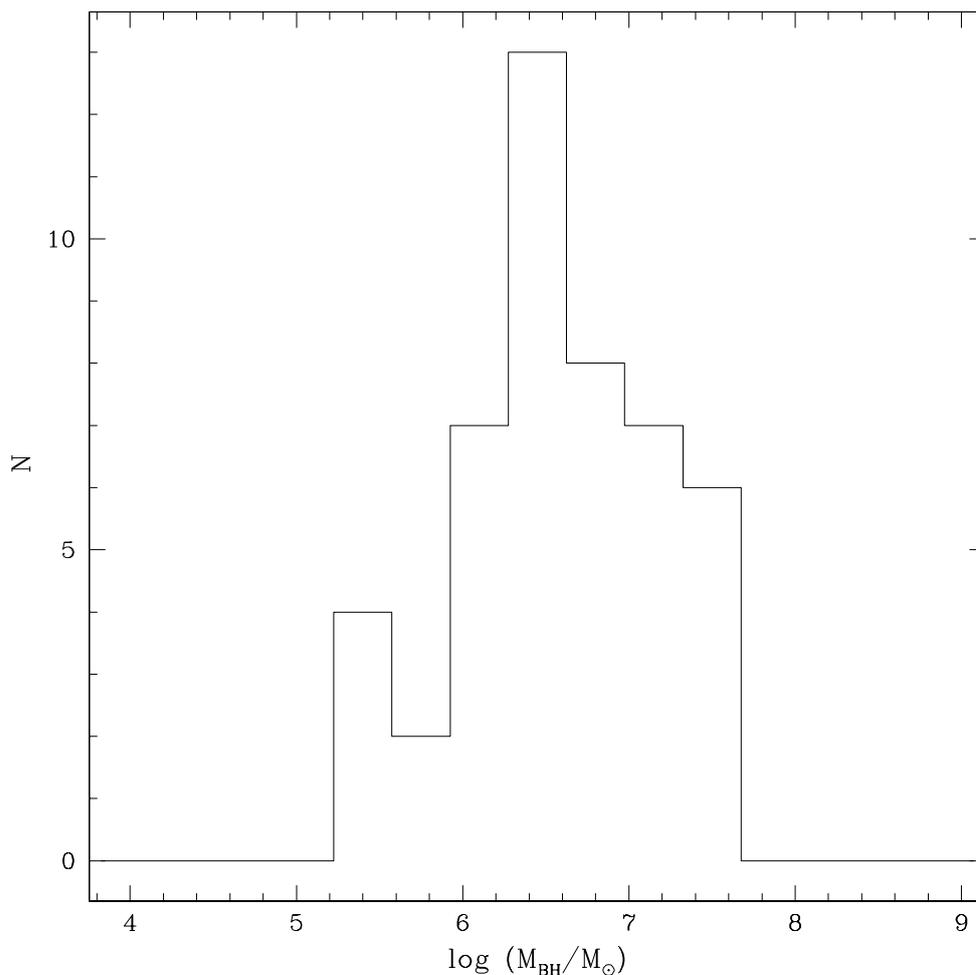


Figura 24: Histograma de las masas de los agujeros negros de la muestra.

### 5.3 RELACIÓN $M - \sigma_*$

Como se vio en la Sección 3.2, algunos autores han estudiado la relación que existe entre la masa del agujero negro central y algunos parámetros de la galaxia huésped. Particularmente, hay numerosos trabajos que estudian la relación entre las masas y la dispersión de velocidades de estrellas del bulge, como por ejemplo Ferrarese y Merritt, 2000; Gebhardt y col., 2000. En particular, Tremaine y col., 2002, encontraron la relación mostrada en la ecuación 11, la cual será utilizada en esta sección.

Muchas veces el continuo no térmico del AGN diluye cualquier emisión estelar de la galaxia huésped, y ésta es rara vez detectada en los espectros. Esto sucede sobre todo en AGN de tipo 1, en los cuales, como se vio en la Sección 1.2, el continuo no estelar es más intenso que en los AGN de tipo 2. Debido a eso, la dispersión de velocidades estelares, que se manifiesta en los espectros a través de las líneas de absorción, muchas veces es difícil de medir. Es por eso que en muchos casos se utilizan líneas de emisión como sustitutas de la dispersión de velocidades estelares, tal como se vio en la Sección 3.2.

En este marco, se chequearán las principales líneas de emisión del óptico como sustitutas de  $\sigma_*$ . Éstas son: la componente delgada de  $H\beta$ ,  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ ,  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6549, 6584$ ;

la componente delgada de  $H\alpha$  y  $[SII]\lambda\lambda 6716,6731$ .

Teniendo en cuenta una propiedad básica de las gaussianas, es posible relacionar el FWHM (ancho a mitad de altura) de cada línea, con  $\sigma$  (desviación estándar):

$$\text{FWHM} = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma \cong 2,3548 \sigma \quad (15)$$

Considerando las estimas de masas de los agujeros negros que fueron determinadas en la Sección 5.2, midiendo el FWHM de cada línea y teniendo en cuenta la relación anterior, es posible estudiar la localización de las galaxias NLS1 en el plano  $M - \sigma_*$  a través de las distintas líneas de emisión que presentan los espectros ópticos. En la Figura 25 se ve la relación que hay entre la masa del agujero negro y el FWHM de las componentes delgadas de las dos principales líneas de Balmer,  $NC\alpha$  y  $NC\beta$ .

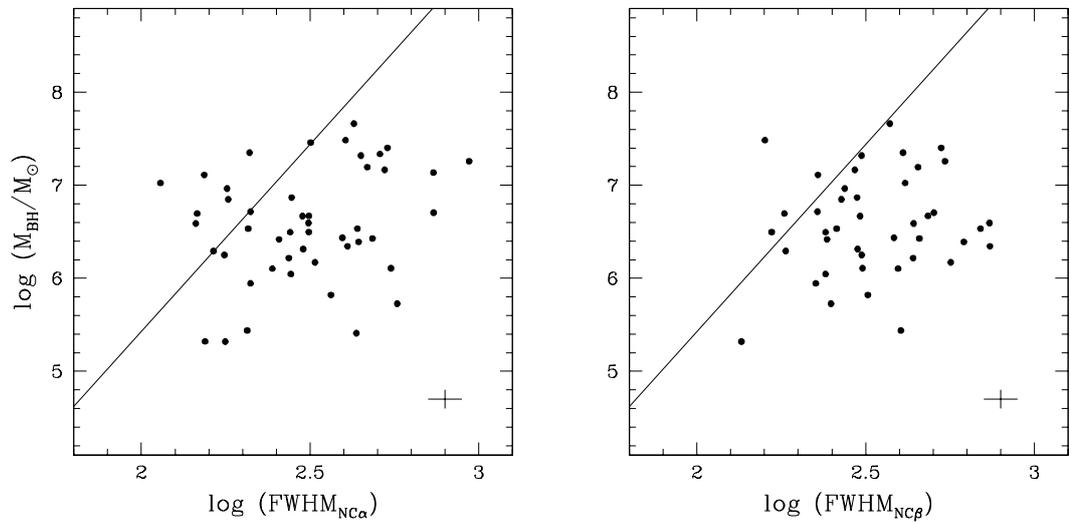


Figura 25: Relación  $M - \sigma_*$  para las galaxias de la muestra, usando el FWHM de las componentes delgadas de  $H\alpha$  (izquierda) y de  $H\beta$  (derecha). Todos los valores de FWHM están en  $\text{km s}^{-1}$  y fueron corregidos por el ancho instrumental. La línea sólida representa la relación encontrada por Tremaine y col., 2002 usando  $\text{FWHM} = 2,35\sigma$ . Barra de errores típicos se muestran en cada panel.

Teniendo en cuenta las incertezas en las mediciones de los FWHM y de las masas de los agujeros negros, se puede ver en la figura que, en general, la mayoría de los objetos caen sistemáticamente por debajo de la relación  $M - \sigma_*$  encontrada para galaxias normales. Considerando  $NC\alpha$ , se aprecia que aproximadamente el 80 % de las galaxias caen por debajo de la relación, algunos de ellos considerablemente apartados de la misma. Para  $NC\beta$ , aproximadamente el 90 % de los objetos caen sistemáticamente por debajo de la relación y, al igual que en el caso anterior, algunas galaxias se encuentran alejadas de la misma.

En la Figura 26 se muestra la relación  $M - \sigma_*$  considerando las líneas prohibidas  $[SII]$ ,  $[NII]$  y la componente central de  $[OIII]$ . Como puede apreciarse, las galaxias también caen por debajo de la relación utilizando estas líneas de emisión.

En el caso de las líneas del  $[NII]$ , aproximadamente el 70 % de los objetos cae por debajo de la relación. Viendo la posición que toman las galaxias al tener en cuenta la emisión de la componente central de  $[OIII]$ , puede verse que aproximadamente

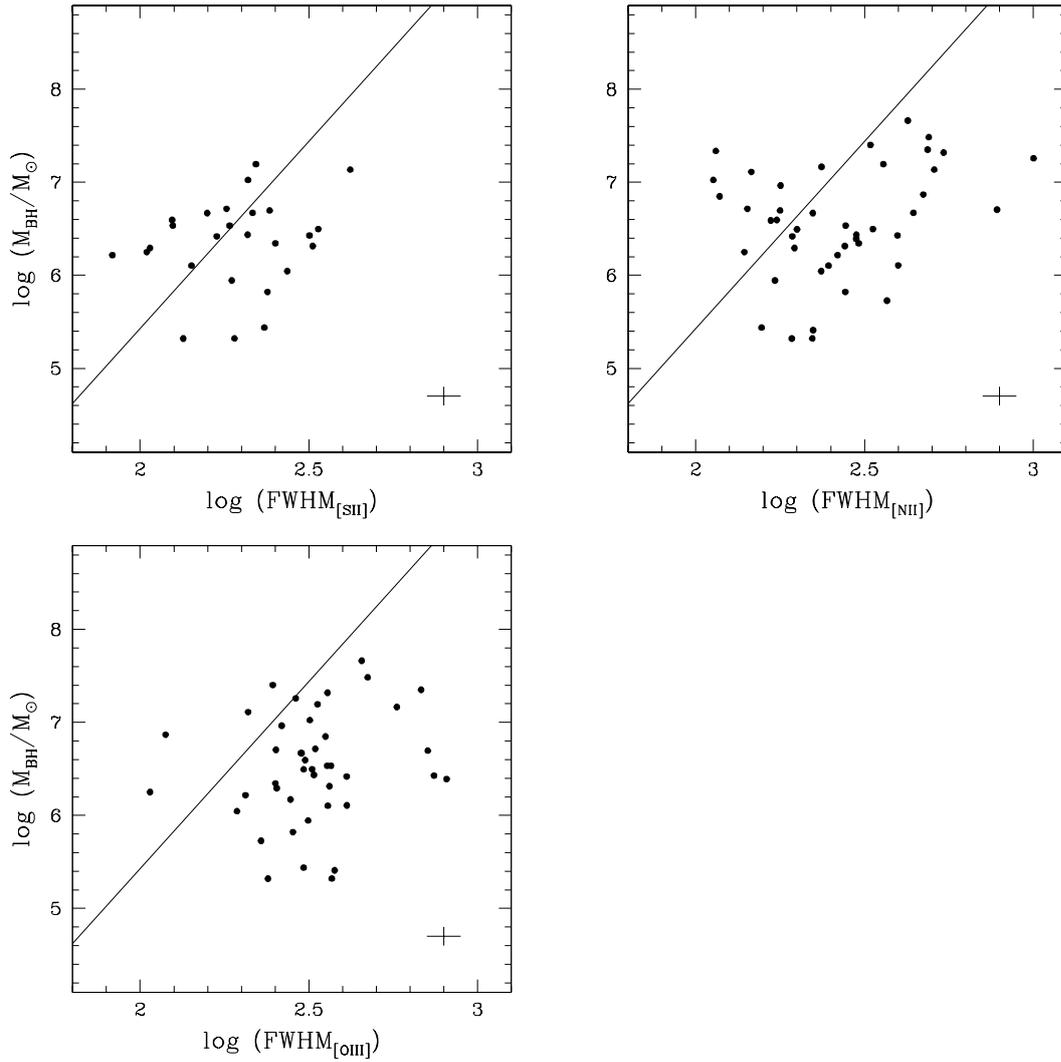


Figura 26: Relación  $M - \sigma_*$  para las galaxias de la muestra, usando el FWHM de las líneas prohibidas [SII] $\lambda\lambda 6717, 6731$  (arriba a la izquierda), [NII] $\lambda\lambda 6549, 6584$  (arriba a la derecha) y la componente central O[III] $\lambda 5007$  (abajo). Todos los valores de FWHM están en  $\text{km s}^{-1}$  y fueron corregidos por el ancho instrumental. La línea sólida representa la relación encontrada por Tremaine y col., 2002 usando  $\text{FWHM} = 2,35\sigma$ . Barra de errores típicos se muestran en cada panel.

el 90 % de los objetos caen por debajo de la relación  $M - \sigma_*$ . Considerando las líneas de [SII], las galaxias NLS1 parecen estar más cerca de la mencionada relación, si las comparamos con las otras líneas de emisión. En este caso, considerando las líneas de [SII], el 45 % de los objetos se sitúan por encima de la línea que representa la relación encontrada por Tremaine y col., 2002. Esto coincide con resultados previos de Komossa y Xu, 2007. Sin embargo, no se ve evidencias de una correlación clara entre el FWHM de las líneas de [SII] y la masa de los agujeros negros (Schmidt y col., 2016).

El hecho de que los objetos se ubiquen por debajo de la relación  $M - \sigma_*$  considerando las 5 líneas de emisión, está de acuerdo con la idea de que las NLS1 podrían estar albergadas por galaxias con pseudobulges (Mathur y col., 2012). En este escenario, las NLS1 no seguirían la relación  $M - \sigma_*$  debido a que sus bulges son intrínsecamente diferentes a los de las galaxias que si siguen la mencionada rela-

ción (Schmidt y col., 2016).

Que las NLS1 caigan sistemáticamente por debajo de la relación  $M - \sigma_*$ , puede implicar que las NLS1 tienen masas de agujeros menores comparadas con aquellos objetos que si siguen la relación. Se ha estudiado que las NLS1 tienen tasas de acreción cercanas al límite de Eddington (Warner, Hamann y Dietrich, 2004), y relacionado con esto, Mathur, 2000 propuso que las galaxias NLS1 son objetos análogos a los quasars de alto redshift ( $z > 4$ ). De esta manera, las NLS1 podrían ser objetos jóvenes en una etapa temprana de su evolución, y ocupando galaxias huéspedes jóvenes.

No está aún del todo claro como debería ser el movimiento de estos objetos a lo largo de la relación  $M - \sigma_*$ , pero el hecho de que las NLS1 tengan altas tasas de acreción sugiere que sus agujeros negros están creciendo rápidamente (Mathur y Grupe, 2005a,b). En este contexto, el movimiento de las galaxias NLS1 respecto del plano  $M - \sigma_*$  podría ser hacia arriba (Schmidt y col., 2016).

## 5.4 LA COMPONENTE INTERMEDIA EN LAS NLS1

Como se vio en la Sección 3.3, algunos AGN han mostrado tener una componente adicional intermedia en la emisión de las líneas de Balmer. Es decir, además de la emisión ancha y delgada, asociadas directamente (por definición) a la BLR y NLR, respectivamente, se encontró que muchos objetos muestran una componente intermedia IC.

En esta sección se estudiarán las componentes intermedias encontradas tanto para  $H\alpha$  como para  $H\beta$  en algunas de las galaxias de la muestra. Se analizará el rango de velocidades involucrados en las NLS1 para esta componente adicional, y la relación que hay entre esta emisión y la proveniente de la BLR. También se verá que existe una fuerte correlación entre el FWHM de IC y la masa del agujero negro central.

### 5.4.1 La componente intermedia de $H\alpha$

Siguiendo el procedimiento de descomposición en gaussianas explicado en la Sección 4.3, se midieron las principales líneas de todas las galaxias de la muestra. Para 18 de las galaxias se encontró que el ajuste del perfil de  $H\alpha$  que involucra dos componentes (una ancha y una delgada), deja residuos mucho más altos que el ruido del espectro. En estos casos se procedió a ajustar esos perfiles con 3 componentes para la mencionada línea de Balmer, encontrando que la calidad del ajuste mejoraba considerablemente. De esta manera se obtuvieron los parámetros fundamentales (posición, ancho equivalente, FWHM y flujo) de las componentes ancha, intermedia y delgada de  $H\alpha$ .

Los principales resultados que involucran la componente intermedia se muestran en la Figura 27. La distribución de velocidades de esta componente se muestra en el panel superior izquierdo. En el mismo puede verse que la mayoría de las galaxias muestra valores de FWHM de la componente intermedia en el rango 600 – 1500  $\text{km s}^{-1}$ , con un valor medio correspondiente a un FWHM  $\sim 1100 \text{ km s}^{-1}$ .

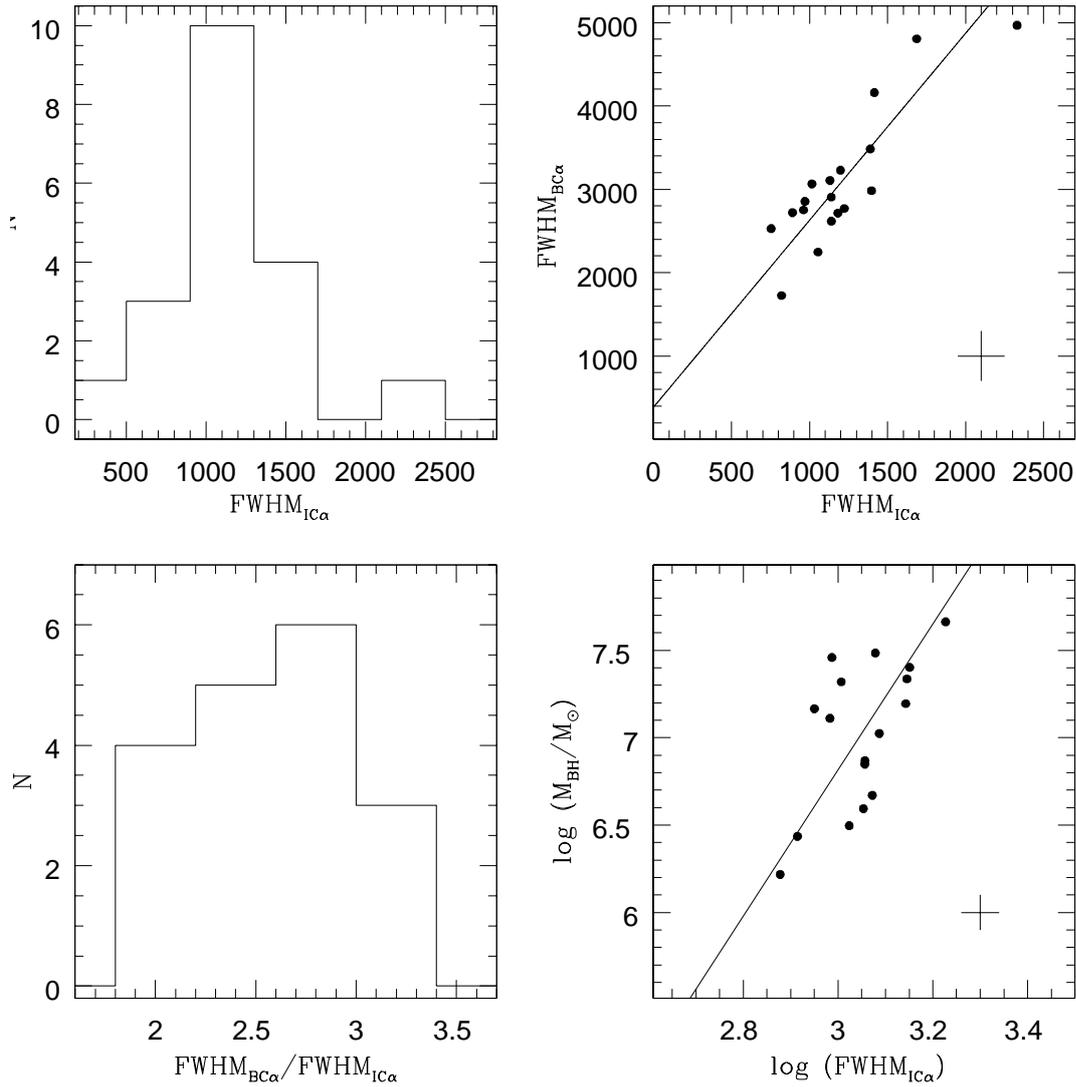


Figura 27: Histograma de los valores del FWHM la componente intermedia IC de  $H\alpha$  (panel superior izquierdo), relación entre el FWHM de la componente ancha BC de  $H\alpha$  (panel superior derecho), histograma del cociente  $\text{FWHM}_{BC}/\text{FWHM}_{IC}$  (panel inferior izquierdo) y relación entre el FWHM de IC y la masa de los agujeros negros (panel inferior derecho). Todos los valores de FWHM están en  $\text{km s}^{-1}$  y fueron desafectados por el ancho instrumental. Se muestran las barras de errores típicas. Las líneas sólidas representan el mejor ajuste de los datos.

La forma de la distribución de la IC es aparentemente similar a la que muestran la BC y la NC. Con el fin de poder asegurar que se trata de distribuciones distintas, se aplicó un test Kolmogorov - Smirnov (K-S) y se confirmó que la distribución de la IC es diferente a la de la NC y BC, con probabilidades  $P < 10^{-8}$  y  $P < 10^{-5}$ , respectivamente, de ser las mismas distribuciones. Esto da lugar a la existencia de tres regiones emisoras cinemáticamente distintas: las ya bien conocidas BLR y NLR y una región emisora de líneas intermedias (ILR).

Comparando los valores de  $\text{FWHM}_{IC}$  y de  $\text{FWHM}_{BC}$ , se puede apreciar que ambos están fuertemente relacionados. Esto puede verse en el panel superior derecho

de la Figura 27. Un ajuste OLS Bisector (del inglés: Ordinary Least Squares), da una pendiente de  $\sim 2.4$  con una ordenada al origen pequeña, menor a  $100 \text{ km s}^{-1}$ . Relacionado con ambos FWHM, se obtiene un fuerte coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = 0.93$ .

Estudiando el cociente entre  $\text{FWHM}_{\text{BC}}$  y  $\text{FWHM}_{\text{IC}}$ , puede verse en el panel inferior izquierdo que éste varía entre  $\sim 2.1$  y  $3.3$ , con un valor medio de aproximadamente  $\text{FWHM}_{\text{BC}}/\text{FWHM}_{\text{IC}} \sim 2.5$ .

Teniendo en cuenta que las determinaciones de las masas de los agujeros negros involucra los parámetros de la BC (ecuación 9), es de esperar que haya una relación entre  $\text{FWHM}_{\text{IC}}$  y la masa del agujero negro central. Esto efectivamente se encuentra y puede verse en el panel inferior derecho de la Figura 27. Un ajuste OLS Bisector da para estos dos parámetros una pendiente de  $\sim 4.4$  y una ordenada al origen de  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) \sim -6.5$ . Se encuentra también un alto coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = 0.86$ , que sugiere que la dinámica de la ILR está fuertemente afectada por el motor central.

Un caso particular se ve en la galaxia HE1107+0129, que presenta una componente adicional muy angosta, del orden de los  $290 \text{ km s}^{-1}$  (ver Sección 5.6) y no fue tenido en cuenta en el análisis de la Figura 27 y en el panel superior izquierdo de la Figura 34. Además del mencionado objeto, la galaxia IGRJ16185–5928 no fue tomada en cuenta en el gráfico inferior derecho de la Figura 27 debido a su gran desviación respecto de los puntos restantes.

La relación entre  $\text{FWHM}_{\text{BC}}$  y  $\text{FWHM}_{\text{IC}}$  puede dar algunas pistas acerca del tamaño relativo entre ambas regiones emisoras. Es sabido que, en el escenario estándar de los AGN, la BC y la NC se originan, por definición, en la BLR y en la NLR, respectivamente. Ambas regiones tienen grandes diferencias en tamaño, geometría, cinemática y condiciones físicas. La IC detectada en esta muestra nos está diciendo que puede haber otra región emisora, y asumiendo que el cuadrado del FWHM del gas decrece con la distancia al centro, esta ILR posiblemente está rodeando a la BLR y podría estar localizada a su alrededor, muy cerca, con un cociente entre sus tamaños medios dados por el cuadrado del cociente de sus FWHM, es decir:

$$R_{\text{ILR}}/R_{\text{BLR}} \propto (\text{FWHM}_{\text{BC}}/\text{FWHM}_{\text{IC}})^2 \sim 4 - 9.$$

De esta manera pueden conocerse, a modo estimativo, las dimensiones de la ILR a través del estudio de la emisión tanto en esta región como en la BLR (Schmidt y col., 2016).

#### 5.4.2 La componente intermedia de $H\beta$

De la misma manera que en la subsección 5.4.1, se midió una componente intermedia en el perfil de  $H\beta$ . En la Figura 28 se muestran algunos parámetros relacionados con esta componente. En el panel superior izquierdo puede verse la distribución de los valores del FWHM de  $\text{IC}\beta$ , que muestra que la mayoría de los objetos tienen velocidades en el rango que va desde los  $600$  a los  $1500 \text{ km s}^{-1}$ , el mismo rango que muestran la mayoría de las galaxias para la  $\text{IC}\alpha$ . La única galaxia fuera de este rango es IRAS16355-2049, que tiene un FWHM de  $\sim 1730 \text{ km s}^{-1}$ . El valor medio del FWHM para los objetos es de  $\sim 1060 \text{ km s}^{-1}$ . A modo de confirmar que se trata de una distribución distinta a la mostrada por  $\text{NC}\beta$  y  $\text{BC}\beta$ , se realizó un test K-S, al igual que para  $\text{IC}\alpha$ . En este caso se encontró nuevamente

que las probabilidades de ser las mismas distribuciones son de  $P < 10^{-7}$  y  $P < 10^{-8}$  con  $NC\beta$  y  $BC\beta$ , respectivamente.

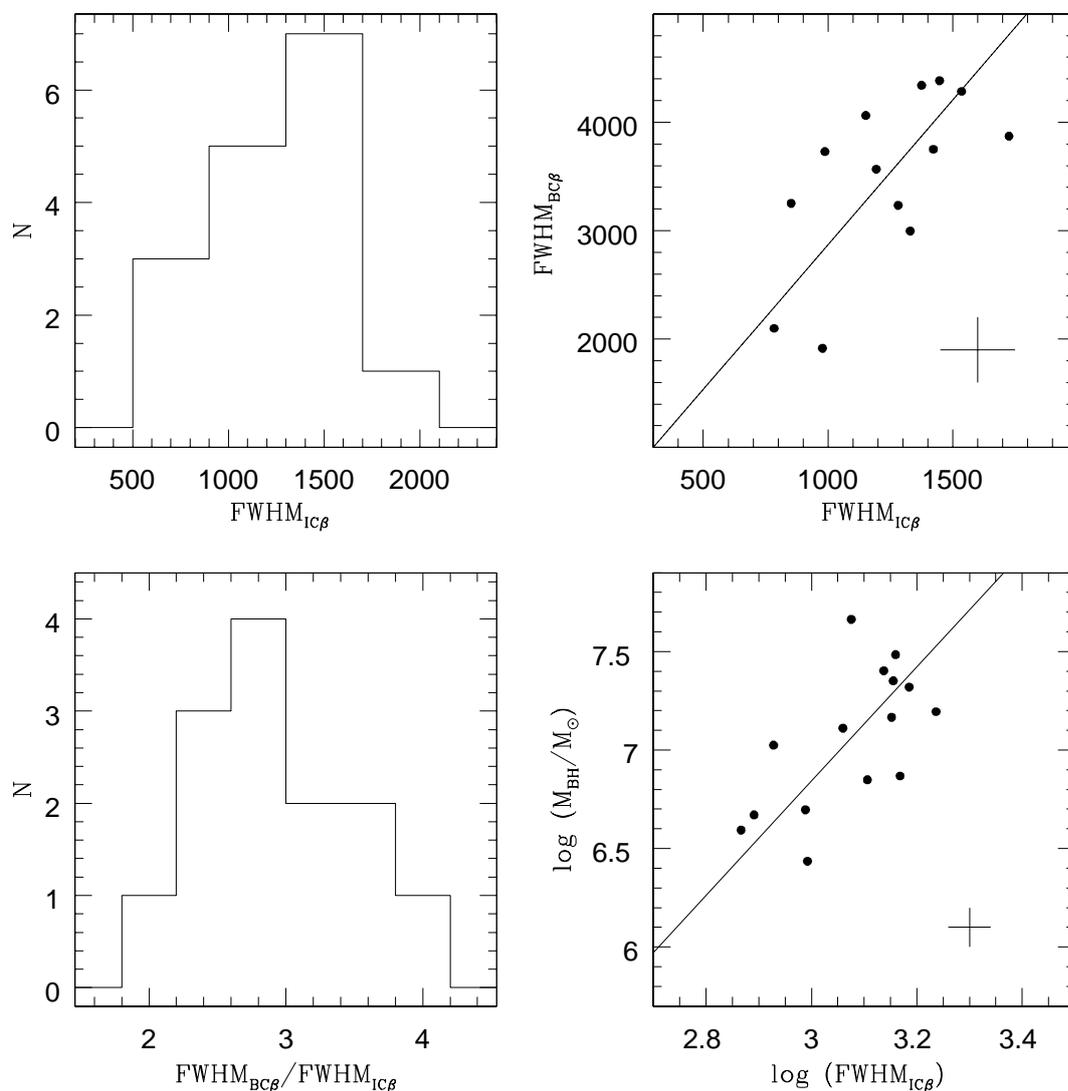


Figura 28: Histograma de los valores del FWHM de la componente intermedia IC de  $H\beta$  (panel superior izquierdo), relación entre el FWHM de la componente ancha BC de  $H\beta$  (panel superior derecho), histograma del cociente  $FWHM_{BC} / FWHM_{IC}$  (panel inferior izquierdo) y relación entre el FWHM de IC y la masa de los agujeros negros (panel inferior derecho). Todos los FWHM están en  $km\ s^{-1}$  y fueron desafectados por el ancho instrumental. Se muestran las barras de errores típicas. Las líneas sólidas representan el mejor ajuste de los datos.

El panel superior derecho muestra la relación que hay entre el FWHM de  $BC\beta$  y el de  $IC\beta$ . Un ajuste OLS bisector da una pendiente de  $\sim 2.7$  y una ordenada al origen de  $\sim 200\ km\ s^{-1}$ . Esta relación muestra mayor dispersión que la análoga para ambas componentes en  $H\alpha$ , con un coeficiente de correlación de Pearson moderado de  $r_p = 0.66$ .

El cociente entre  $FWHM_{BC}$  y  $FWHM_{IC}$  para  $H\beta$  puede verse en el panel inferior izquierdo, y varía entre 2 y 3.8, con un valor medio para  $FWHM_{BC} / FWHM_{IC} \sim 2.9$ .

Este valor coincide con el obtenido por Mao y col., 2010, de  $\sim 3$  para la línea H $\beta$ . De igual manera, está en un rango de valores similar al obtenido para la línea H $\alpha$  en el marco de este trabajo.

La relación entre la masa del agujero negro y el FWHM de IC se muestra en el panel inferior derecho. Un ajuste OLS bisector da una pendiente de 2.9 y una ordenada al origen de  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) \sim -1.9$ . Esta relación muestra también mayor dispersión considerando la línea H $\beta$  que la análoga para H $\alpha$ , con un coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = 0.64$ .

La mayor dispersión mostrada por la IC de H $\beta$  en las tendencias mostradas en la Figura 28, respecto de las tendencias análogas de H $\alpha$  (Figura 27) probablemente se deba a que esta última línea tiene mayor señal y mayor flujo.

Los mismos objetos que muestran la IC en H $\alpha$ , también lo hacen para H $\beta$ , sacando el caso puntual de 1AXGJ134450+0005, que muestra solo IC $\beta$ , mientras que no se encuentra una componente intermedia análoga en H $\alpha$ . Las galaxias 2MASXJ21124490-3730119, RBS1529 y RXJ2221.8-2713 muestran sólo la componente intermedia en H $\alpha$  y no en H $\beta$ . No está del todo claro a que se debe esta discrepancia, pues para la mayoría de los casos, cuando se detecta una IC en H $\alpha$ , también se observa una componente análoga en H $\beta$  y viceversa. Posibles causas de esto podrían ser la distinta S/N que a veces presentan los espectros, efectos de extinción en H $\beta$  (teniendo en cuenta que se encuentra más hacia el azul) o alguna injerencia de la emisión de FeII, que si bien ha sido descontada, podría afectar en algunos casos.

#### 5.4.3 *La influencia de la componente intermedia de H $\alpha$ en la estimación de las masas de los agujeros negros*

Como se mostró en la Sección 3.1.3, las masas de los agujeros negros se pueden estimar a través de la ecuación 7, cuyos parámetros son el FWHM y la luminosidad de la BC de H $\alpha$ . Teniendo en cuenta que la presencia de la IC podría de alguna manera afectar los parámetros mencionados de la BC, la estimación de la masa del agujero negro podría verse afectada también.

Luego de comparar los ajustes de H $\alpha$  con dos y tres componentes para el mismo perfil, se llegó a la conclusión que, en efecto, la presencia de la IC afecta principalmente a la NC. Si la línea H $\alpha$  es ajustada con solo dos componentes, NC sería mucho más ancha y tendría un flujo mucho mayor. En el caso de la BC, ésta no variaría significativamente; en general podría incrementar su FWHM en  $\sim 10 - 20\%$  y disminuir el valor del flujo en  $\sim 10 - 25\%$ . De esta manera, contrariamente a lo que uno podría esperar, la masa de los agujeros negros en general decrecería en  $\sim 10 - 20\%$  si uno considerara solamente dos componentes para la línea H $\alpha$  (Schmidt y col., 2016).

#### 5.4.4 *Discusión sobre las componentes intermedias en las líneas de emisión de Balmer*

Una cuestión que surge respecto de lo visto en esta sección es que la existencia de componentes adicionales podría deberse a la buena S/N que tenga un espectro. En este contexto, si uno tuviera un espectro con baja S/N, sería más difícil ajustar

distintas componentes, y por ende, la IC no aparecería. Esto podría sugerir que mientras mayor sea la S/N de un espectro, más cantidad de componentes podrían aparecer y ser ajustadas al perfil en cuestión. En este trabajo, algunas de las galaxias que presentan una IC tienen espectros con una alta S/N, como por ejemplo CTSJ13.12 o IRAS16355–2049. Por otro lado, también se encuentran objetos que presentan esta componente intermedia (por ejemplo RBS1665, IGRJ16185–5928) y tienen una S/N igual o menor que algunas galaxias que no presentan esta IC, como ser CTSH34.06 o MCG–04.24.017 (ver Tabla 9 y Figuras 41 a 51). Esto de alguna manera mostraría que la S/N, si bien es más que importante, no sería un parámetro definitivo en estas cuestiones. Por otro lado, y a modo de contraejemplo, la galaxia RBS1529 tiene un espectro en el azul con baja S/N que no muestra la IC y un espectro con mucho mejor S/N en el rojo que si presenta dicha componente. Este caso particular si daría un papel fundamental y determinante a la S/N. Por último, es de esperar que si se disponen de espectros con una excelente S/N y muy alta resolución, podrían aparecer un mayor número de componentes. Este hecho indicaría que la región emisora está estratificada, o sea, formada por distintas capas, y no sólo por una o dos de ellas. Ésto sugeriría, como es de esperar, que la región emisora forma parte de un “continuo” y no de algo discreto. Estudiando variabilidad se puede confirmar que una componente adicional se trate efectivamente de emisión proveniente de otra región y no de un resultado matemático a través de un ajuste. En este contexto, luego de una variación en la emisión del continuo, la componente ancha variará y la componente intermedia lo hará después de cierto tiempo, y en menor medida, teniendo en cuenta que se encuentra más alejada del motor central.

## 5.5 ASIMETRÍA EN EL PERFIL DE [OIII] $\lambda$ 5007

La presencia de asimetrías hacia el azul en distintas líneas de emisión con grados de ionización altos y medios, se ha manifestado en reiteradas oportunidades y se las asoció principalmente con vientos o los llamados “outflows” (e.g., Boroson y Oke, 1987; Marziani y col., 2003a). Estos vientos gaseosos detectados en los AGNs transportan masa, energía y metales y los depositan en el medio interestelar de la galaxia huésped, en el medio intergaláctico o en el medio intracúmulo (Churazov y col., 2001; Colbert y col., 1996; Moll y col., 2007).

Existen evidencias observacionales de estos vientos en todas las longitudes de onda, por ejemplo en rayos X (Chelouche y Netzer, 2005; Krongold y col., 2007), UV (Crenshaw y Kraemer, 2007; Rodríguez Hidalgo y col., 2007a,b; Sulentic y col., 2007), en el óptico (Das y col., 2005), en IR (Rodríguez-Ardila y col., 2006), y en ondas de radio (Gallimore y col., 2006; Morganti, Tadhunter y Oosterloo, 2005).

Por su parte, Zamanov y col., 2002 encontraron 7 AGNs que mostraban corrimientos hacia el azul de la línea [OIII] que superaban los  $250 \text{ km s}^{-1}$ , en una muestra de 216 AGNs de tipo 1. Estos objetos fueron llamados “blue outliers”. Asimismo, varios objetos semejantes fueron encontrados por diferentes autores (e.g., Aoki, Kawaguchi y Ohta, 2005; Grupe y Leighly, 2002; Grupe, Thomas y Leighly, 2001; Marziani y col., 2003b). Recientemente, Zakamska y col., 2016 detectaron quasars con  $z \sim 2.5$  que muestran asimetrías hacia el azul de  $\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$ .

Considerando líneas de emisión de alta ionización como por ejemplo [Fe VII], [Fe X], [Fe XI], Rodríguez-Ardila y col., 2006 encontraron asimetrías en galaxias Seyfert

1. También se han encontrado asimetrías producto de fuertes vientos en galaxias NLS1. Se detectó, por ejemplo, un corrimiento hacia el azul de  $\sim 10 \text{ \AA}$  en la línea de [OIII] en la galaxia Zw 1 (Boroson y Oke, 1987). Se encontraron además galaxias NLS1 que muestran corrimientos hacia el azul muy grandes para la línea de [OIII] (Aoki, Kawaguchi y Ohta, 2005).

Como se mencionó en la Sección 4.3, 28 de las galaxias de la muestra mostraron una asimetría en la línea de [OIII] $\lambda 5007$ . En todos los casos dicha asimetría se observa hacia el azul del espectro, y se ajustó con una gaussiana adicional. En la Figura 29 se muestra como ejemplo el ajuste a dos perfiles asimétricos de [OIII] $\lambda 5007$ . En dicha figura, el espectro original está en línea gruesa continua, cada componente ajustada está en línea punteada, el ajuste (suma de ambas componentes) está en línea discontinua (prácticamente superpuesto con el espectro) y el residuo está en línea sólida, desplazado hacia abajo para mayor claridad.

En la Tabla 5 se listan los valores de FWHM y de flujo de la componente asimétrica (ca) de [OIII] $\lambda 5007$  para las 28 galaxias de la muestra que la presentaron. En la última columna de la tabla se presenta la diferencia de velocidad  $\Delta v$  entre la componente asimétrica y la componente central (cc) de [OIII]. El valor de  $\Delta v$  viene dado por la diferencia entre ambas componentes.

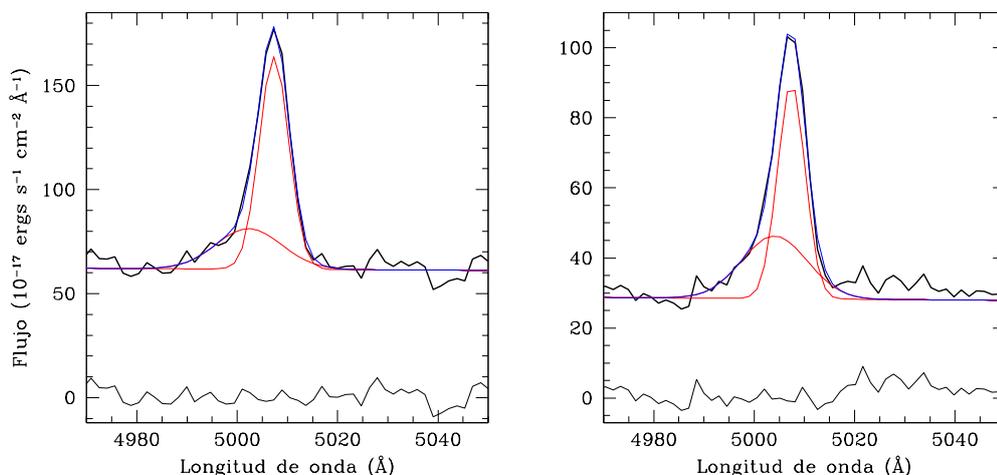


Figura 29: Ajustes de la línea [OIII] $\lambda 5007$  para las galaxias Zw049.106 (izquierda) y SDSSJ134524.70-025939.8 (derecha). El espectro observado se ve en color negro, las componentes de [OIII] $\lambda 5007$  se muestran en rojo y el ajuste final (suma de ambas componentes) se ve en azul. Los residuos se muestran en negro y desplazados hacia abajo para que se vean con mayor claridad.

Los errores típicos en la medición del flujo y del FWHM de [OIII]ca son de  $\sim 10\%$  y  $\sim 15\%$ , respectivamente (Sección 4.3). El error de  $\Delta v$  viene dado por el error entre la diferencia de las posiciones y es típicamente de  $\sim 15\% - \sim 20\%$ .

Un histograma de  $\Delta v$  se presenta en el panel izquierdo de la Figura 30, donde se aprecia que la diferencia de velocidades entre ambas componentes de [OIII] se extiende hasta  $\sim -900 \text{ km s}^{-1}$ . Los valores encontrados coinciden con otros ya

obtenidos para galaxias NLS1 (e.g., Aoki, Kawaguchi y Ohta, 2005). La mayoría de los objetos presenta valores para  $\Delta v$  en el rango  $\sim -30 - \sim -300 \text{ km s}^{-1}$ , con un máximo de galaxias mostrando un valor de  $\Delta v$  de  $\sim -180 \text{ km s}^{-1}$ . Las galaxias con un  $\Delta v$  hacia el azul superior a  $|\Delta v| = 250 \text{ km s}^{-1}$  son IRAS20520–2329 ( $|\Delta v| = 267 \text{ km s}^{-1}$ ), Zw049.106 ( $|\Delta v| = 302 \text{ km s}^{-1}$ ), CTSM02.47 ( $|\Delta v| = 308 \text{ km s}^{-1}$ ), RXJ0902.5–0700 ( $|\Delta v| = 331 \text{ km s}^{-1}$ ), 2MASXJ01413249–1528016 ( $|\Delta v| = 367 \text{ km s}^{-1}$ ), WPV85007 ( $|\Delta v| = 432 \text{ km s}^{-1}$ ), IRAS04576+0912 ( $|\Delta v| = 524 \text{ km s}^{-1}$ ), RBS0219 ( $|\Delta v| = 566 \text{ km s}^{-1}$ ), RXJ0024.7+0820 ( $|\Delta v| = 711 \text{ km s}^{-1}$ ), RXJ2301.8–5508 ( $|\Delta v| = 893 \text{ km s}^{-1}$ ). Todos estos objetos serían “blue outliers” ( $|\Delta v| > 250 \text{ km s}^{-1}$ ), de acuerdo a la denominación de Zamanov y col., 2002.

Las galaxias que muestran mayores  $\Delta v$  son las que también presentan un mayor FWHM de [OIII]cc. Esto puede verse en el panel derecho de la Figura 30, donde se ve la relación existente entre ambos parámetros, con un coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = -0.54$ . Este resultado coincide con el obtenido por Bian, Yuan y Zhao, 2005, quienes, estudiando estos parámetros, obtienen un coeficiente de correlación de  $-0.55$  para galaxias NLS1 del DR3 (SDSS Data Release 3). En la figura se muestra con línea sólida el ajuste OLS bisector realizado con los datos obtenidos, siendo  $y = -0.3x + 300$ .

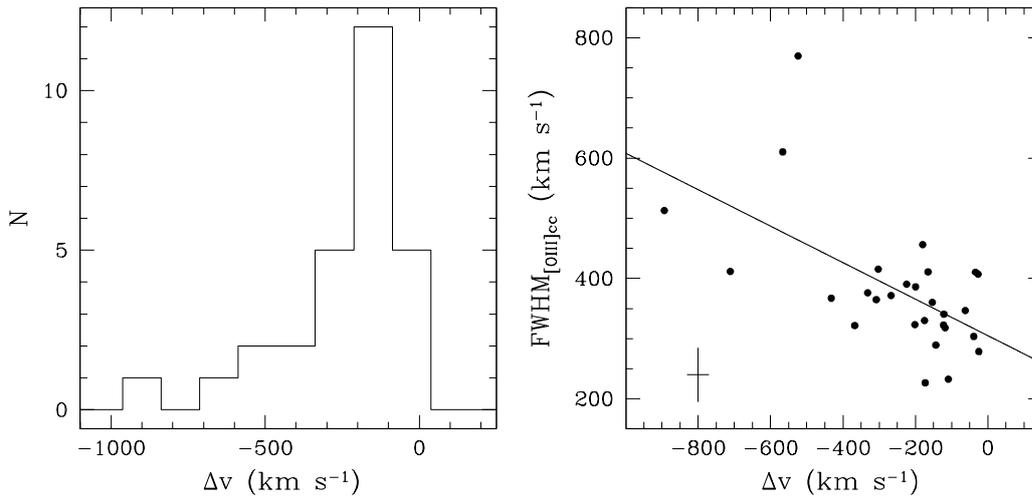


Figura 30: Histograma de  $\Delta v$  (izquierda) y relación entre  $\Delta v$  y  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]cc}$  (derecha) para las 28 galaxias de la muestra que presentan asimetrías en [OIII] $\lambda$ 5007. La línea sólida en el panel derecho representa el mejor ajuste obtenido para estos datos.  $\Delta v$  y  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]cc}$  están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$ . Se muestra además una barra de error típica.

Con el objetivo de estudiar el corrimiento total de [OIII]ca, además de considerar la diferencia entre los baricentros de las gaussianas de cada componente, hay que considerar el ancho de la componente asimétrica en su base. Es decir que el corrimiento de la emisión más desplazada hacia el azul viene dado por la suma de la diferencia de las posiciones y la mitad del ancho de la [OIII]ca en su base:  $\text{Corrimiento}_{\text{Total}} = |\Delta v| + \text{Ancho}_{\text{base}}([\text{OIII}]ca)/2$ . Asumiendo que  $\text{Ancho}_{\text{base}}([\text{OIII}]ca) \sim 2 \text{FWHM}_{[\text{OIII}]ca}$ , tenemos que:

$$\text{Corrimiento} = |\Delta v| + \text{FWHM}_{[\text{OIII}]ca} \quad (16)$$

Tabla 5: Principales parámetros de la componente asimétrica (ca) de [OIII] $\lambda$ 5007. Columna 1: nombre de la galaxia. Columna 2 y 3: FWHM y Flujo de [OIII]ca en unidades de  $\text{km s}^{-1}$  y de  $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , respectivamente. Columna 4: Diferencia de velocidad entre [OIII]ca y [OIII]cc dada por la posición de ambas líneas.

Galaxia	FWHM <sub>[OIII]ca</sub> ( $\text{km s}^{-1}$ )	Flujo <sub>[OIII]ca</sub> ( $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$\Delta v$ ( $\text{km s}^{-1}$ )
1RXSJ040443.5-295316	366	6.885	-173
2MASXJ01413249-1528016	627	1.223	-367
2MASXJ05014863-2253232	785	12.720	-201
2MASXJ08173955-0733089	1024	0.914	-123
2MASXJ21531910-1514111	952	1.011	-180
2MASXJ21565663-1139314	817	5.124	-62
CTSH34.06	601	7.862	-121
CTSM02.47	415	1.074	-308
CTSM13.24	812	5.814	-153
FAIRALL0107	989	3.654	-34
HE0348-5353	949	12.750	-165
HE1107+0129	867	2.471	-175
IRAS04576+0912	1200	9.779	-524
IRAS16355-2049	959	101.401	-224
IRAS20520-2329	1028	3.931	-267
MCG-04.24.017	649	13.810	-25
RBS0219	974	5.869	-566
RHS56	1130	20.091	-118
RXJ0024.7+0820	417	0.268	-711
RXJ0323.2-4931	1058	1.692	-144
RXJ0902.5-0700	1372	2.752	-331
RXJ2301.8-5508	638	1.242	-893
SDSSJ134524.70-025939.8	920	2.921	-199
SDSSJ161227.83+010159.8	756	0.925	-39
SDSSJ225452.22+004631.4	1443	1.961	-109
V961349-439	1123	6.590	-27
WPV85007	1059	6.211	-432
Zw049.106	925	3.194	-302

De esta forma, es posible saber cuál es la velocidad del extremo azul de la asimetría.

Estudiando el comportamiento de este corrimiento total, se encontró una interesante tendencia entre éste y la masa del agujero negro central. La misma tiene un moderado coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = -0.69$ . Esta relación entre ambos parámetros, viene influenciada sobre todo por la tendencia existente entre  $M_{\text{BH}}$  y  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]c\alpha}$  ( $r_p = 0.53$ ) y en mucho menor medida por la relación entre  $M_{\text{BH}}$  y  $\Delta v$  ( $r_p = -0.2$ ).

En la Figura 31 se muestra la correlación existente entre la masa del agujero negro central y el corrimiento total definido por la ecuación 16.

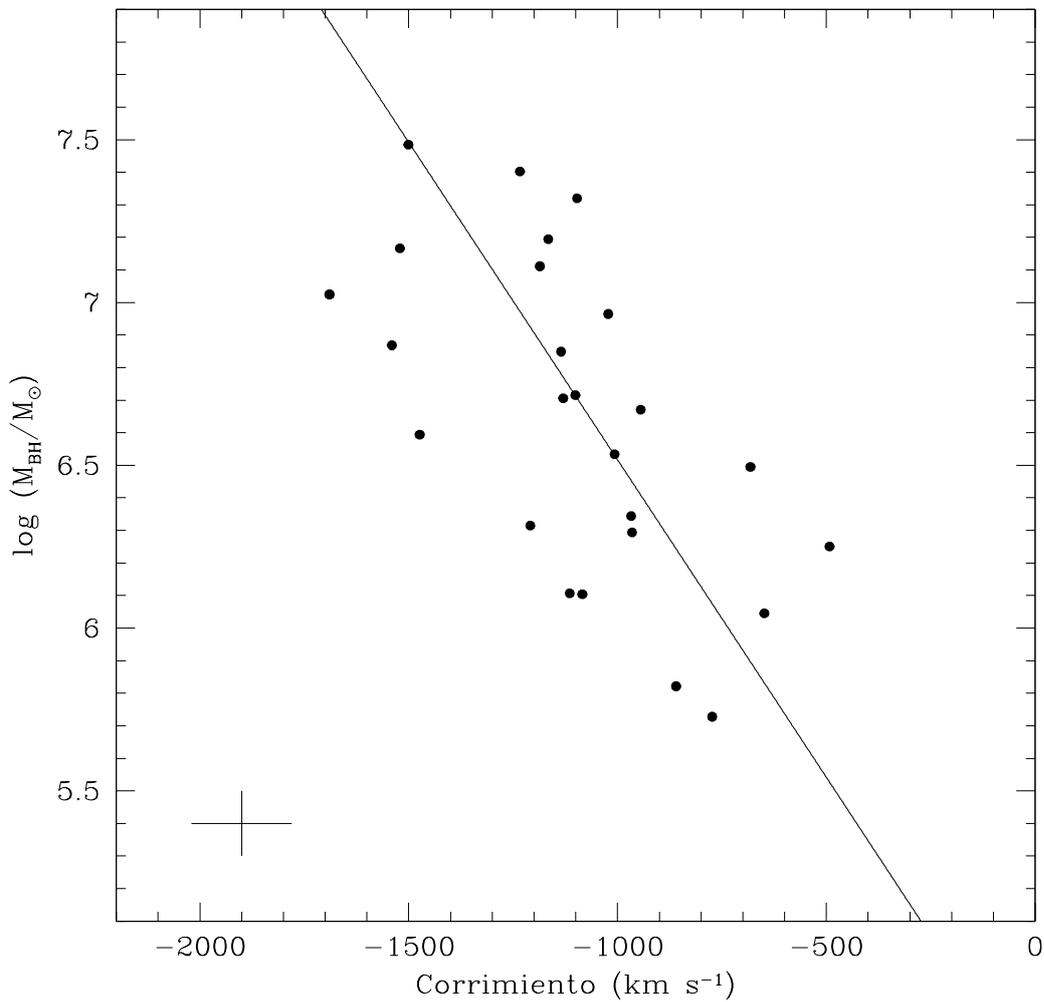


Figura 31: Relación entre el corrimiento total (en  $\text{km s}^{-1}$ ) y la masa del agujero negro. En línea sólida se ve el ajuste para los datos. Se muestra además una barra de error típica.

Considerando el Corrimiento como una variable en si, la realización de reiteradas mediciones a los perfiles de [OIII] $\lambda$ 5007 para varias galaxias da que el error típico de la misma es de  $\sim 10\%$ . Este error es menor que el encontrado para  $\Delta v$  y  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]c\alpha}$  considerados por separado (típicamente del  $15\%$  cada uno, como

se mencionó más arriba). En algunos casos, algunos ajustes para una galaxia en particular, daban un  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]_{\text{ca}}}$  menor que en otros ajustes del mismo objeto, con un  $|\Delta v|$  mayor. Es decir que el corrimiento total, definido como la suma de ambos parámetros (Ecuación 16), se mantenía mucho más estable medición a medición que los dos parámetros mencionados considerados por separado.

La galaxia que más se aparta del ajuste en la Figura 30 es IRASo4576+0912 y no fue tomada en cuenta para el análisis de la Figura 31. Esta galaxia será tratada brevemente en la Sección 5.6.

Algunos estudios han encontrado que el  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]_{\text{cc}}}$  correlaciona con la dispersión de velocidades de las estrellas del bulge de la galaxia huésped, y que ésta también influye en la luminosidad de [OIII]; sugiriendo que el potencial gravitatorio del bulge tiene su incidencia en algunos parámetros de la NLR (e.g., Nelson y Whittle, 1996). No queda del todo claro si estas relaciones son directas entre sí (es decir, que las condiciones de una región influyan directamente en las propiedades de la otra) o si se deben a que tanto la NLR como el bulge están gobernados por los mismos mecanismos físicos, como ser por ejemplo el agujero negro y el potencial gravitatorio central del AGN. Por otro lado, como se vio más arriba, la influencia del agujero negro en el FWHM y en el corrimiento total de [OIII]<sub>ca</sub> es evidente, teniendo en cuenta que galaxias con agujeros negros más masivos presentan corrimientos hacia el azul más pronunciados.

Si el potencial gravitatorio del bulge incide realmente en el FWHM y en la luminosidad de [OIII]<sub>cc</sub>, es posible afirmar entonces que el perfil completo de [OIII] $\lambda$ 5007 se ve afectado doblemente, una parte por el bulge y otra por el potencial central del AGN.

## 5.6 CASOS PARTICULARES

A lo largo de este capítulo puede notarse que algunas galaxias de la muestra presentan características que, de alguna manera, resaltan respecto del resto de los objetos. En esta sección se exponen estos objetos, con sus particulares cualidades.

Galaxias con  $\text{FWHM}_{\text{BC}\beta} > 2300 \text{ km s}^{-1}$ :

Como se vio en la Sección 5.1.1, algunas galaxias presentan un FWHM de BC $\beta$  que supera los  $2300 \text{ km s}^{-1}$ , y de acuerdo al criterio adoptado por Osterbrock y Pogge, 1985, las NLS1 tienen  $\text{FWHM}_{\text{H}\beta} < 2000 \text{ km s}^{-1}$ . Si bien este es un criterio algo arbitrario, se presentarán en esta sección algunos datos relativos a estas galaxias.

CTSKo6.02: De acuerdo a las mediciones realizadas en este trabajo, tiene un  $\text{FWHM}_{\text{BC}\beta} \sim 2650 \text{ km s}^{-1}$ . Esta galaxia presenta una componente delgada de H $\beta$  con un FWHM de  $\sim 550 \text{ km s}^{-1}$  y un  $\text{FWHM}_{\text{BC}\alpha} \sim 4330 \text{ km s}^{-1}$ , con una masa para el agujero negro de  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.2$ . No presenta componentes intermedias en las líneas de Balmer ni muestra asimetrías en las líneas de [OIII]. Fue clasificada como NLS1 a través de mediciones realizadas por Maza y Ruiz, 1989, que encuentran un  $\text{FWHM}_{\text{H}\beta_{\text{total}}} \sim 1900 \text{ km s}^{-1}$ . Estos autores no realizan una descomposición en gaussianas de la línea H $\beta$ .

IGRJ16185–5928: Presenta una componente ancha de  $H\beta$  con un FWHM de  $\sim 2700 \text{ km s}^{-1}$ . Este objeto muestra una componente ancha de  $H\alpha$  con  $\text{FWHM}_{BC\alpha} \sim 4966 \text{ km s}^{-1}$  y una masa del agujero negro de  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.2$  (Schmidt y col., 2016). Presenta una componente intermedia IC en  $H\alpha$  y  $H\beta$  y no muestra asimetrías en el perfil de las líneas de [OIII]. De acuerdo a Malizia y col., 2008, este objeto tiene un  $\text{FWHM}_{H\beta\text{total}} \sim 4000 \text{ km s}^{-1}$  (los autores ajustan el perfil total de  $H\beta$  sin realizar descomposición de perfiles), pero la clasifican como NLS1 de acuerdo a los cocientes [OIII]/ $H\beta$  y FeII/ $H\beta$ .

6dFJ1117042–290233: De acuerdo a las mediciones en el marco de este trabajo, tiene un  $\text{FWHM}_{BC\beta} \sim 3500 \text{ km s}^{-1}$ . El FWHM de  $BC\alpha$  para esta galaxia es de  $\sim 4800 \text{ km s}^{-1}$  y tiene un agujero negro cuya masa es de  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.7$  (Schmidt y col., 2016). Presenta componentes intermedias en los perfiles de  $H\alpha$  y  $H\beta$  y no tiene asimetrías en la emisión de [OIII]. Fue clasificada como una Sy1 por Hewitt y Burbidge, 1991 y como NLS1 por Véron-Cetty y Véron, 2010.

RBS0219: Tiene un  $\text{FWHM}_{BC\beta} \sim 2750 \text{ km s}^{-1}$ , y muestra el mismo valor para el FWHM de la componente ancha de  $H\alpha$ . Tiene una componente delgada de  $\text{FWHM}_{NC\beta} \sim 300 \text{ km s}^{-1}$  y una masa dada por  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.1$ . Presenta asimetrías en la emisión de [OIII] y componentes intermedias en las líneas de Balmer, de  $\sim 900 \text{ km s}^{-1}$  y  $1250 \text{ km s}^{-1}$  para  $H\alpha$  y  $H\beta$ , respectivamente. A través de un relevamiento de ROSAT, fue clasificada como Sy1/NLS1 por Schwobe y col., 2000.

RHS56: Muestra un  $\text{FWHM}_{BC\beta} \sim 2790 \text{ km s}^{-1}$ , con un  $\text{FWHM}_{BC\alpha} \sim 4150 \text{ km s}^{-1}$  y una masa de  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.4$ . El perfil de las líneas de Balmer presenta componentes intermedias de  $\text{FWHM}_{IC\alpha} \sim 1410 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{IC\beta} \sim 1110 \text{ km s}^{-1}$  y la emisión de [OIII] tiene asimetrías hacia el azul. A través de un relevamiento de ROSAT, fue clasificada como Sy1/NLS1 por Fischer y col., 1998.

RXJ0323.2–4931: Presenta unas extensas "alas" en  $H\beta$  con  $\text{FWHM}_{BC\beta} \sim 3450 \text{ km s}^{-1}$ . Este objeto muestra un perfil de  $H\alpha$  más angosto, con  $\text{FWHM}_{BC\alpha} \sim 2750 \text{ km s}^{-1}$ , con una masa para el agujero negro dada por  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.1$  (Schmidt y col., 2016). Las líneas de Balmer presentan una componente intermedia con  $\text{FWHM}_{IC\alpha} \sim 960 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{IC\beta} \sim 1100 \text{ km s}^{-1}$ . Grupe y col., 1999 realizan un ajuste para el perfil de [OIII] que incluye la asimetría presente en esa línea. Dicho ajuste consiste en una componente ancha y una delgada, y asocian esos valores a las componentes de  $H\beta$ . Con este procedimiento, los autores obtienen un  $\text{FWHM}_{BC\beta} \sim 2075 \text{ km s}^{-1}$  y clasifican esta galaxia como una NLS1.

RXJ0902.5–0700: En el marco de este trabajo, las mediciones para el perfil de  $H\beta$  dan velocidades de  $\text{FWHM}_{BC\beta} \sim 2700 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{NC\beta} \sim 420 \text{ km s}^{-1}$ . Esta galaxia tiene  $\text{FWHM}_{BC\alpha} \sim 2770 \text{ km s}^{-1}$  y una masa para el agujero negro dada por  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.0$  (Schmidt y col., 2016). Presenta componentes intermedias para las líneas de Balmer con velocidades de  $\text{FWHM}_{IC\alpha} \sim 1200 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{IC\beta} \sim 750 \text{ km s}^{-1}$  y exhibe asimetrías hacia el azul en los perfiles de [OIII]. Grupe y col., 2004 clasifican esta galaxia como NLS1 luego de obtener  $\text{FWHM}_{BC\beta} \sim 1860 \text{ km s}^{-1}$ . Obtienen esta componente ancha restando al perfil total de  $H\beta$  un perfil de  $NC\beta$  modelado a través de la emisión de [OIII] $\lambda 5007$ .

RXJ2301.8–5508: Las mediciones para el perfil de H $\beta$  dan componentes con velocidades de  $\text{FWHM}_{\text{BC}\beta} \sim 3400 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{\text{NC}\beta} \sim 180 \text{ km s}^{-1}$ . De acuerdo a Schmidt y col., 2016, este objeto tiene una componente ancha para H $\alpha$  que es comparable con la de H $\beta$ , con  $\text{FWHM}_{\text{BC}\alpha} \sim 3228 \text{ km s}^{-1}$  y tiene un agujero negro cuya masa viene dada por  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 7.5$ . Presenta componentes intermedias en las líneas de Balmer con  $\text{FWHM}_{\text{IC}\alpha} \sim 1200 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{\text{IC}\beta} \sim 1430 \text{ km s}^{-1}$ . Grupe y col., 2004 clasifican esta galaxia como NLS1 luego de obtener  $\text{FWHM}_{\text{BC}\beta} \sim 1750 \text{ km s}^{-1}$ . De igual manera que en la galaxia anterior, obtienen esta componente ancha restando al perfil total de H $\beta$  un perfil de NC $\beta$  modelado a través de la emisión de [OIII] $\lambda$ 5007.

V961349–439: Muestra extensas “alas” en el perfil de las líneas de Balmer, con  $\text{FWHM}_{\text{BC}\beta} \sim 3200 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{\text{NC}\beta} \sim 280 \text{ km s}^{-1}$ . Para H $\alpha$ , la componente ancha tiene una velocidad de  $\text{FWHM}_{\text{BC}\alpha} \sim 2900 \text{ km s}^{-1}$ , y una masa del agujero negro dada por  $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 6.8$  (Schmidt y col., 2016). Este objeto presenta componentes intermedias con velocidades de  $\text{FWHM}_{\text{IC}\alpha} \sim 1140 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{\text{IC}\beta} \sim 1270 \text{ km s}^{-1}$  y muestra asimetrías hacia el azul en los perfiles de las líneas de [OIII]. Se clasifica como NLS1 a través de lo obtenido por Bergeron y Kunth, 1984, quienes miden  $\text{FWHM}_{\text{H}\beta\text{total}} \sim 1200 \text{ km s}^{-1}$ . A modo de prueba, se ajustó el perfil con una sola gaussiana, al igual que en el trabajo mencionado, y el resultado fue el mismo.

WPV85007: Muestra “alas” extensas con importantes asimetrías hacia el azul, tanto en el perfil de H $\beta$  como en el de H $\alpha$ . En el marco de este trabajo se obtiene  $\text{FWHM}_{\text{BC}\beta} \sim 3080 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{\text{NC}\beta} \sim 760 \text{ km s}^{-1}$ . Muestra componentes intermedias en los perfiles de las líneas de Balmer con velocidades  $\text{FWHM}_{\text{IC}\alpha} \sim 1130 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM}_{\text{IC}\beta} \sim 1350 \text{ km s}^{-1}$  y también presenta una importante asimetría hacia el azul en la emisión de [OIII]. Se clasifica como NLS1 a través de lo medido por Grupe y col., 1995, quienes obtienen  $\text{FWHM}_{\text{H}\beta\text{total}} \sim 1200 \text{ km s}^{-1}$  y encuentran una intensa emisión de Fe. A modo de corroborar ese valor, se procedió a medir el perfil con una sola gaussiana, y el resultado obtenido fue el mismo.

#### Otros casos:

Como se mencionó en la Sección 5.2, no se detectó ninguna componente ancha de las líneas de H $\alpha$  y H $\beta$  en la galaxia Zw037.022, que sólo presenta una componente delgada para estas líneas de Balmer de  $\sim 130 \text{ km s}^{-1}$  y  $\sim 150 \text{ km s}^{-1}$ . No se detectó la emisión de [OIII] en este objeto, por lo que no fue posible estudiar su ubicación en el diagrama de diagnóstico. De acuerdo a Kollatschny y col., 2008; Moran, Halpern y Helfand, 1996, este objeto fue clasificado como una Seyfert 1 y una NLS1, respectivamente. Por otro lado, de acuerdo a la clasificación espectral del Sloan Digital Sky Survey Data Release 12 (SDSS DR12) Alam y col., 2015; Eisenstein y col., 2011, la clasifican como una galaxia con formación estelar. Esta clasificación está basada de acuerdo al criterio:

$$\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\alpha) < 0.7 - 1.2(\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) + 0.4).$$

De acuerdo a este trabajo, se encuentra que  $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) = -0.8$ ,

$\log([\text{SII}]\lambda 6716/\text{H}\alpha) = -0.8$  y  $\log([\text{SII}]\lambda 6731/\text{H}\alpha) = -0.9$ . Estos resultados coinciden con la idea de que este objeto debería ser clasificado como una galaxia con formación estelar. Además de esto, es determinante el hecho de que el objeto no muestre ninguna componente ancha para las líneas de Balmer, lo que confirmaría

que no se trata ni de una Seyfert 1 ni de una NLS1 (Schmidt y col., 2016).

La galaxia MS20395–0107 presenta una componente ancha para H $\alpha$  de 520 km s<sup>-1</sup>, con una luminosidad de log(L<sub>BC $\alpha$</sub> ) $\sim$ 40.99 (ver Tabla 4 en la Sección 5.2). Este valor para el FWHM es considerablemente inferior al mostrado por el resto de las galaxias para BC $\alpha$ . No se dispone de un espectro en el azul de este objeto, por lo que no es posible estudiar la emisión de H $\beta$ . Para esta galaxia se midió un FWHM de 238 km s<sup>-1</sup> para [NII] $\lambda$ 6584 y se obtuvo una componente delgada de H $\alpha$  de  $\sim$  120 km s<sup>-1</sup>. Las líneas [NII] $\lambda$ 6549 y [SII] $\lambda$ 6717,6731 no se detectaron en este objeto, probablemente debido a la poca S/N del espectro, de  $\sim$ 10 en la región de H $\alpha$ . El valor medido para [NII] $\lambda$ 6584 coincide perfectamente con el obtenido por Ho y Kim, 2009, quienes encuentran para este objeto una componente delgada de H $\beta$  de también 238 km s<sup>-1</sup> (valor impuesto a NC $\beta$  a través del que obtuvieron de [OIII] $\lambda$ 5007). Este valor es uno típico para líneas de la NLR. Estos autores encuentran un FWHM de la componente ancha de H $\beta$  de 1274 km s<sup>-1</sup>, lo cual es un valor también típico en una galaxia NLS1.

Por otro lado, como se vio en la Sección 5.4.1, dos objetos muestran tener valores de FWHM de la componente intermedia de H $\alpha$  mucho mayores que el resto de las NLS1. Estas galaxias son 6dF J1117042–290233 e IGRJ16185–5928, que tienen un FWHM<sub>IC</sub> de 1700 y 2000 km s<sup>-1</sup>, respectivamente. Estos dos objetos también tienen los mayores FWHM para la componente ancha de H $\alpha$ , siendo de  $\sim$  5000 km s<sup>-1</sup> y también muestran las masas de agujeros negros más altas, con log(M<sub>BH</sub>/M <sub>$\odot$</sub> ) $>$  7.3.

Como se vio también en la Sección 5.4.1, la galaxia HE1107+0129 muestra una componente adicional en H $\alpha$  con un FWHM de  $\sim$  290 km s<sup>-1</sup>. Se intentó ajustar el espectro de este objeto con sólo dos componentes, pero los residuos que resultaban de ese ajuste eran mucho mayores a la señal ruido del espectro, y una componente extra era realmente necesaria para obtener un ajuste adecuado. Esta componente extra es comparable con la distribución de FWHM de NC $\alpha$  (ver Figura 22) y muestra un corrimiento hacia el azul de  $\sim$  390 km s<sup>-1</sup> respecto de NC $\alpha$  (FWHM<sub>NC $\alpha$</sub>   $\sim$ 190 km s<sup>-1</sup>). Analizando la relación entre el FWHM de BC $\alpha$  y NC $\alpha$  para las galaxias de la muestra, se encuentra que el valor medio es FWHM<sub>BC $\alpha$</sub> /FWHM<sub>NC $\alpha$</sub>   $\sim$ 8. Para esta galaxia, la relación entre FWHM<sub>BC $\alpha$</sub>  y el FWHM de esta componente adicional es también  $\sim$ 8. Esto sugeriría que esta componente extra se origina en la NLR y no en la ILR (Schmidt y col., 2016). Esta galaxia no presenta ninguna componente adicional en H $\beta$ .

De acuerdo a lo visto en la Sección 5.5, la galaxia IRAS04576+0912 es el objeto que más se aparta en el ajuste de la Figura 30. Posteriormente se encontró que también se alejaba del ajuste encontrado en la Figura 31, y por lo tanto no fue tenido en cuenta en el análisis de dicha figura. Este objeto muestra un Corrimiento de  $\sim$  -1700 km s<sup>-1</sup> y una masa para el agujero negro de log(M<sub>BH</sub>/M <sub>$\odot$</sub> ) $\sim$ 6.4. Muestra un FWHM de [OIII]cc de  $\sim$  750 km s<sup>-1</sup> y es uno de los más altos de la muestra.



*“Cada cosa tiene su belleza, pero no todos pueden verla”*

— Confucio.

En la Sección 4.3 se mostró como se realizó la descomposición en gaussianas a las líneas de emisión de la zona azul y roja del espectro electromagnético. En dicha sección se explicó de que manera se obtuvieron los FWHM y los flujos de todas las líneas de emisión medidas. En este capítulo se estudiarán las luminosidades de las distintas líneas, tanto de la BLR, como la componente ancha de H $\alpha$  y H $\beta$ , como así también las originadas en la NLR, como [OIII] $\lambda_{5007}$ ; [NII] $\lambda_{6584}$ ; [SII] $\lambda_{6731}$ ; y la componente intermedia de H $\alpha$  y H $\beta$ .

La luminosidad de una determinada línea viene dada por:

$$L = 4 \pi r^2 F_{\lambda} \quad (17)$$

Donde  $r$  es la distancia al objeto y  $F_{\lambda}$  es el flujo de energía emitido por la fuente en una determinada longitud de onda, por segundo y por  $\text{cm}^2$ .

La distancia de cada galaxia se calculó a través del redshift publicado en la NED (Nasa Extragalactic Database). El flujo  $F_{\lambda}$  es uno de los parámetros medidos en las líneas de emisión, expuesto en la Sección 4.3.

## 6.1 INCERTEZAS EN LA LUMINOSIDAD

Como se vio previamente en la Sección 4.3, las incertezas típicas en la medición de los flujos de las líneas son del orden del 15 % para las líneas de Balmer, [NII] y [SII] y del orden del 10 % para las líneas del [OIII]. Las mismas involucran únicamente el proceso de medición y no tienen en cuenta los errores en el sistema de observación, en la reducción, etc; significando una cota mínima a los errores totales.

En la Sección 4.2.2 se mencionó que 11 objetos de esta muestra tienen espectros de SSDS. A diferencia de los espectros obtenidos en el marco de este trabajo, los espectros de SSDS fueron tomados en noches fotométricas, por lo que cuentan con una calibración en flujo absoluta. Con el fin de obtener una estimación de errores que no se limite sólo a los procesos de medición, se procedió a comparar los espectros de este trabajo con los del relevamiento mencionado a través de la medición del flujo de la línea de [OIII] $\lambda_{5007}$ . Por ejemplo, las mediciones de esta línea en la galaxia SDSS J144052.60–023506.2 arrojaron exactamente los mismos valores, tanto en el espectro obtenido desde CASLEO como en el de SSDS. Para la galaxia SDSS J153001.82–020415.1, la diferencia de flujos es de  $\sim 30\%$ , mostrando un mayor flujo la línea medida en el espectro de SSDS. Por otro lado, considerando la galaxia SDSS J134524.69–025939.8, la diferencia de flujos es de un factor de 1.5. La situación más extrema y marcada se ve para el objeto SDSS J151024.92+005843.9, que muestra una diferencia de flujos de casi un factor de 3. Si se considerara este

último caso para estimar los errores en la luminosidad, los mismos serían de 0.47 dex en todas las figuras que se verán en este capítulo. Sin embargo, considerando que los AGNs son fuentes que presentan una marcada variabilidad, cualquier diferencia de flujos que muestren los espectros de CASLEO y los de SSDS vendrá dada no sólo a diferencias en las calibraciones en flujo, sino que también a variaciones intrínsecas en las emisiones de los objetos. Teniendo en cuenta que los espectros de CASLEO y de SSDS fueron tomados en épocas diferentes, es muy difícil poder cuantificar cualquier incerteza que pueda proveer el sistema de observación y la calibración en flujo. De esta manera, los errores en los flujos que se tendrán en cuenta y se considerarán en este trabajo son los asociados a las mediciones.

En el caso del redshift publicado en la NED, el error es típicamente menor al 1 %, por lo que las incertezas en la distancia son despreciables frente a los errores involucrados en los flujos.

Teniendo en cuenta la Ecuación 17, se tiene:

$$(\Delta L)^2 = 2(\Delta r)^2 + (\Delta F_\lambda)^2 \quad (18)$$

y considerando que:  $\Delta r \ll \Delta F_\lambda$ , el error de la luminosidad vendrá dado por la incerteza en el flujo, siendo de  $\sim 15\%$  o de 0.06 dex para las líneas de Balmer, [NII] y [SII] y de  $\sim 10\%$  o de 0.04 dex para las líneas del [OIII].

## 6.2 LUMINOSIDADES DE LAS COMPONENTES DE $H\alpha$ Y $H\beta$

Las dos líneas de emisión de Balmer más prominentes en un AGN son  $H\alpha$  y  $H\beta$ . Como se vio previamente, ambas presentan más de una componente, dependiendo de la galaxia. En esta sección se estudiará como es la emisión de una línea respecto de la otra, componente a componente.

En la Figura 32 se muestran las distintas componentes de cada línea, comparadas entre sí. Se realizó para cada caso un ajuste OLS bisector, que está indicado en línea sólida en cada panel. Cada línea discontinua representa la identidad.

En el panel superior izquierdo se muestra como es la luminosidad total (suma de las luminosidades de cada componente) de  $H\alpha$  y de  $H\beta$ . El ajuste OLS bisector da una pendiente de 1.2 y una ordenada al origen de  $\log(L_{H\beta\text{tot}}) = -8.9$ . Ambas luminosidades están fuertemente correlacionadas, con un coeficiente de Pearson de  $r_p = 0.93$ . Como es de esperar,  $H\alpha$  presenta una luminosidad mayor que  $H\beta$  en todas las galaxias de la muestra.

Las componentes anchas  $BC\alpha$  y  $BC\beta$  se ven en el panel superior derecho. El ajuste da una pendiente de 0.86 y una ordenada al origen de  $\log(L_{BC\beta}) = 6.1$ . Las luminosidades de ambas componentes también están fuertemente correlacionadas, con un coeficiente de Pearson de  $r_p = 0.87$ .

El panel inferior izquierdo muestra las luminosidades de  $NC\alpha$  y  $NC\beta$ . El ajuste OLS bisector realizado tiene una pendiente de 0.97 y una ordenada al origen de  $\log(L_{NC\beta}) = 0.62$ . Si bien la tendencia entre ambas componentes muestra mayor dispersión que las anteriores, el coeficiente de correlación de Pearson es de  $r_p = 0.70$ . Finalmente, en el panel inferior derecho se muestra la relación entre la luminosidad de  $IC\alpha$  y de  $IC\beta$ . Las 15 galaxias analizadas en este panel muestran una mayor luminosidad para la componente de  $H\alpha$ , con un ajuste OLS bisector que tiene una pendiente de 1.5 y una ordenada al origen de  $\log(L_{IC\beta}) = -22$ . La tendencia es

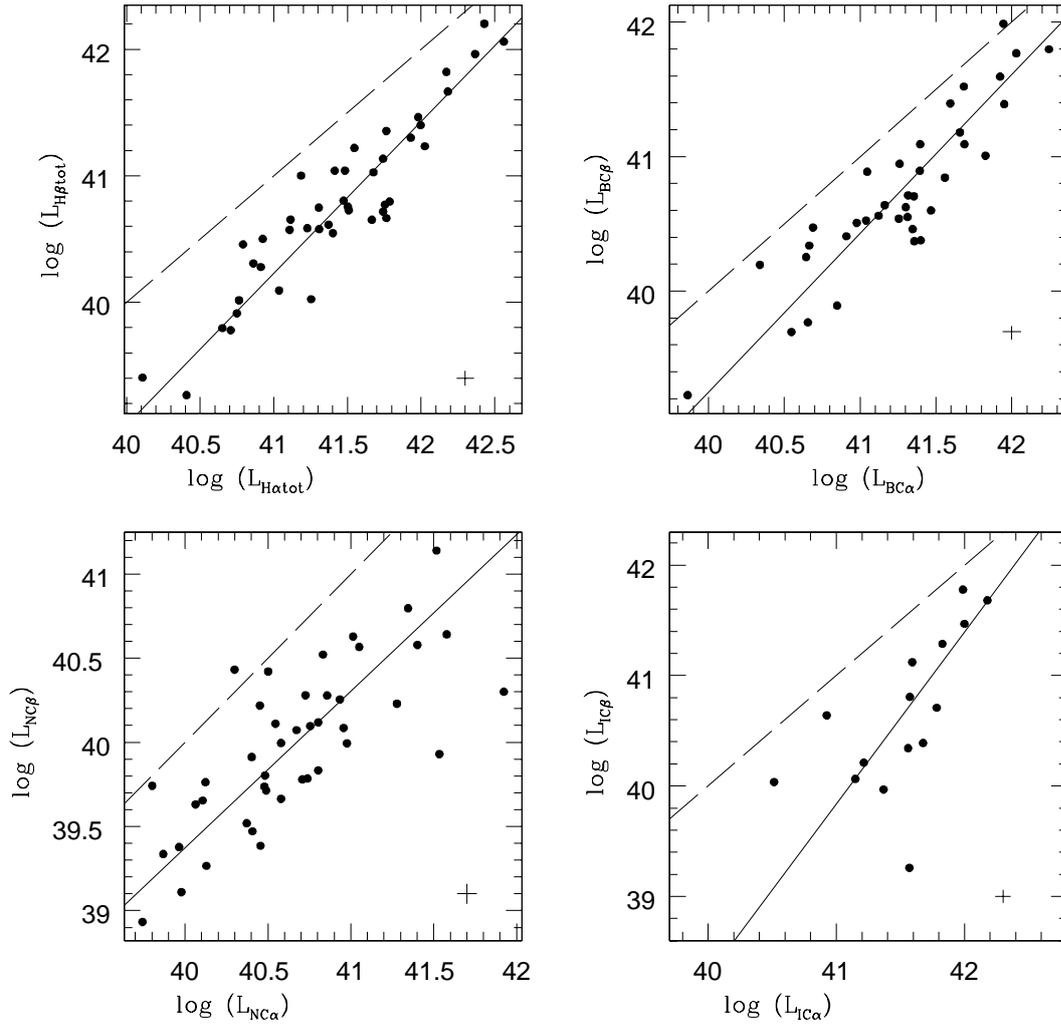


Figura 32: Luminosidad total de H $\alpha$  comparada con la luminosidad total de H $\beta$  (arriba a la izquierda), luminosidad de BC $\alpha$  y BC $\beta$  (arriba a la derecha), luminosidad de NC $\alpha$  y NC $\beta$  (abajo a la izquierda) y luminosidad de IC $\alpha$  con IC $\beta$  (abajo a la derecha). La línea discontinua indica la identidad, mientras que la línea sólida representa el mejor ajuste para cada conjunto de datos. Todas las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Barra de errores típicas se ven en cada gráfico.

considerable, con un coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = 0.80$ . Los ajustes y coeficientes de correlación de las tendencias correspondientes a la Figura 32, se resumen en la Tabla 6.

En cada panel se muestra la barra típica de error, que es de 0.06 dex, equivalente al 15%.

Considerando el cociente entre el flujo de NC $\alpha$  y NC $\beta$ , la mayoría de las galaxias toman el valor esperado de  $\sim 3$ , sin embargo algunos objetos muestran cocientes superiores a ese valor. En el caso de los cocientes de BC $\alpha$  y BC $\beta$ , los valores oscilan típicamente entre  $\sim 2.5$  y  $\sim 10$ . Estos valores están de acuerdo a modelos para la BLR donde se consideran nubes de hidrógeno con una densidad electrónica constante. Estos modelos arrojan valores de temperaturas que varían entre 8000 y 16000 K

Tabla 6: Columna 1: tendencias consideradas entre las luminosidades de las distintas componentes de H $\alpha$  y H $\beta$ . Columna 2: ajustes OLS Bisector obtenidos. Columna 3: coeficientes de correlación de Pearson ( $r_p$ ) de las distintas relaciones.

Parámetros comparados	Ajuste OLS Bisector	$r_p$
$\log(L_{H\alpha \text{ tot}}) - \log(L_{H\beta \text{ tot}})$	$y = 1.20x - 8.9$	0.93
$\log(L_{BC\alpha}) - \log(L_{BC\beta})$	$y = 0.86x + 6.1$	0.87
$\log(L_{NC\alpha}) - \log(L_{NC\beta})$	$y = 0.97x + 0.6$	0.70
$\log(L_{IC\alpha}) - \log(L_{IC\beta})$	$y = 1.50x - 22$	0.80

para los distintos cocientes.

### 6.2.1 Influencia del factor $r^2$ en las correlaciones entre luminosidades

Teniendo en cuenta que la diferencia de distancia entre los objetos más lejanos y los más cercanos de la muestra puede llegar a un factor de 20, y considerando la Ecuación 17, se ve que el factor  $r^2$  puede influir en cualquier correlación entre luminosidades. Debido a ésto, lo más adecuado a la hora de comparar luminosidades es considerar objetos que se encuentren aproximadamente a la misma distancia. Luego de examinar la distribución de redshifts de las galaxias de la muestra, y con el objetivo de no perder la mayoría de los objetos de estudio, se restringió el rango del mismo de manera que  $0.02 < z < 0.08$  y se volvió a examinar la correlación vista en la Figura 32. Como puede verse en la Figura 33, las correlaciones se siguen manteniendo.

## 6.3 LUMINOSIDAD DE BC $\alpha$

En esta sección se mostrará como se comporta la luminosidad de la BC $\alpha$  comparada con la luminosidad del resto de las líneas de emisión.

En la Figura 34 se comparan las luminosidades de la componente ancha de la línea H $\alpha$  con las luminosidades de IC $\alpha$ , IC $\beta$ , NC $\alpha$  y NC $\beta$ . En dicha figura, todos los paneles se presentan con los mismos límites en ambos ejes. Puede destacarse que las luminosidades de BC $\alpha$  son sistemáticamente mayores que las luminosidades mostradas por el resto de las líneas de emisión. Además es evidente cierta relación entre ellas.

El panel inferior derecho muestra la relación entre la luminosidad de BC $\alpha$  y de NC $\beta$ . Un ajuste OLS bisector da para este conjunto de datos una pendiente de 1.1 y una ordenada al origen de  $\log(L_{BC\alpha}) = -1.6$ . El coeficiente de correlación de Pearson es de  $r_p = 0.54$ . La relación entre la luminosidad de BC $\alpha$  y de NC $\alpha$  puede verse en el panel inferior izquierdo. Para estas componentes se observa una mejor tendencia que para las componentes del caso anterior, con un coeficiente de correlación de  $r_p = 0.71$ . El ajuste da para estos datos una pendiente de 1.2 y una ordenada al origen de  $\sim -1.6$ . En ambos casos, la luminosidad de BC $\alpha$  se relaciona con las de NC $\alpha$  y NC $\beta$  de forma muy parecida, con valores de pendientes y de

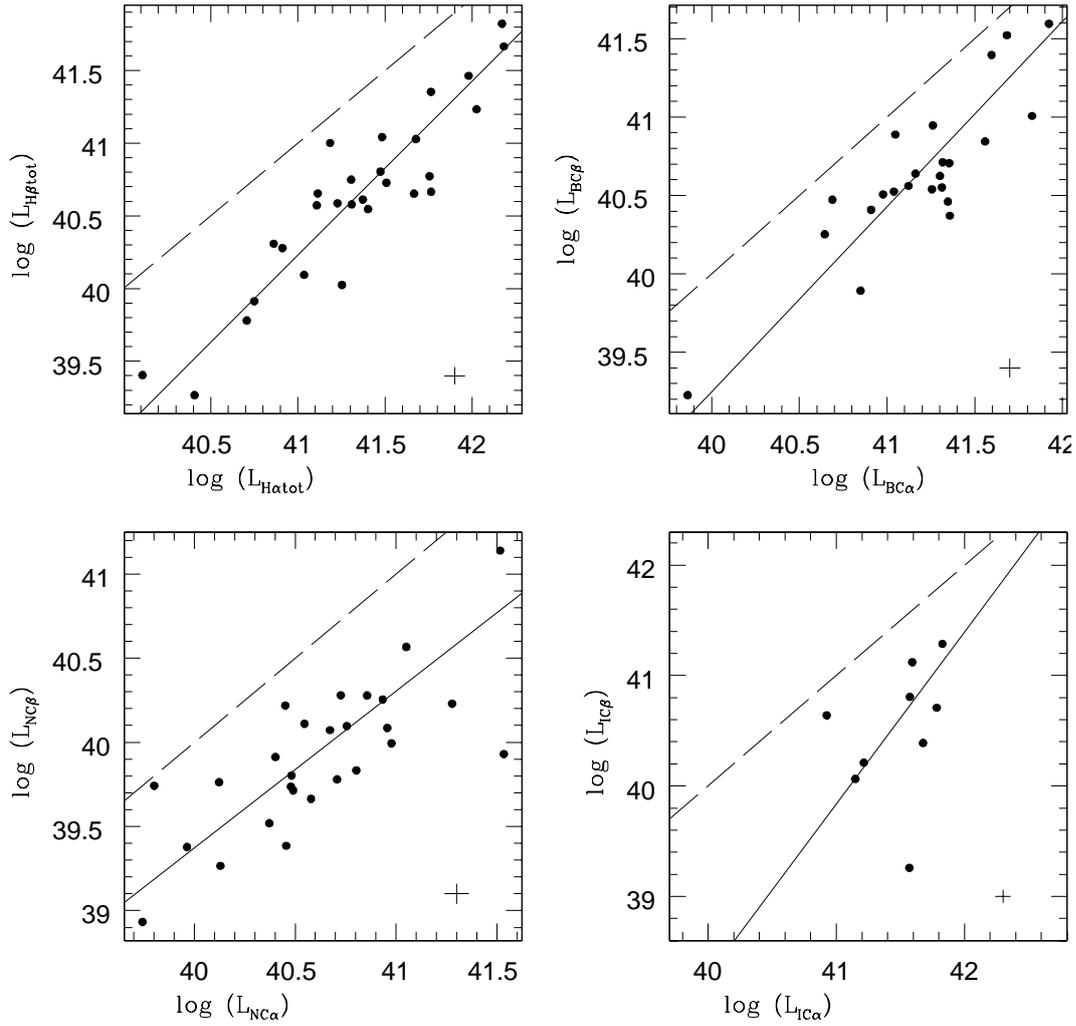


Figura 33: Figura análoga a la Figura 32, para galaxias con  $0.02 < z < 0.08$ , en donde se ve: luminosidad total de H $\alpha$  comparada con la luminosidad total de H $\beta$  (arriba a la izquierda), luminosidad de BC $\alpha$  y BC $\beta$  (arriba a la derecha), luminosidad de NC $\alpha$  y NC $\beta$  (abajo a la izquierda) y luminosidad de IC $\alpha$  con IC $\beta$  (abajo a la derecha). La línea discontinua indica la identidad, mientras que la línea sólida representa el mejor ajuste para cada conjunto de datos. Todas las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Barra de errores típicas se ven en cada gráfico.

ordenadas al origen muy similares.

La relación entre BC $\alpha$  y la componente intermedia IC $\beta$  se muestra en el panel superior derecho de la Figura 34. El ajuste da un valor para la pendiente de  $\sim 0.8$  y una ordenada al origen de  $\sim 9.9$ . Si bien la tendencia muestra cierta dispersión, el coeficiente de correlación de Pearson es  $r_p = 0.69$ . Es importante destacar que se observa una relación aún más marcada entre la BC $\alpha$  y la IC $\alpha$  (panel superior izquierdo). Un ajuste OLS bisector muestra valores para la pendiente de  $\sim 0.9$  y un punto cero de  $\sim -0.4$ . El coeficiente de correlación de Pearson es considerablemente alto, de  $r_p = 0.92$ . Esta alta correlación encontrada entre las luminosidades de ambas componentes implica una dependencia entre las dos regiones emisoras y también probablemente en sus condiciones físicas.

Se realizó un cociente entre las luminosidades de la BC $\alpha$  y de la IC $\alpha$ , y se encuentra que  $L_{BC}/L_{IC} \sim 1.5$ . Esto significa que las luminosidades de ambas com-

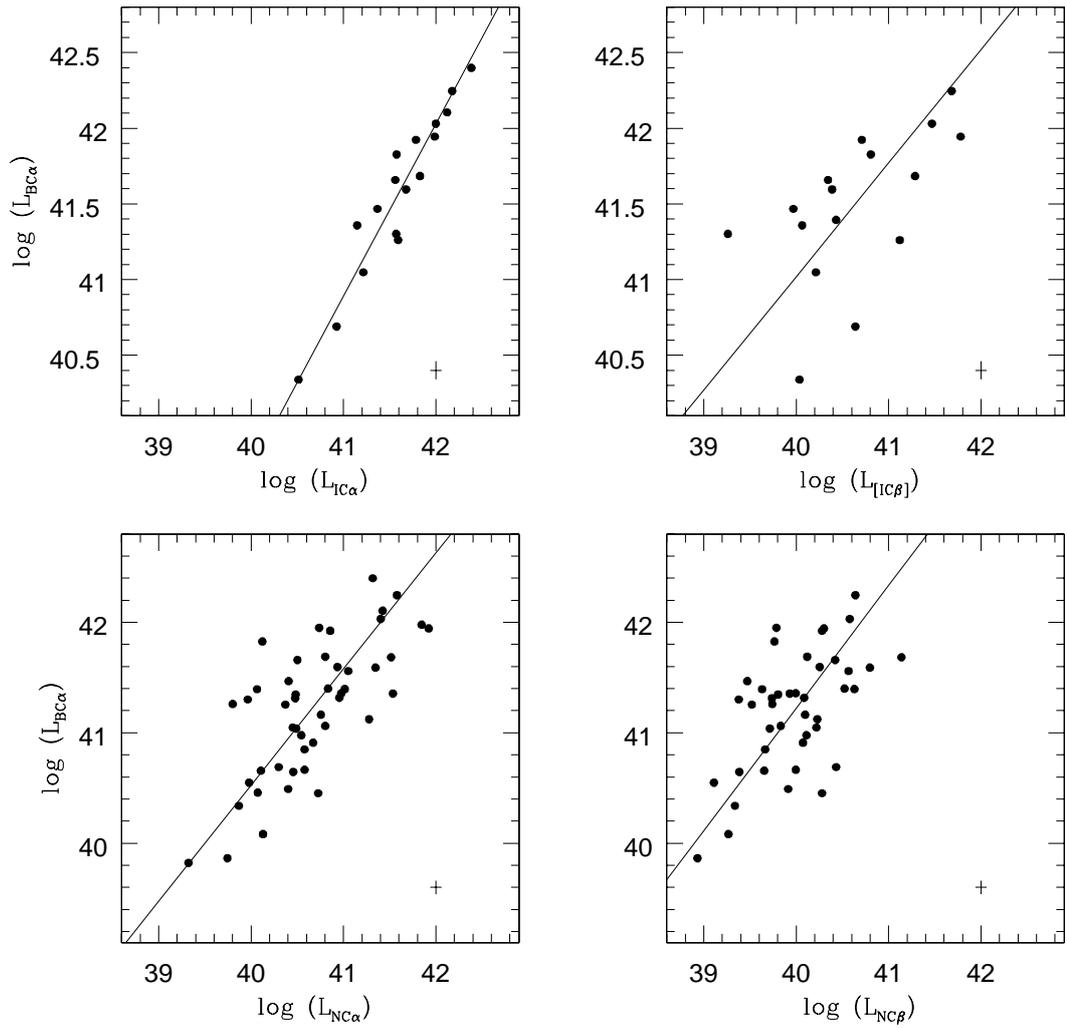


Figura 34: Luminosidad de la componente ancha (BC) de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad de: la componente intermedia IC de  $H\alpha$  (arriba a la izquierda),  $IC\beta$  (arriba a la derecha), la componente delgada  $NC\alpha$  (abajo a la izquierda) y  $NC\beta$  (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de  $(\text{erg s}^{-1})$ . Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas de 0.06 dex se indican en cada gráfico.

ponentes son verdaderamente comparables (Schmidt y col., 2016). Probablemente, la geometría de las regiones emisoras, como así también la presencia de diferentes cantidades de gas y diferentes densidades, juegan un rol fundamental en las luminosidades de cada región. Un caso particular es el de la ILR, que si bien sus condiciones físicas no son del todo conocidas hasta el momento, su relación con la BLR es más estrecha que la NLR. La región intermedia presenta características fuertemente ligadas a la BLR, no sólo dinámicas, sino también relacionadas con la cantidad de energía que emitida (Schmidt y col., 2016).

En la Figura 35 se comparan las luminosidades de  $BC\alpha$  con las luminosidades de las líneas prohibidas originadas en la NLR, específicamente las líneas  $[OIII]\lambda 5007$  (tanto la emisión del central como la emisión asimétrica),  $[NII]\lambda 6584$  y  $[SII]\lambda 6731$ .

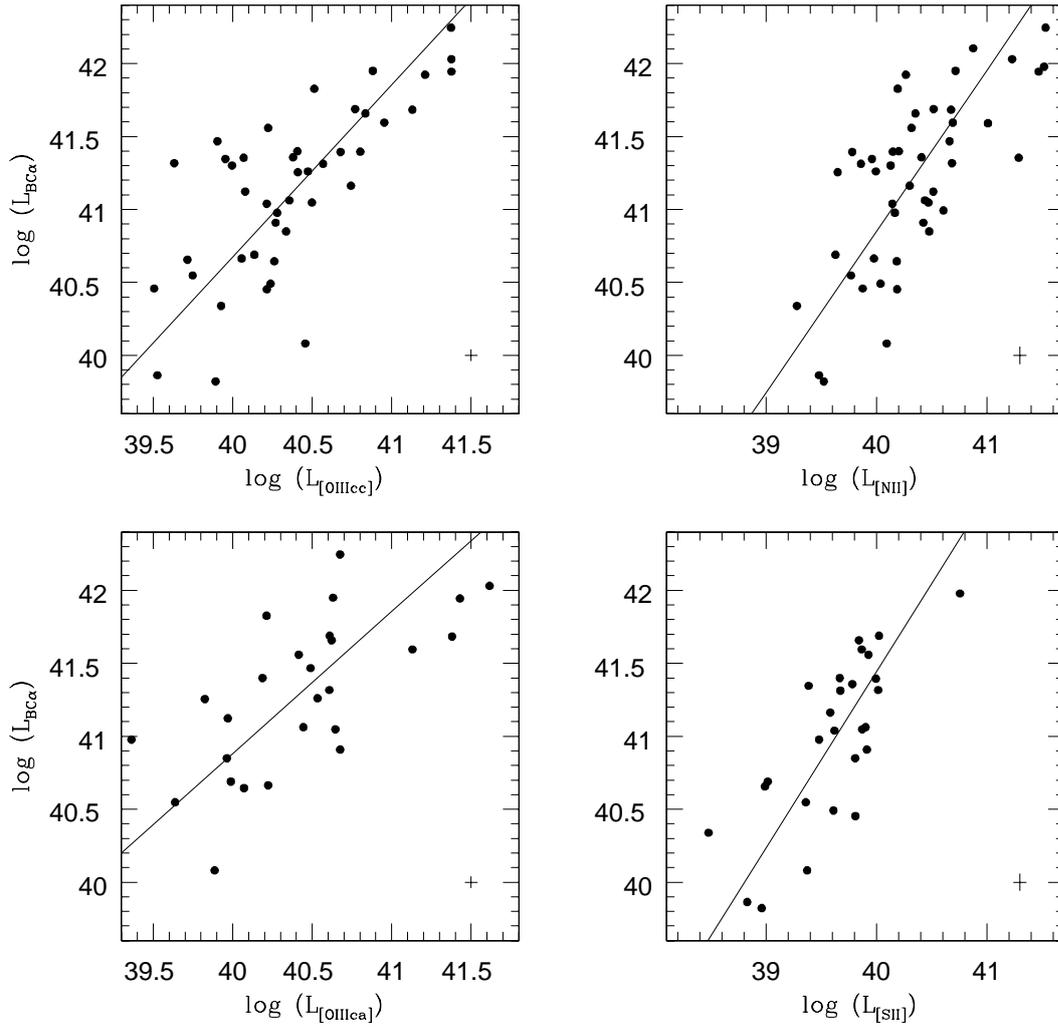


Figura 35: Luminosidad de la componente ancha (BC) de H $\alpha$  comparada con la luminosidad de: [OIII] $\lambda$ 5007cc (arriba a la izquierda), [NII] $\lambda$ 6584 (arriba a la derecha), [OIII] $\lambda$ 5007ca (abajo a la izquierda) y [SII] $\lambda$ 6731 (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas se muestran en cada panel.

Se aplicaron ajustes OLS Bisector a estos datos, que dieron valores de pendientes de 1.2, 1.3, 1.2 y 1.0 para las líneas de [NII], [SII], [OIII]cc y [OIII]ca, respectivamente. Los coeficientes de correlación de Pearson para las primeras tres tendencias son aproximadamente  $r_p = 0.73$ , mientras que para el caso del [OIII]ca es de  $r_p = 0.67$ . Las pendientes de los ajustes entre la BC $\alpha$  y las líneas originadas en la NLR son prácticamente similares, lo que podría indicar que las condiciones físicas seran similares en los cuatro casos.

Teniendo en cuenta que BC $\beta$  correlaciona con BC $\alpha$ , se encontraron para la primera tendencias análogas a las encontradas en esta Sección para BC $\alpha$ .

### 6.3.1 La luminosidad de BC $\alpha$ considerando galaxias con $0.02 < z < 0.08$

Considerando lo visto en la Sección 6.2.1, se volvieron a examinar las correlaciones considerando sólo las galaxias con redshifts en el rango  $0.02 < z < 0.08$ . Las mismas pueden verse en las Figuras 36 y 37, que son análogas a las Figuras 34 y 35, respectivamente. Como puede apreciarse, las correlaciones se siguen manteniendo aún considerando un rango de redshifts mucho menor.

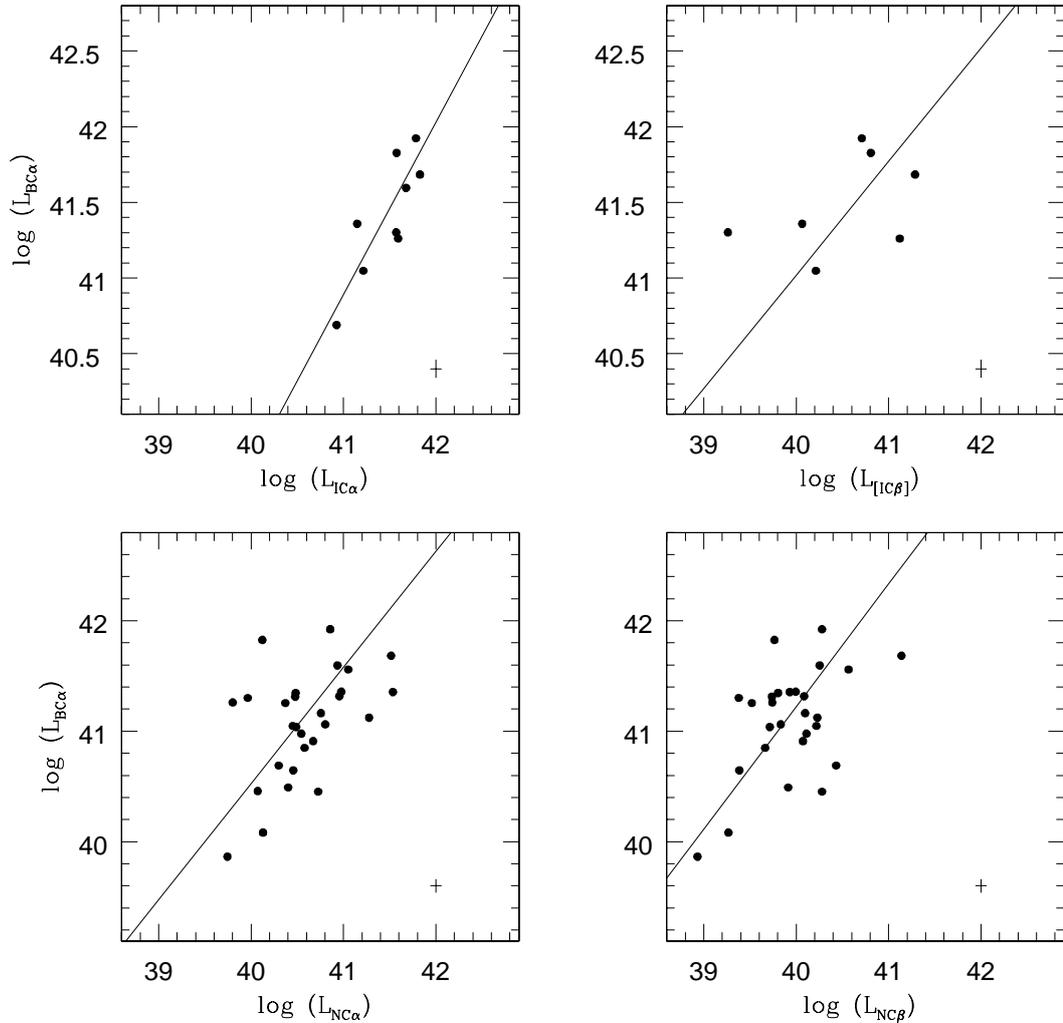


Figura 36: Figura análoga a la Figura 34 para galaxias con redshifts en el rango  $0.02 < z < 0.08$ , en donde se ve la luminosidad de la componente ancha (BC) de H $\alpha$  comparada con la luminosidad de: la componente intermedia IC de H $\alpha$  (arriba a la izquierda), IC $\beta$  (arriba a la derecha), la componente delgada NC $\alpha$  (abajo a la izquierda) y NC $\beta$  (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas de 0.06 dex se indican en cada gráfico.

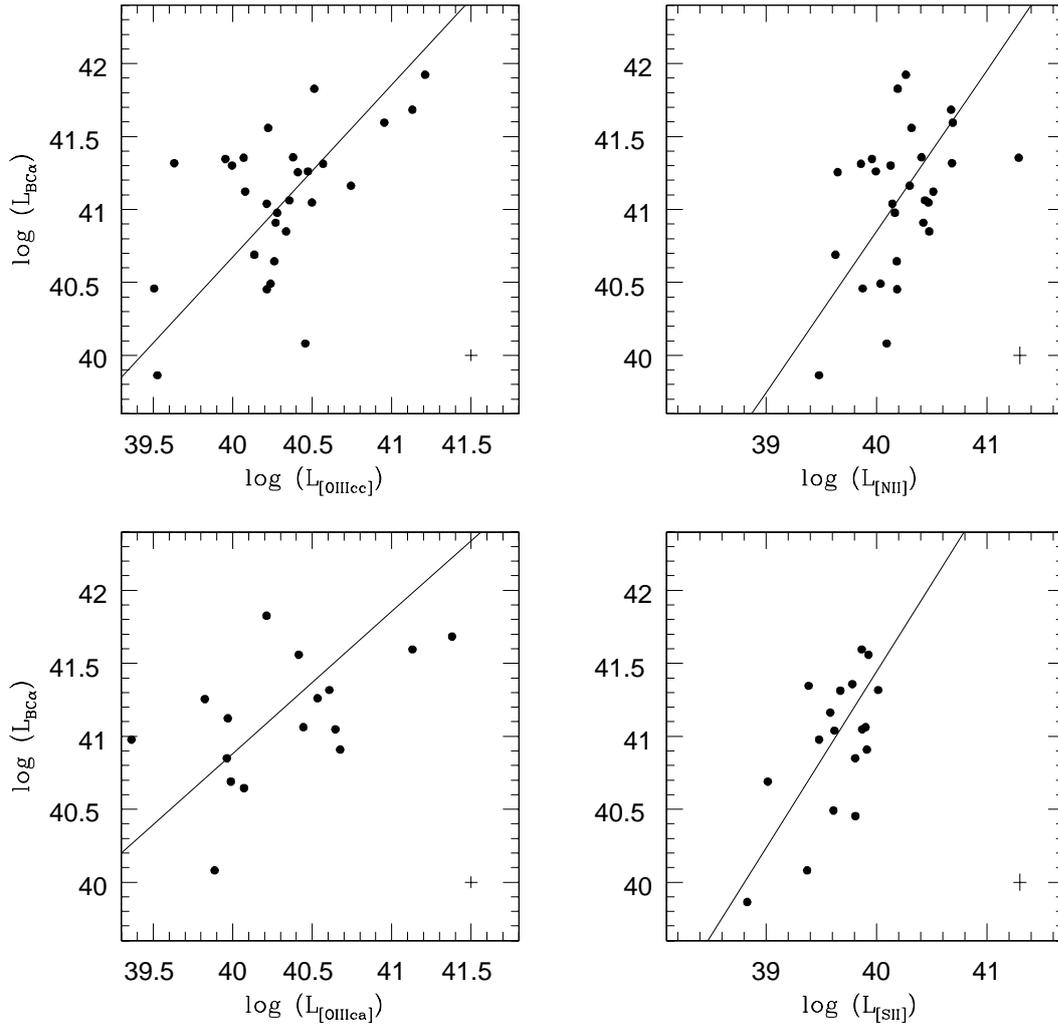


Figura 37: Figura análoga a la Figura 35 considerando galaxias con redshifts en el rango  $0.02 < z < 0.08$ , en donde se ve la luminosidad de la componente ancha (BC) de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad de:  $[OIII]\lambda 5007cc$  (arriba a la izquierda),  $[NII]\lambda 6584$  (arriba a la derecha),  $[OIII]\lambda 5007ca$  (abajo a la izquierda) y  $[SII]\lambda 6731$  (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de  $(\text{erg s}^{-1})$ . Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas se muestran en cada panel.

## 6.4 LAS LUMINOSIDADES Y EL MOTOR CENTRAL

Como se ha visto anteriormente, la masa del agujero negro de una galaxia activa depende de la luminosidad de la componente ancha de la línea  $H\alpha$  (Ecuación 9). Considerando además que hay una relación entre esta luminosidad y las luminosidades del resto de las líneas de emisión; es de esperar entonces que las luminosidades de las distintas líneas estén relacionadas también con la masa del agujero negro central.

Como se verá en esta sección, se han encontrado marcadas tendencias entre la masa del agujero negro y las luminosidades de las distintas componentes de las líneas de Balmer y de las líneas prohibidas.

En la Figura 38 se muestran las relaciones entre la masa del agujero negro cen-

tral y las luminosidades de las componentes delgadas e intermedias de  $H\alpha$  y  $H\beta$ . En el panel superior izquierdo se puede observar la tendencia entre la masa del agujero negro y la luminosidad de  $NC\alpha$ . La relación entre ambos parámetros es marcada, con un coeficiente de Pearson de  $r_p = 0.68$ . El ajuste en este caso tiene una pendiente de  $\sim 0.95$ . La tendencia muestra mayor dispersión para  $NC\beta$ , con un coeficiente de correlación de  $r_p = 0.47$ . La pendiente del ajuste es similar al anterior. La relación más marcada se encuentra entre la masa del agujero negro y la luminosidad de  $IC\alpha$ , con un coeficiente de correlación de  $0.84$ . El valor de la pendiente para el ajuste en este caso es un poco mayor que las anteriores, de  $\sim 1.4$ . Para el caso de  $IC\beta$  la tendencia es menos pronunciada, con un  $r_p = 0.61$ . El ajuste de esta distribución tiene una pendiente de  $\sim 1.5$ .

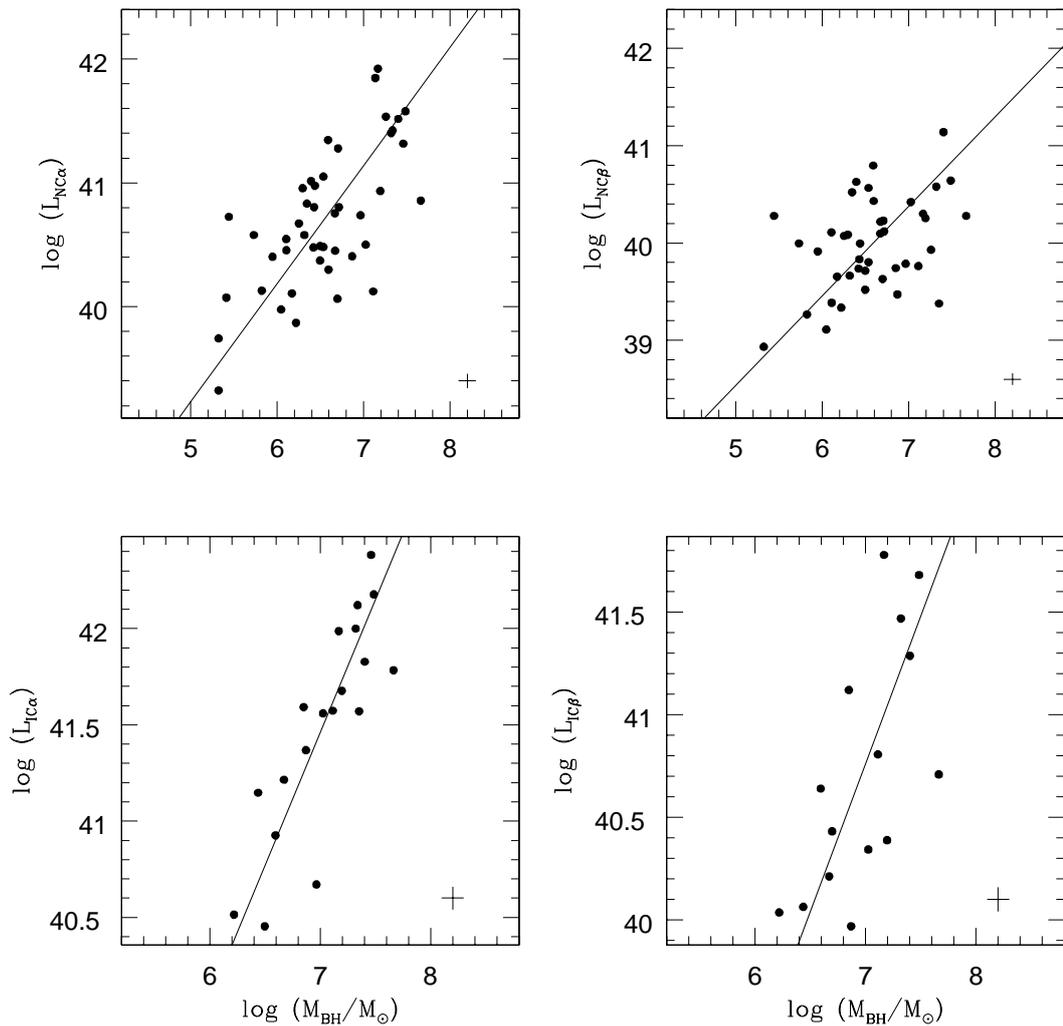


Figura 38: Masa del agujero negro comparada con la luminosidad de:  $NC\alpha$  (arriba a la izquierda),  $NC\beta$  (arriba a la derecha),  $IC\alpha$  (abajo a la izquierda),  $IC\beta$  (abajo a la derecha). Todos los valores de luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barra de errores típicas se muestran en cada gráfico.

Por su parte, la relación entre la masa del agujero negro central y las luminosidades de las líneas prohibidas se muestran en la Figura 39. El panel superior

izquierdo muestra la tendencia para la línea de [NII], cuyo coeficiente de correlación de Pearson es de 0.63. El ajuste para esta distribución de puntos tiene una pendiente de  $\sim 0.9$ . Arriba a la derecha se muestra la relación que hay para la línea [SII], con un coeficiente  $r_p = 0.65$ . El ajuste en este caso tiene una pendiente de  $\sim 1$ . La tendencia más marcada se ve entre la masa del agujero negro y la luminosidad de [OIII]cc, en el panel inferior izquierdo, con un  $r_p = 0.74$  y un ajuste con una pendiente de  $\sim 1$ . Por último, abajo a la derecha se muestra la relación entre la masa del agujero negro y la luminosidad de [OIII]ca, con un coeficiente de correlación de  $r_p = 0.72$  y un ajuste con una pendiente de  $\sim 1.1$ .

Todas las tendencias muestran que mientras mayor es la masa del agujero negro, mayores son las luminosidades de todas las líneas de emisión. Esto sugiere que, mientras más masivo es el agujero negro, hay más cantidad de fotones energéticos disponibles, y por ende se generan más ionizaciones que a su vez producirán más recombinaciones que dan lugar a las líneas de emisión más intensas.

Teniendo en cuenta que las masas de los agujeros negros fueron calculadas a través de la luminosidad de  $BC\alpha$ , en todas las correlaciones mostradas en esta sección también hay que considerar la influencia del factor  $r^2$  mostrada en la Sección 6.2.1.

## 6.5 DIAGRAMAS DE DIAGNÓSTICO

En la Figura 40 se muestra el diagrama de diagnóstico estándar de Baldwin, Phillips y Terlevich, 1981 (BPT) para las galaxias de la muestra. El diagrama mostrado considera los cocientes entre las intensidades de  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  contra  $[NII]\lambda 6584/H\alpha$  para las 40 galaxias de la muestra a las que fue posible medirles las cuatro líneas de emisión mencionadas. La línea sólida en dicho diagrama corresponde a la división que encontraron Kauffmann y col., 2003 entre AGNs y galaxias con formación estelar. La línea discontinua marca la división teórica encontrada por Kewley y col., 2001, que es un límite superior teórico para las galaxias con formación estelar. Para el caso de la emisión de  $H\alpha$  y  $H\beta$ , se considera sólo el flujo de la componente delgada ( $NC\alpha$  y  $NC\beta$ , respectivamente), que es la representativa de la emisión de la NLR. El flujo  $[OIII]\lambda 5007$  corresponde a la emisión total de [OIII], es decir,  $[OIII]\lambda 5007cc + [OIII]\lambda 5007ca$ .

Como se aprecia en la figura, la mayoría de las galaxias están en la región correspondiente a los AGNs. Sin embargo, 6 objetos se encuentran en la región delimitada por ambas curvas, que sería una zona de transición o intermedia. Además, 8 galaxias de la muestra se encuentran en la región correspondiente a las galaxias de formación estelar. Este resultado es análogo al obtenido por otros autores, quienes encuentran que algunas NLS1 pueden caer en la zona correspondientes a regiones HII cuando se estudia sus cocientes de intensidad (e.g., Drake y col., 2011; Rodríguez-Ardila, Pastoriza y Donzelli, 2000; Wu y Zhang, 2013).

Las 6 galaxias que se ubican en la zona intermedia, delimitada por ambas curvas en la Figura 40, son: CTSJ13.12, CTSK06.02, RBS1665, RXJ0024.7+0820, SDSSJ153001.82-020415.1 y SDSSJ161227.83+010159.8. A su vez, las 8 galaxias ubicadas en la región correspondiente a las galaxias de formación estelar son: 2MASXJ01413249-1528016, 2MASXJ08173955-0733089, FAIRALL0107, HE1438-0159, MCG-05.01.013, RHS56, SDSSJ144052.60-023506.2 y WPV85007. Estos objetos exhiben líneas de emisión anchas correspondientes a  $FWHM_{BC\alpha} > 1500 \text{ km s}^{-1}$ . Estos valores son característicos en los AGNs y no van a encontrarse valores

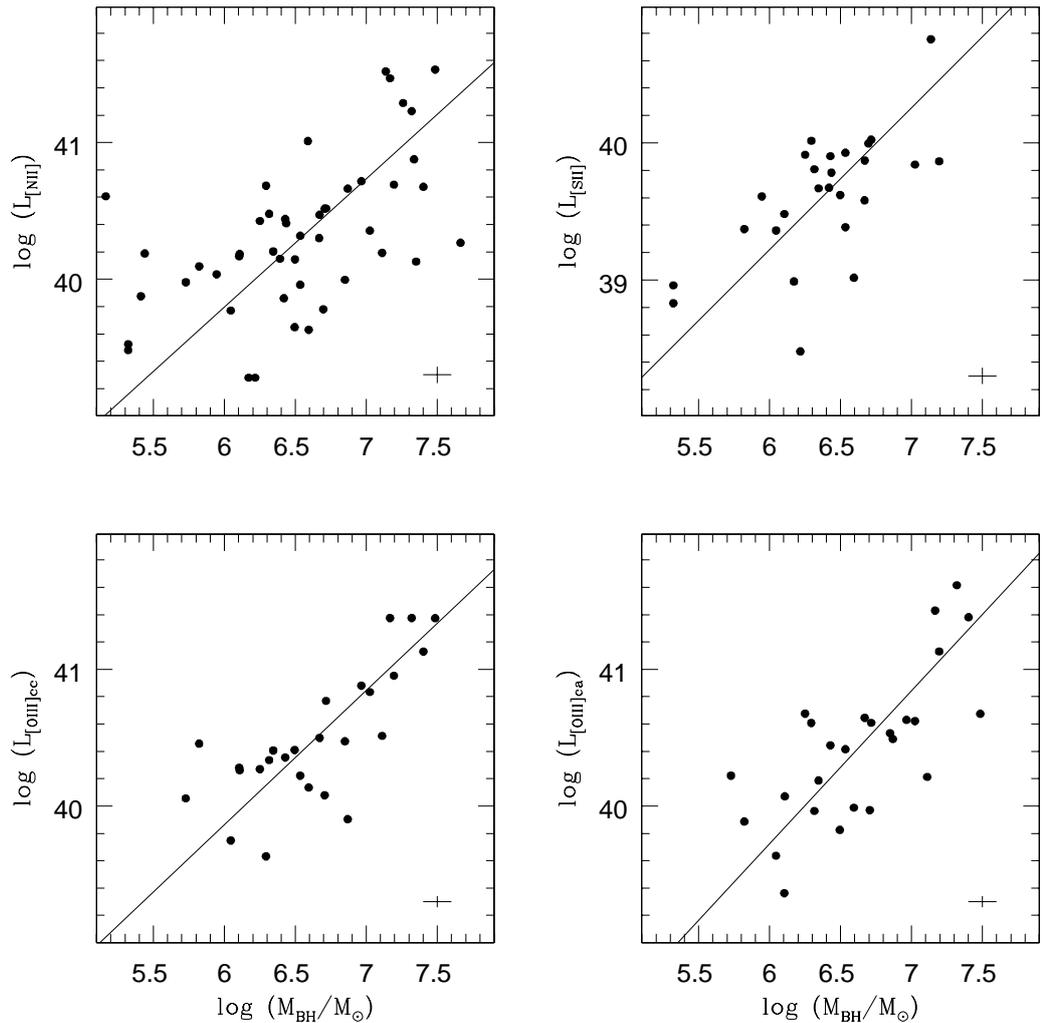


Figura 39: Masa del agujero negro comparada con la luminosidad de:  $\text{NC}\alpha$  (arriba a la izquierda),  $\text{NC}\beta$  (arriba a la derecha),  $\text{IC}\alpha$  (abajo a la izquierda),  $\text{IC}\beta$  (abajo a la derecha). Todas las luminosidades están en unidades de  $\text{erg s}^{-1}$ . Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barra de errores típicas se ven en cada gráfico.

semejantes en regiones HII, las cuales muestran velocidades de apenas algunos cientos de  $\text{km s}^{-1}$ . En el caso de las galaxias SDSSJ144052.60–023506.2 y SDSSJ161227.83+010159.8, muestran velocidades correspondientes a  $\text{FWHM}_{\text{BC}\alpha} \sim 1000$  y  $1200 \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente.

Que se encuentren galaxias con anchas líneas de emisión, propias de AGNs, que estén ubicadas en la región de galaxias de formación estelar en el diagrama BPT, indica que la ionización en la NLR de estos objetos es debida no sólo al continuo del núcleo activo, sino que también hay una contribución estelar. Relacionado con esto, se han encontrado, por ejemplo, galaxias Seyfert 1 con brotes de formación estelar (Rodríguez-Ardila y Viegas, 2003). En los casos mencionados arriba, la ionización se produce por fotones provenientes del motor central del AGN y por fotones emitidos por estrellas jóvenes en regiones HII. Sin embargo, los espectros de estas galaxias no muestran características estelares, como por ejemplo líneas de absorción. Es de esperar que el continuo no térmico, proveniente de las regio-

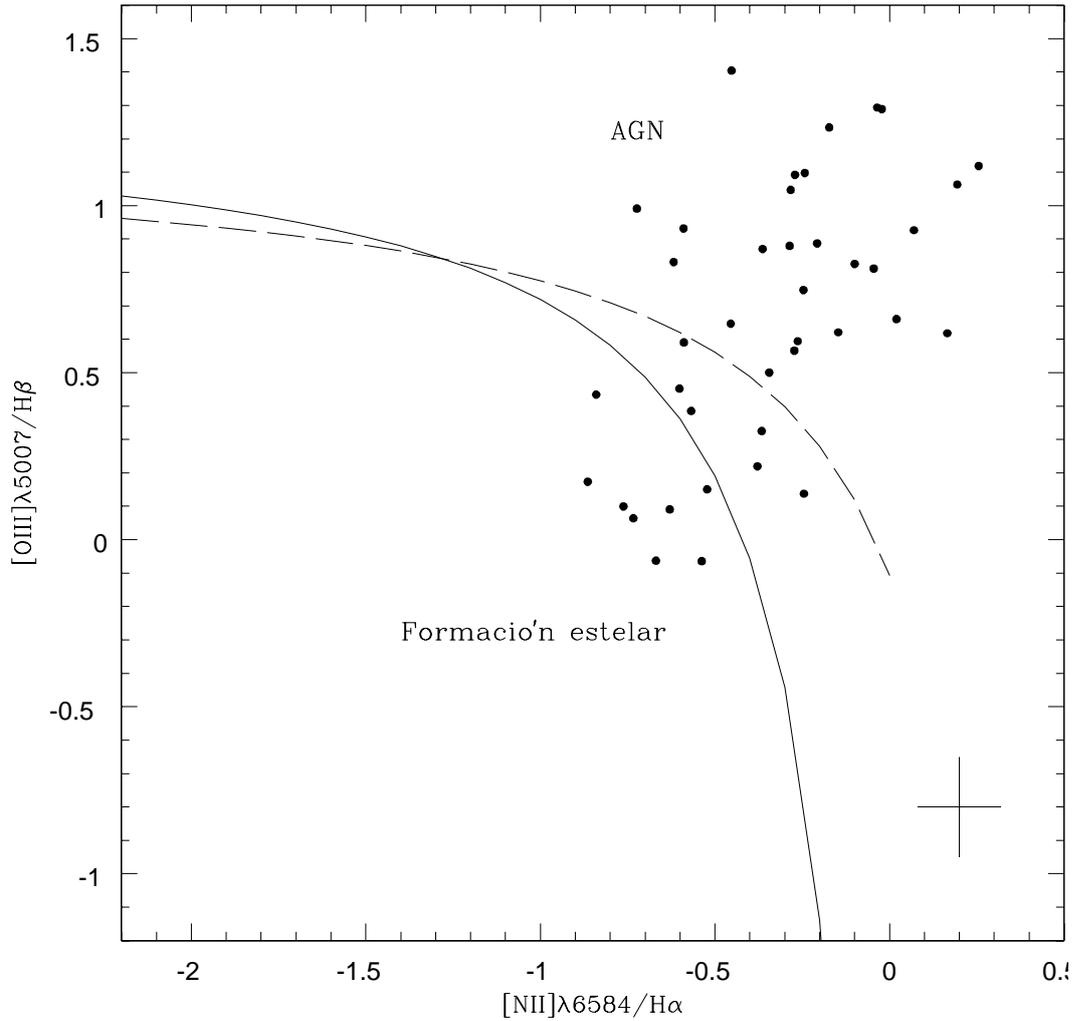


Figura 40: Cociente de intensidades de líneas  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  contra  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  para las galaxias de la muestra. Los flujos de  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$  corresponden a los de las componentes angostas de cada línea. El flujo  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  corresponde a la emisión total ( $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{cc} + [\text{OIII}]\lambda 5007\text{ca}$ ). La línea sólida y discontinua indica la división encontrada entre galaxias con formación estelar y AGN por Kauffmann y col., 2003 y Kewley y col., 2001, respectivamente. Una barra de error típica se muestra en la parte inferior derecha de la figura.

nes centrales del núcleo activo, diluya cualquier absorción o cualquier rastro de presencia estelar. Por otro lado, la propia descomposición del perfil de  $\text{H}\beta$  en sus componentes ancha y delgada puede influir en el cociente  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ .



*“Dudar no es un defecto. Dudar todo el tiempo  
sin llegar a una conclusión es el defecto”*

— Lu Xun.

En los primeros capítulos de este trabajo se presentaron los fundamentos básicos sobre el fenómeno de actividad nuclear en galaxias. Se mostraron las principales características observacionales de los AGNs, la estructura de los mismos en el marco del modelo unificado e información básica de los distintos tipos de galaxias activas a lo largo del espectro electromagnético. Se hizo un particular énfasis en las galaxias del tipo Narrow Line Seyfert 1, que son los objetos de interés en este trabajo. En el marco de la dinámica nuclear en los AGNs, se describió una de las formas disponibles de estimar las masas de los agujeros negros centrales y la relación entre el motor central y algunos parámetros de las estrellas del bulge de la galaxia. También se mostraron los antecedentes existentes de componentes intermedias en la emisión de las líneas de Balmer en distintas clases de AGNs.

Ya en la segunda parte, el trabajo se enfocó de lleno en las galaxias NLS1, a través de la observación y el estudio de estas galaxias. Para esto se observó, en un total de 52 noches, una muestra de 53 galaxias NLS1, 39 de las cuales son del hemisferio sur. Se obtuvieron espectros en dos rangos espectrales distintos para casi todos los objetos de la muestra, abarcando desde  $\sim 4000\text{\AA}$ – $5500\text{\AA}$  en el rango azul y desde los  $\sim 5500\text{\AA}$ – $7000\text{\AA}$  en el rojo. Los espectros obtenidos son de resolución moderada, de  $\sim 170\text{ km s}^{-1}$  en  $H\alpha$  y de  $\sim 190\text{ km s}^{-1}$  en  $H\beta$  (Capítulo 4).

Se realizó una cuidadosa descomposición de gaussianas a las principales líneas de emisión, tanto en el rango azul como en el rojo. Ajustes con 2 y 3 componentes se hicieron para los perfiles de  $H\beta$  y  $H\alpha$ , teniendo en cuenta en el último caso la presencia de las líneas  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6549,6584$ . Para la línea  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  se usaron ajustes de 1 y 2 componentes, dependiendo de que el perfil muestre o no asimetrías hacia el azul. Las líneas correspondientes a  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731$ , se detectaron para 28 galaxias de la muestra (Sección 4.3).

Las mediciones y descomposición de los perfiles de las líneas de emisión permitieron estudiar los rangos de velocidades involucrados en la NLR y BLR (Sección 5.1), encontrando, como es de esperar, que las velocidades en la primera región es de algunos cientos de  $\text{km s}^{-1}$  mientras que en la BLR se ven velocidades típicas para la mayoría de las galaxias que van desde los  $\sim 1000\text{ km s}^{-1}$  a los  $3300\text{ km s}^{-1}$ .

Algunas galaxias mostraron velocidades para la componente ancha de  $H\beta$  que superan los  $2300\text{ km s}^{-1}$ . Teniendo en cuenta que de acuerdo al criterio inicial adoptado por (Osterbrock y Pogge, 1985) las NLS1 tienen  $\text{FWHM}_{H\beta} < 2000\text{ km s}^{-1}$ , estos objetos se vieron de manera particular en la Sección 5.6. En dicha sección se muestra de que manera y de acuerdo a que mediciones tales objetos fueron clasificados como NLS1. Como es esperable, el FWHM obtenido va a depender del

criterio de medición adoptado. Por ejemplo algunos autores ajustaron el perfil de  $H\beta$  con una sola componente gaussiana, dejando de lado cualquier "ala" o componente más ancha que pudiera tener el perfil de la línea (e.g., Bergeron y Kunth, 1984; Grupe y col., 1995; Maza y Ruiz, 1989). Se hicieron ajustes de prueba, considerando una sola gaussiana para los perfiles de  $H\beta$  de las galaxias en cuestión, y los valores para el FWHM coinciden, dentro de los errores, con los obtenidos por los autores. Otros trabajos consideran una componente delgada para  $H\beta$  modelada a través de la línea de  $[OIII]\lambda 5007$ , y restan la misma al perfil total de  $H\beta$ , asumiendo finalmente que lo que queda corresponde a la emisión de la BLR (e.g., Grupe y col., 2004).

Teniendo en cuenta que el FWHM de la componente ancha de  $H\beta$  dependerá en gran medida de la manera en que se realizó la medición, que una galaxia satisfaga o no el criterio de Osterbrock y Pogge, 1985, será muy relativo y dependiente del criterio adoptado para dicha medición. No obstante, hay una distribución continua en los anchos de las líneas ópticas en las galaxias Seyfert, y la separación entre NLS1 y BLS1 (Seyfert 1 con líneas anchas) es entonces arbitraria. Sulentic y col., 2000 encuentran que las propiedades de los AGNs cambian más significativamente con un FWHM de  $4000 \text{ km s}^{-1}$ . Estos autores sugieren que las NLS1 muestran una clara continuidad con las galaxias con líneas anchas, indicando que no son una clase distinta de AGN. Las galaxias que muestren FWHM menores que  $4000 \text{ km s}^{-1}$  muestran menores masas en los agujeros negro y mayores tasas de acreción. Relacionado con esto, se han encontrado muchos objetos en la literatura que presentan características similares a las NLS1 (por ejemplo intensa emisión de Fe II, fuerte emisión en rayos X blandos y variabilidad) y exceden los  $2000 \text{ km s}^{-1}$  en el FWHM de  $H\beta$  (e.g., Véron-Cetty, Véron y Gonçalves, 2001). Estos últimos autores también sugieren que hay una transición continua de todas las propiedades entre las NLS1 y las BLS1 y que el límite de  $2000 \text{ km s}^{-1}$  usado para separar ambas clases es arbitrario; proponiendo el cociente  $FeII/H\beta$  como un parámetro físico más significativo y útil a la hora de separar entre las dos clases de galaxias.

Además de estudiar los rangos de velocidades de las distintas líneas de emisión, en la Sección 5.1 se calcularon las densidades electrónicas en la NLR a través de las líneas de  $[SII]$  (McCall, 1984). Los valores encontrados están en el rango de algunos cientos de  $\text{cm}^{-3}$ , y coinciden con lo obtenido por otros autores (e.g., Rodríguez-Ardila, Pastoriza y Donzelli, 2000; Xu y col., 2012).

En la Sección 5.2 se estimaron las masas de los agujeros negros centrales para las galaxias de la muestra, utilizando los parámetros obtenidos en la descomposición de gaussianas a los perfiles de  $H\alpha$  (de acuerdo a la Ecuación 7). Los valores obtenidos para la mayoría de las galaxias están en el rango  $\log(M_{BH}/M_{\odot}) \sim 5.7 - 7.4$ , con un valor medio de  $\log(M_{BH}/M_{\odot}) \sim 6.2$  (Schmidt y col., 2016). Este rango de valores es menor al obtenido por otros autores en BLS1, confirmando que las NLS1 tienen agujeros negros menos masivos (e.g., Grupe, 2004; Komossa y Xu, 2007). Esto es esperable, teniendo en cuenta que la masa del agujero negro es directamente proporcional al cuadrado del FWHM de la componente ancha de las líneas de Balmer.

Se utilizaron las distintas líneas de emisión de la NLR (componentes delgadas de  $H\alpha$  y  $H\beta$  y las líneas prohibidas  $[OIII]$ ,  $[NII]$  y  $[SII]$ ) como sustitutos de la dispersión de velocidades estelares, utilizando el FWHM de las mismas para re-examinar

la relación  $M - \sigma_*$  encontrada en galaxias normales (Sección 5.3). Teniendo en cuenta las incertezas en la determinación de los FWHM de las líneas de emisión y las incertezas en las masas de los agujeros negros, se encuentra que, en general, la mayoría de las NLS1 de la muestra caen por debajo de la relación  $M - \sigma_*$ . El hecho de que las NLS1 tengan masas de agujeros negros menores, y teniendo en cuenta que estos objetos suelen tener altas tasas de acreción (Warner, Hamann y Dietrich, 2004) y entonces están creciendo rápidamente (Mathur y Grupe, 2005a,b), podría sugerir que son AGNs que están en una etapa temprana de actividad. Si bien cuando se consideran las líneas de [SII] las galaxias parecen aproximarse un poco más a la relación (en concordancia con lo encontrado por Komossa y Xu, 2007), no se ve ninguna correlación entre el FWHM de las líneas de [SII] y la masa del agujero negro. El hecho de que las 5 líneas examinadas sitúen a las NLS1 por debajo de la relación  $M - \sigma_*$  podría estar de acuerdo a lo encontrado por Mathur y col., 2012, quienes sugieren que las galaxias huéspedes de estos AGNs tienen pseudobulges. En este contexto, las NLS1 no seguirían la relación  $M - \sigma_*$  porque sus bulges son intrínsecamente diferentes a los de otros tipos de AGNs (Schmidt y col., 2016).

En la Sección 5.4 se estudió la componente intermedia de  $H\alpha$  y  $H\beta$  encontrada en algunas galaxias de la muestra. La mayoría de los objetos que muestran esta componente, presentan un rango de velocidades que va desde los 600 a los 1500  $\text{km s}^{-1}$ , con un valor medio de  $\sim 1100 \text{ km s}^{-1}$ . Se encuentra una interesante tendencia entre  $\text{FWHM}_{IC\beta} / \text{FWHM}_{BC\beta}$ , con un coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = 0.66$ . La correlación es aún más evidente y marcada entre  $\text{FWHM}_{IC\alpha}$  y  $\text{FWHM}_{BC\alpha}$ , con un coeficiente de Pearson de  $r_p = 0.93$ . Para esta muestra se encontró que  $\text{FWHM}_{BC\alpha} / \text{FWHM}_{IC\alpha}$  está en el rango de  $\sim 2.1 - 3.3$ , con un valor medio de  $\sim 2.6$ . Para el caso de  $H\beta$ , el cociente  $\text{FWHM}_{BC\beta} / \text{FWHM}_{IC\beta}$  está en el rango de  $\sim 2 - 3.8$ , con un valor medio de  $\sim 2.9$ , valor que está en concordancia con el obtenido por Mao y col., 2010, de  $\sim 3$  para  $H\beta$ . Se hicieron test K-S y se encontró que tanto en  $H\alpha$  como en  $H\beta$ , la componente intermedia forma parte de una distribución diferente respecto de las componentes ancha y delgada. Estos resultados sugieren la posibilidad de 3 regiones de emisión cinemáticamente distintas (la ILR y las ya conocidas BLR y NLR) y muestran que la BC y la IC están de alguna manera relacionadas. Si se asume que el cuadrado del FWHM del gas decrece con la distancia al centro, esta ILR estaría rodeando la BLR, con un cociente de los tamaños medios dado por el cuadrado del cociente entre los FWHM de ambas componentes:  $R_{ILR} / R_{BLR} \propto (\text{FWHM}_{BC} / \text{FWHM}_{IC})^2 \sim 4 - 9$  (Schmidt y col., 2016).

Teniendo en cuenta que la masa del agujero negro depende del FWHM de la componente ancha, y considerando que  $\text{FWHM}_{IC}$  correlaciona con  $\text{FWHM}_{BC}$ , entonces es de esperar una correlación entre la masa del agujero negro y el FWHM de la componente intermedia. De hecho, la correlación encontrada tiene un coeficiente de Pearson de  $r_p = 0.86$  y  $0.64$  para  $H\alpha$  y  $H\beta$ , respectivamente; indicando que la dinámica de esta región está claramente afectada por el motor central.

La presencia de esta componente adicional intermedia afecta principalmente a la componente delgada NC. Si se considera el ajuste del perfil con sólo dos componentes, NC sería mucho más ancha y mostraría una mayor cantidad de flujo. En el caso de la BC, ésta no variaría demasiado, en general puede aumentar su FWHM en  $\sim 10 - 15\%$  y disminuir su flujo en  $\sim 10 - 25\%$ . De esta forma, y contrariamente a lo que uno esperaría, las masas de los agujeros negros en general disminuirían  $\sim 10 - 20\%$  si se consideraran sólo dos componentes para las líneas de Balmer (Schmidt

y col., 2016).

Como se vio en la Sección 5.4.4, la existencia de componentes adicionales podría deberse a la buena S/N que tenga un espectro. Si se dispusiera de un espectro con baja S/N, sería más difícil ajustar distintas componentes, y por ende, la IC no se detectaría. Esto podría sugerir que mientras mayor sea la S/N de un espectro, más cantidad de componentes podrían aparecer y ser ajustadas en un perfil.

Algunas de las galaxias estudiadas en este trabajo que presentan una IC tienen espectros con una alta S/N. Sin embargo, también se encuentran objetos que presentan esta componente intermedia y tienen una S/N igual o menor que algunas galaxias que no presentan la IC. Esto sugiere que la S/N, si bien es más que importante, no sería un parámetro definitivo a la hora de detectar componentes adicionales.

Es de esperar que si se disponen de espectros con una excelente S/N y muy alta resolución, podrían aparecer un mayor número de componentes. Ésto indicaría que la región emisora está estratificada, es decir, formada por distintas capas. Lo anterior sugeriría, como es de esperar, que la región emisora forma parte de un “continuo” y no de algo discreto.

A través de la variabilidad se puede confirmar que una componente adicional se trate efectivamente de emisión proveniente de otra región y no de un resultado matemático a través de un ajuste (ver Sección 5.4.4).

Como se vio en la Sección 5.5, 28 galaxias de la muestra presentaron asimetrías hacia el azul en el perfil de las líneas de [OIII] $\lambda$ 5007. Las mismas se ajustaron con una segunda componente, además de la componente central del [OIII]. Considerando la diferencia de velocidades entre [OIII]<sub>cc</sub> y [OIII]<sub>ca</sub>, se ve que  $|\Delta v|$  puede alcanzar los  $900 \text{ km s}^{-1}$ , con la mayor cantidad de galaxias mostrando un  $|\Delta v|$  entre  $\sim 30 - 300 \text{ km s}^{-1}$ .

Los objetos que muestran mayores  $|\Delta v|$ , muestran un mayor FWHM en la componente [OIII]<sub>cc</sub>. Esta tendencia encontrada en esta muestra de galaxias tiene un coeficiente de correlación de Pearson de  $r_p = -0.55$ , y coincide con lo encontrado por Bian, Yuan y Zhao, 2005 para galaxias NLS1 del DR3 (SDSS Data Release 3). Con el objetivo de estudiar la diferencia de velocidad mostrada por el extremo azul de la componente asimétrica respecto de la componente central, y asumiendo que el ancho de [OIII]<sub>ca</sub> en la base es aproximadamente el doble del  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]_{ca}}$ , se definió:  $\text{Corrimiento} = |\Delta v| + \text{FWHM}_{[\text{OIII}]_{ca}}$  (Ecuación 16). Se ve que las galaxias que muestran un mayor Corrimiento son las que también tienen una mayor masa del agujero negro. La tendencia encontrada tiene un coeficiente de Pearson de  $r_p = -0.69$  y está influenciada por la tendencia que existe entre  $M_{\text{BH}}$  y  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]_{ca}}$  ( $r_p = 0.53$ ) y en mucho menor medida por la relación entre  $M_{\text{BH}}$  y  $\Delta v$  ( $r_p = -0.2$ ). Lo anterior sugiere que la intensidad de los vientos que se originan en la NLR y se manifiestan en la asimetría de [OIII] están afectados por el potencial gravitatorio central. Esto estaría de acuerdo al hecho de que la masa del agujero negro correlaciona de buena manera con la emisión en radio, sugiriendo que las galaxias NLS1 con mayores masas de agujeros negros tienen mayores probabilidades de presentar jets relativistas (Järvelä, Lähteenmäki y León-Tavares, 2015) y por ende fuertes vientos.

Finalmente, en el Capítulo 6 se vio como se comportan las luminosidades de las distintas líneas de emisión. Se encontraron tendencias moderadas y fuertes entre la luminosidad de  $\text{BC}\alpha$  con las luminosidades del resto de las líneas de emisión,

con coeficientes de correlación de Pearson que llegan a  $r_p = 0.92$  como es el caso entre  $L_{BC\alpha}$  y  $L_{IC\alpha}$ . Considerando estas dos luminosidades, ambas muestran ser realmente comparables, con  $L_{BC\alpha}/L_{IC\alpha} \sim 1.5$  (Schmidt y col., 2016). Como se vio en la Sección 6.2.1, el factor  $r^2$  influye en cualquier correlación entre luminosidades. Esto requiere que, a la hora de comparar luminosidades, se estudien objetos con distancias parecidas. Luego de restringir el rango de redshifts y considerar sólo aquellas galaxias con  $0.02 < z < 0.08$ , se encuentra que las tendencias encontradas se siguen manteniendo.

Considerando el cociente entre  $L_{BC\alpha}$  y  $L_{BC\beta}$ , se encuentran valores que van para la mayoría de las galaxias desde  $\sim 2.5$  a  $\sim 10$ . Estos valores coinciden con modelos de fotoionización en los cuales, considerando nubes de la BLR con hidrógeno y densidades electrónicas de  $N_e = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ , se obtienen valores similares variando el parámetro de ionización  $\Gamma$  y la temperatura (Osterbrock, 1989). Bajo estas consideraciones, se tendrían BLRs con temperaturas que varían entre los 8000 K y los 16000 K, con la mayoría de los objetos de la muestra mostrando temperaturas en el rango de los 10000 K a los 14000 K.

En la Sección 6.4 se muestran las tendencias encontradas entre las luminosidades de las distintas líneas de emisión con las masas de los agujeros negros. En todos los casos, las galaxias que muestran mayores masas de sus agujeros negros también presentan mayores luminosidades. Las tendencias muestran coeficientes de correlación de Pearson típicos de  $r_p \sim 0.65-0.75$ , con un  $r_p \sim 0.84$  para la relación entre  $M_{BH}$  y  $L_{IC\alpha}$ .

Por último, en la Sección 6.5 se vio la ubicación de las galaxias de la muestra en el diagrama BPT. Dicho diagrama muestra los cocientes  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  contra  $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  para los 40 objetos que mostraron las 4 líneas de emisión. Como es de esperar, la mayoría de las galaxias caen en la región correspondiente a los AGNs (Figura 40). Sin embargo, algunos objetos caen en la región del diagrama correspondiente a galaxias con formación estelar. Ésto coincide con resultados obtenidos por otros autores, quienes encuentran que algunas NLS1 pueden caer en la zona correspondientes a regiones HII cuando se estudian los cocientes de intensidad de líneas (e.g., Drake y col., 2011; Rodríguez-Ardila, Pastoriza y Donzelli, 2000; Wu y Zhang, 2013). Esto sugiere que, en estas galaxias, la ionización en la NLR se debe no sólo al continuo del núcleo activo, sino que también hay una contribución estelar. En este contexto se han encontrado galaxias Seyfert 1 con brotes de formación estelar (Rodríguez-Ardila y Viegas, 2003). Para estos objetos, la ionización en la NLR es producida no sólo por fotones provenientes del motor central, sino también por fotones emitidos por estrellas jóvenes en regiones HII.



## ÍNDICE DE FIGURAS

---

- Figura 1 Diagrama del diapasón de la secuencia de Hubble. Imagen extraída de “Wikipedia”. 8
- Figura 2 Espectro típico de un AGN, con un continuo que es independiente de la temperatura. Imagen extraída de “Active Galactic Nuclei”, eds. R.D. Blandford, H. netzer, L. Woltjer, Springer-Verlag 1990. 10
- Figura 3 Espectro óptico de NGC 3227, con líneas anchas (arriba) y de Mrk 1157, con líneas angostas (abajo). Imagen extraída de Osterbrock, 1989. 11
- Figura 4 Imágenes de distintos quasars con sus galaxias huésped observados con el Telescopio Espacial Hubble. Imagen AURA/STScI/NASA/JPL (NASA photo STScI-PRC96-35a). 13
- Figura 5 Espectro del quasar 3C273 en unidades de flujo arbitrarias. Imagen extraída de “Wikipedia”. 13
- Figura 6 Espectro óptico de la galaxia Seyfert 1 NGC5548. El espectro muestra las líneas anchas de emisión de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  and  $H\delta$  y líneas prohibidas angostas como por ejemplo [OIII], [OII] y [NeIII]. Espectro obtenido por A. V. Filippenko en el Observatorio Lick (Estados Unidos). 15
- Figura 7 Espectro óptico de la galaxia 6dFGS gJ112640.7-014137, una Seyfert 2. El espectro muestra las líneas de emisión angostas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  y  $H\delta$  y líneas prohibidas angostas de emisión como por ejemplo [OIII], [OII], [OII], [NII] y [SII]. Además pueden observarse algunas líneas de absorción como por ejemplo las producidas por Mg y CaII. Espectro obtenido por el Sloan Digital Sky Survey (SDSS). 16
- Figura 8 Espectro típico de un objeto BL Lac. Espectro extraído del set de imágenes de Bill Keel. 18
- Figura 9 Espectro típico de una galaxia LINER, con el flujo en unidades arbitrarias y la longitud de onda en Å. Imagen extraída de “Wikipedia”. 18
- Figura 10 La radio galaxia del tipo FR II, Cygnus A. Es la fuente extragaláctica más brillante en longitudes de onda de radio. El “core” del núcleo activo de la galaxia puede verse como el punto brillante en el centro. Los radio lóbulos se extienden hasta unos 50 kpc del centro, mucho más allá de la extensión de la galaxia huésped, que no es visible en esta longitud de onda. Imagen extraída de Carilli y Barthel, 1996. 19
- Figura 11 Espectro óptico de Cygnus A. En el mismo pueden verse por ejemplo las líneas angostas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$  y algunas líneas prohibidas como ser [OIII], [OII], [OI], [NII], [NeV], [NeIII] y [SII], entre otras. Espectro extraído de Osterbrock, 1983. 20

- Figura 12 Esquema básico de la unificación de los AGN. Dependiendo de la línea de la visual, el toroide de gas y de polvo absorberá o no la mayor parte de la emisión del centro del AGN, viéndose por ejemplo una Seyfert 2 o una Seyfert 1, respectivamente. Esquema original realizado por Urry y Padovani, 1995. 25
- Figura 13 Diagramas de diagnóstico presentados por Spoon et al. (2007). En el eje de las abscisas se ve la emisión PAH en los  $6.2 \mu\text{m}$  y en la ordenada se muestra la intensidad del silicato en los  $9.7 \mu\text{m}$ . Las ULIRG están con círculos, galaxias starburst con triángulos, galaxias Seyfert y quasars con cuadrados y otras galaxias infrarrojas con pentágonos. Los símbolos abiertos representan casos donde el ancho equivalente de la línea PAH es solo un límite superior. 29
- Figura 14 Espectro compuesto de un AGN en el ultravioleta lejano basado en datos del satélite FUSE, presentados por Scott et al. (2004). La línea punteada muestra el ajuste del continuo, mientras que la línea sólida representa el ajuste del continuo y de las líneas de emisión. 31
- Figura 15 Espectro óptico de la galaxia CTS13.12 obtenido en CASLEO en el marco de este trabajo. Pueden verse, entre otras, las líneas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  y las líneas prohibidas  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$  y  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6549, 6584$ . 36
- Figura 16 Correlación entre la luminosidad en  $5100 \text{ \AA}$  y la luminosidad de  $H\alpha$  y de  $H\beta$  (Greene y Ho, 2005). 44
- Figura 17 Correlación entre la masa del agujero negro central y la dispersión de velocidades estelares obtenida por Tremaine y col., 2002. Las mediciones de masas basadas en cinemática estelar están denotadas por círculos, en cinemática del gas, por triángulos, y cinemática a través de emisión maser, por asteriscos. La línea sólida representa el mejor ajuste para la relación encontrada por dichos autores y mostrada en la ecuación 11. Las líneas punteadas muestran los límites a  $1 \sigma$  del mejor ajuste. 45
- Figura 18 Descomposición de gaussianas realizada en el marco de este trabajo para el perfil  $H\alpha + [\text{NII}]\lambda\lambda 6549, 6584$  del espectro de la galaxia 2MASX J21124490-3730119. El espectro observado se ve en negro, las componente ancha, delgada e intermedia de  $H\alpha$ , además de las dos líneas correspondientes a  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6549, 6584$  se ven en color rojo. El ajuste total (suma de todas las componentes) se ve en azul. El residuo (diferencia entre el espectro observado y el ajuste realizado) se muestra en negro en la parte inferior de la figura. 48

- Figura 19 Descomposición de gaussianas en la parte roja del espectro para las galaxias MCG04.24.017 (izquierda) y 2MASXJ05014863–2253232 (derecha). La línea sólida de color negro representa el espectro observado, las componentes de  $H\alpha$  y de  $[NII]\lambda\lambda 6548,6584$  se muestran en rojo y el ajuste final (suma de todas las componentes) se ve en azul. Los residuos se muestran en color negro, desplazados hacia abajo con el fin de obtener una mejor visualización de los mismos. 61
- Figura 20 Descomposición de gaussianas en la parte azul del espectro de la galaxia 2MASXJ21124490–3730119. El espectro observado está en color negro, las componentes de  $H\beta$  y de  $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$  se muestran en rojo y el ajuste total en azul. Los residuos se muestran en negro, desplazados hacia abajo para una mejor visualización. 62
- Figura 21 Histogramas de los FWHM de: la componente ancha  $BC\beta$  (arriba a la izquierda), la componente delgada  $NC\beta$  (arriba a la derecha), la componente asimétrica (ca) de  $[OIII]\lambda 5007$  (abajo a la izquierda) y la componente central (cc) de  $[OIII]\lambda 5007$  (abajo a la derecha). Todos los FWHM están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$  y han sido desafectados por el ancho instrumental. 66
- Figura 22 Histogramas de los FWHM de: la componente ancha  $BC\alpha$  (arriba a la izquierda),  $[SII]\lambda\lambda 6717,6731$  (arriba a la derecha), la componente delgada  $NC\alpha$  (abajo a la izquierda) y  $[NII]\lambda\lambda 6549,6584$  (abajo a la derecha). Todos los FWHM están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$  y han sido desafectados por el ancho instrumental. 67
- Figura 23 Densidad electrónica en unidades de  $\text{cm}^{-3}$ . 68
- Figura 24 Histograma de las masas de los agujeros negros de la muestra. 73
- Figura 25 Relación  $M - \sigma_*$  para las galaxias de la muestra, usando el FWHM de las componentes delgadas de  $H\alpha$  (izquierda) y de  $H\beta$  (derecha). Todos los valores de FWHM están en  $\text{km s}^{-1}$  y fueron corregidos por el ancho instrumental. La línea sólida representa la relación encontrada por Tremaine y col., 2002 usando  $\text{FWHM} = 2,35\sigma$ . Barra de errores típicos se muestran en cada panel. 74
- Figura 26 Relación  $M - \sigma_*$  para las galaxias de la muestra, usando el FWHM de las líneas prohibidas  $[SII]\lambda\lambda 6717,6731$  (arriba a la izquierda),  $[NII]\lambda\lambda 6549,6584$  (arriba a la derecha) y la componente central  $O[III]\lambda 5007$  (abajo). Todos los valores de FWHM están en  $\text{km s}^{-1}$  y fueron corregidos por el ancho instrumental. La línea sólida representa la relación encontrada por Tremaine y col., 2002 usando  $\text{FWHM} = 2,35\sigma$ . Barra de errores típicos se muestran en cada panel. 75

- Figura 27 Histograma de los valores del FWHM la componente intermedia IC de  $H\alpha$  (panel superior izquierdo), relación entre el FWHM de la componente ancha BC de  $H\alpha$  (panel superior derecho), histograma del cociente  $\text{FWHM}_{BC}/\text{FWHM}_{IC}$  (panel inferior izquierdo) y relación entre el FWHM de IC y la masa de los agujeros negros (panel inferior derecho). Todos los valores de FWHM están en  $\text{km s}^{-1}$  y fueron desafectados por el ancho instrumental. Se muestran las barras de errores típicas. Las líneas sólidas representan el mejor ajuste de los datos. 77
- Figura 28 Histograma de los valores del FWHM de la componente intermedia IC de  $H\beta$  (panel superior izquierdo), relación entre el FWHM de la componente ancha BC de  $H\beta$  (panel superior derecho), histograma del cociente  $\text{FWHM}_{BC}/\text{FWHM}_{IC}$  (panel inferior izquierdo) y relación entre el FWHM de IC y la masa de los agujeros negros (panel inferior derecho). Todos los FWHM están en  $\text{km s}^{-1}$  y fueron desafectados por el ancho instrumental. Se muestran las barras de errores típicas. Las líneas sólidas representan el mejor ajuste de los datos. 79
- Figura 29 Ajustes de la línea  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  para las galaxias Zw049.106 (izquierda) y SDSSJ134524.70–025939.8 (derecha). El espectro observado se ve en color negro, las componentes de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  se muestran en rojo y el ajuste final (suma de ambas componentes) se ve en azul. Los residuos se muestran en negro y desplazados hacia abajo para que se vean con mayor claridad. 82
- Figura 30 Histograma de  $\Delta v$  (izquierda) y relación entre  $\Delta v$  y  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]cc}$  (derecha) para las 28 galaxias de la muestra que presentan asimetrías en  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ . La línea sólida en el panel derecho representa el mejor ajuste obtenido para estos datos.  $\Delta v$  y  $\text{FWHM}_{[\text{OIII}]cc}$  están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$ . Se muestra además una barra de error típica. 83
- Figura 31 Relación entre el corrimiento total (en  $\text{km s}^{-1}$ ) y la masa del agujero negro. En línea sólida se ve el ajuste para los datos. Se muestra además una barra de error típica. 85
- Figura 32 Luminosidad total de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad total de  $H\beta$  (arriba a la izquierda), luminosidad de  $BC\alpha$  y  $BC\beta$  (arriba a la derecha), luminosidad de  $NC\alpha$  y  $NC\beta$  (abajo a la izquierda) y luminosidad de  $IC\alpha$  con  $IC\beta$  (abajo a la derecha). La línea discontinua indica la identidad, mientras que la línea sólida representa el mejor ajuste para cada conjunto de datos. Todas las luminosidades están en unidades de  $(\text{erg s}^{-1})$ . Barra de errores típicas se ven en cada gráfico. 93

- Figura 33 Figura análoga a la Figura 32, para galaxias con  $0.02 < z < 0.08$ , en donde se ve: luminosidad total de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad total de  $H\beta$  (arriba a la izquierda), luminosidad de  $BC\alpha$  y  $BC\beta$  (arriba a la derecha), luminosidad de  $NC\alpha$  y  $NC\beta$  (abajo a la izquierda) y luminosidad de  $IC\alpha$  con  $IC\beta$  (abajo a la derecha). La línea discontinua indica la identidad, mientras que la línea sólida representa el mejor ajuste para cada conjunto de datos. Todas las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Barra de errores típicas se ven en cada gráfico. 95
- Figura 34 Luminosidad de la componente ancha (BC) de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad de: la componente intermedia IC de  $H\alpha$  (arriba a la izquierda),  $IC\beta$  (arriba a la derecha), la componente delgada  $NC\alpha$  (abajo a la izquierda) y  $NC\beta$  (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas de 0.06 dex se indican en cada gráfico. 96
- Figura 35 Luminosidad de la componente ancha (BC) de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad de:  $[OIII]\lambda 5007_{cc}$  (arriba a la izquierda),  $[NII]\lambda 6584$  (arriba a la derecha),  $[OIII]\lambda 5007_{ca}$  (abajo a la izquierda) y  $[SII]\lambda 6731$  (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas se muestran en cada panel. 97
- Figura 36 Figura análoga a la Figura 34 para galaxias con redshifts en el rango  $0.02 < z < 0.08$ , en donde se ve la luminosidad de la componente ancha (BC) de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad de: la componente intermedia IC de  $H\alpha$  (arriba a la izquierda),  $IC\beta$  (arriba a la derecha), la componente delgada  $NC\alpha$  (abajo a la izquierda) y  $NC\beta$  (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas de 0.06 dex se indican en cada gráfico. 98
- Figura 37 Figura análoga a la Figura 35 considerando galaxias con redshifts en el rango  $0.02 < z < 0.08$ , en donde se ve la luminosidad de la componente ancha (BC) de  $H\alpha$  comparada con la luminosidad de:  $[OIII]\lambda 5007_{cc}$  (arriba a la izquierda),  $[NII]\lambda 6584$  (arriba a la derecha),  $[OIII]\lambda 5007_{ca}$  (abajo a la izquierda) y  $[SII]\lambda 6731$  (abajo a la derecha). Todos los valores de las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barras de errores típicas se muestran en cada panel. 99

- Figura 38 Masa del agujero negro comparada con la luminosidad de:  $\text{NC}\alpha$  (arriba a la izquierda),  $\text{NC}\beta$  (arriba a la derecha),  $\text{IC}\alpha$  (abajo a la izquierda),  $\text{IC}\beta$  (abajo a la derecha). Todos los valores de luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barra de errores típicas se muestran en cada gráfico. 100
- Figura 39 Masa del agujero negro comparada con la luminosidad de:  $\text{NC}\alpha$  (arriba a la izquierda),  $\text{NC}\beta$  (arriba a la derecha),  $\text{IC}\alpha$  (abajo a la izquierda),  $\text{IC}\beta$  (abajo a la derecha). Todas las luminosidades están en unidades de ( $\text{erg s}^{-1}$ ). Las líneas sólidas representan los mejores ajustes para los datos. Barra de errores típicas se ven en cada gráfico. 102
- Figura 40 Cociente de intensidades de líneas  $[\text{OIII}]\lambda_{5007}/\text{H}\beta$  contra  $[\text{NII}]\lambda_{6584}/\text{H}\alpha$  para las galaxias de la muestra. Los flujos de  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$  corresponden a los de las componentes angostas de cada línea. El flujo  $[\text{OIII}]\lambda_{5007}$  corresponde a la emisión total ( $[\text{OIII}]\lambda_{5007\text{cc}} + [\text{OIII}]\lambda_{5007\text{ca}}$ ). La línea sólida y discontinua indica la división encontrada entre galaxias con formación estelar y AGN por Kauffmann y col., 2003 y Kewley y col., 2001, respectivamente. Una barra de error típica se muestra en la parte inferior derecha de la figura. 103
- Figura 41 Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame". 123
- Figura 42 Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame". 124
- Figura 43 Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame". 125
- Figura 44 Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame". 126
- Figura 45 Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame". 127
- Figura 46 Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame". 128
- Figura 47 Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame". 129

Figura 48	Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ y los espectros están en "rest-frame". 130
Figura 49	Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ y los espectros están en "rest-frame". 131
Figura 50	Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ y los espectros están en "rest-frame". 132
Figura 51	Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ y los espectros están en "rest-frame". 133

## ÍNDICE DE TABLAS

---

Tabla 1	Lista de las galaxias observadas. Columna 1: nombre de la galaxia. Columna 2 a 5: ascensión recta (J2000), declinación (J2000), magnitud aparente en el filtro B (a menos que se especifique otro filtro) y redshift. Datos tomados de la NED (Nasa Extragalactic Database). 54
Tabla 1	Continuación 55
Tabla 2	Lista de las galaxias observadas. Columna 1: nombre de la galaxia. Columna 2: Fecha de la observación en el rango "azul" ( $\sim 4000 - \sim 5500 \text{ Å}$ ). Columna 3: Tiempo de exposición en el rango azul. Columna 4: Fecha de la observación en el rango "rojo" ( $\sim 5500 - \sim 7000 \text{ Å}$ ). Columna 5: Tiempo de exposición en el rango rojo. 57
Tabla 2	Continuación 58
Tabla 3	Parámetros de las líneas [SII]. Columna 2: Flujo de [SII] $\lambda 6717$ . Columna 3: Flujo de [SII] $\lambda 6731$ . Columna 4: FWHM de [SII]. Todos los flujos están en unidades de $10^{15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ mientras que los FWHM están en unidades de $\text{km s}^{-1}$ . 69
Tabla 4	FWHM de la componente ancha de $\text{H}\alpha$ , ya desafectada por el ancho instrumental, luminosidad de la misma componente y masas de los agujeros negros centrales. Para los objetos con "*" los valores presentados corresponden a $\text{BC}\beta$ . La galaxia Zw037.022 no mostró tener una componente ancha para las líneas de Balmer. 71
Tabla 4	Continuación 72

Tabla 5	Principales parámetros de la componente asimétrica (ca) de [OIII] $\lambda$ 5007. Columna 1: nombre de la galaxia. Columna 2 y 3: FWHM y Flujo de [OIII]ca en unidades de $\text{km s}^{-1}$ y de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , respectivamente. Columna 4: Diferencia de velocidad entre [OIII]ca y [OIII]cc dada por la posición de ambas líneas. <a href="#">84</a>
Tabla 6	Columna 1: tendencias consideradas entre las luminosidades de las distintas componentes de H $\alpha$ y H $\beta$ . Columna 2: ajustes OLS Bisector obtenidos. Columna 3: coeficientes de correlación de Pearson ( $r_p$ ) de las distintas relaciones. <a href="#">94</a>
Tabla 7	Columna 2: Velocidad radial en $\text{km s}^{-1}$ . Columna 3 y 4: Ejes mayor y menor en unidades de arcmin. Columna 5: Clasificación morfológica. Todos los datos fueron extraídos de NED (Nasa Extragalactic Database). <a href="#">121</a>
Tabla 7	Continuación <a href="#">122</a>
Tabla 8	Columnas 2 y 3: FWHM y Flujo de la componente delgada de H $\alpha$ . Columnas 4 y 5: FWHM y Flujo de la componente delgada de H $\beta$ . Columnas 6 y 7: FWHM y Flujo de la componente ancha de H $\beta$ . Todos los FWHM están desafectados por el ancho instrumental y están en unidades de $\text{km s}^{-1}$ . Los flujos están en unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . <a href="#">135</a>
Tabla 8	Continuación <a href="#">136</a>
Tabla 9	FWHM y Flujo de IC $\alpha$ (columnas 2 y 3). FWHM y Flujo de IC $\beta$ (columnas 4 y 5). Todos los FWHM están en unidades de $\text{km s}^{-1}$ y todos los flujos están en unidades de $10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . <a href="#">137</a>
Tabla 10	Columnas 2 y 3: FWHM y Flujo de la componente central de [OIII] $\lambda$ 5007. Columnas 4 y 5: FWHM y Flujo de [NII] $\lambda$ 6584. Todos los FWHM están desafectados por el ancho instrumental y están en unidades de $\text{km s}^{-1}$ . Los flujos están en unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . <a href="#">138</a>
Tabla 10	Continuación <a href="#">139</a>

Parte III

APÉNDICES



## INFORMACIÓN ADICIONAL DE LA MUESTRA

A continuación pueden verse en la Tabla 7 algunos parámetros correspondientes a las galaxias de la muestra, como ser la velocidad radial, el tamaño angular de los ejes mayor y menor y la clasificación morfológica de los objetos. Los datos presentados fueron extraídos de la NED (Nasa Extragalactic Database).

Tabla 7: Columna 2: Velocidad radial en  $\text{km s}^{-1}$ . Columna 3 y 4: Ejes mayor y menor en unidades de arcmin. Columna 5: Clasificación morfológica. Todos los datos fueron extraídos de NED (Nasa Extragalactic Database).

Galaxia	Velocidad radial ( $\text{km s}^{-1}$ )	Eje mayor (arcmin)	Eje menor (arcmin)	Morfología
1AXGJ134450+0005	26262	—	—	—
1RXS J040443.5–295316	17995	0.20	0.19	—
2MASXJ01115114–4045426	16278	0.41	0.39	—
2MASX J01413249–1528016	24304	0.34	0.24	—
2MASXJ05014863–2253232	12232	0.31	0.29	—
2MASXJ08173955–0733089	21765	—	—	—
2MASX J21124490–3730119	12883	0.46	0.30	—
2MASX J21531910–1514111	23324	—	—	—
2MASXJ21565663–1139314	8420	—	—	—
6dF J1117042–290233	21123	0.12	—	—
CTSH34.06	9535	0.45	—	—
CTSJ13.12	3663	0.47	—	—
CTSK06.02	19900	0.13	—	—
CTSM02.47	17106	0.18	0.2	—
CTSM13.24	19025	0.18	—	—
E0337–267	>30000	0.20	0.16	—
FAIRALL0107	18275	0.44	0.34	—
HE0348–5353	>30000	—	—	—
HE1107+0129	28630	0.31	0.30	—
HE1438–0159	24860	0.32	0.27	—
IGRJ16185–5928	10381	0.37	0.32	—
IRAS04576+0912	10822	—	—	—
IRAS16355–2049	7906	0.30	—	—
IRAS20520–2329	>30000	—	—	—
MCG–04.24.017	3842	1.0	0.5	SB0
MCG–05.01.013	9198	0.3	0.25	—
MS20395–0107	>30000	0.22	0.12	—

Tabla 7: Continuación

Galaxia	Velocidad radial (km s <sup>-1</sup> )	Eje mayor (arcmin)	Eje menor (arcmin)	Morfología
NPM1G-17.0312	6559	—	—	—
RBS0106	18377	0.47	0.31	—
RBS0219	>30000	0.23	0.20	—
RBS1529	>30000	—	—	—
RBS1665	18197	—	—	—
RHS56	23709	—	—	—
RX J0024.7+0820	20086	—	—	—
RX J0323.2-4931	21285	0.48	0.30	—
RX J0902.5-0700	26715	—	—	—
RXJ2218.6+0802	>30000	—	—	—
RXJ2221.8-2713	>30000	—	—	—
RX J2301.8-5508	>30000	—	—	—
SDSSJ103210.16+065205.4	15821	0.29	0.21	—
SDSS J134524.69-025939.8	25566	0.27	0.17	—
SDSS J144052.60-023506.2	13295	0.26	0.23	Irregular
SDSS J151024.92+005843.9	21631	0.35	0.16	—
SDSS J153001.82-020415.1	15346	0.23	0.22	—
SDSS J153705.95+005522.8	>30000	—	—	—
SDSSJ161227.83+010159.8	29109	—	—	—
SDSS J225452.22+004631.4	27202	—	—	—
V961349-439	15589	—	—	—
WKK4438	4797	0.47	0.32	—
WPV8507	8577	0.18	0.15	—
Zw037.022	13147	0.54	0.38	Sb
Zw049.106	11626	0.70	0.43	—
Zw374.029	4066	—	—	—

## ESPECTROS OBTENIDOS

En las Figuras 41 a 51 se presentan los espectros obtenidos para este trabajo.

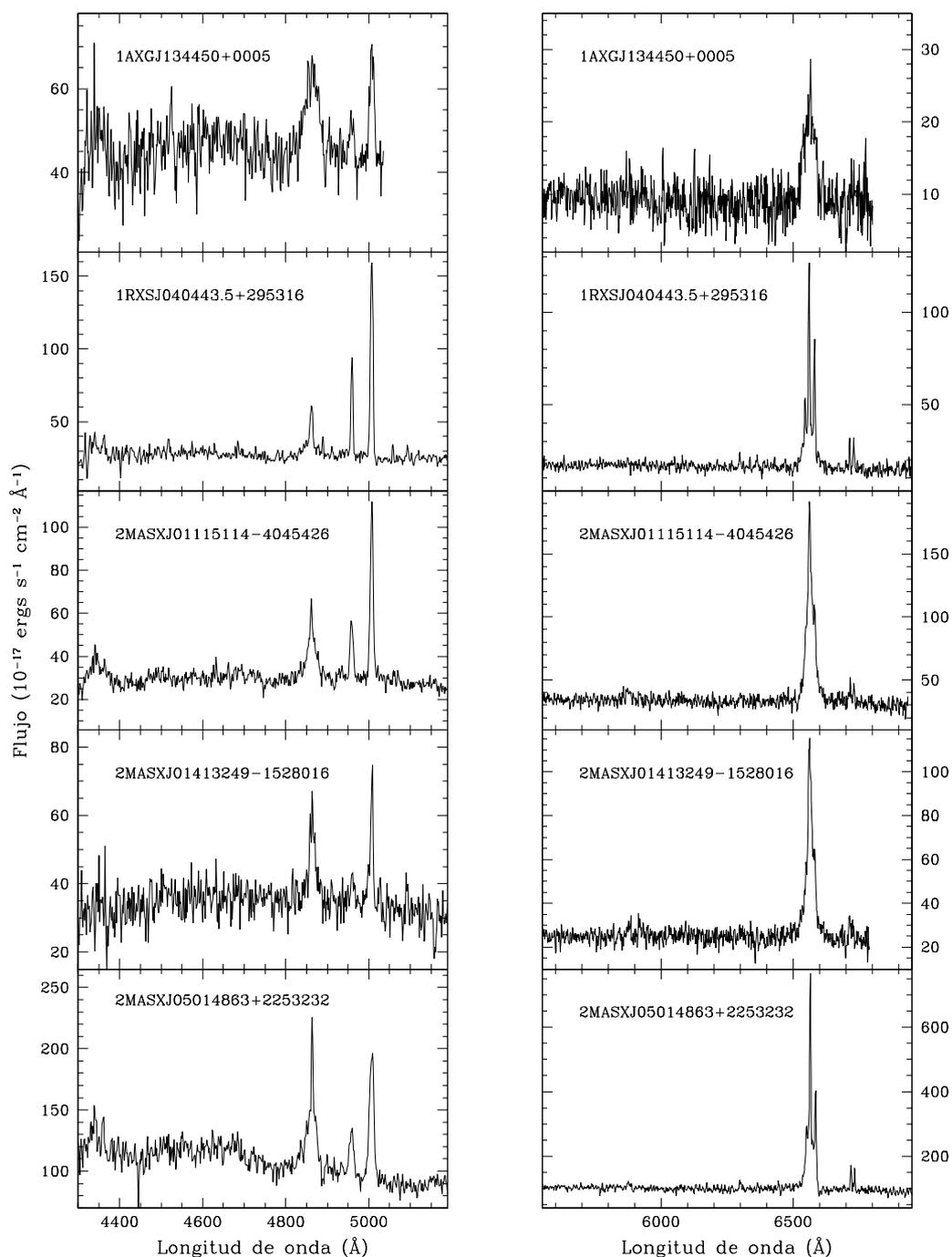


Figura 41: Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

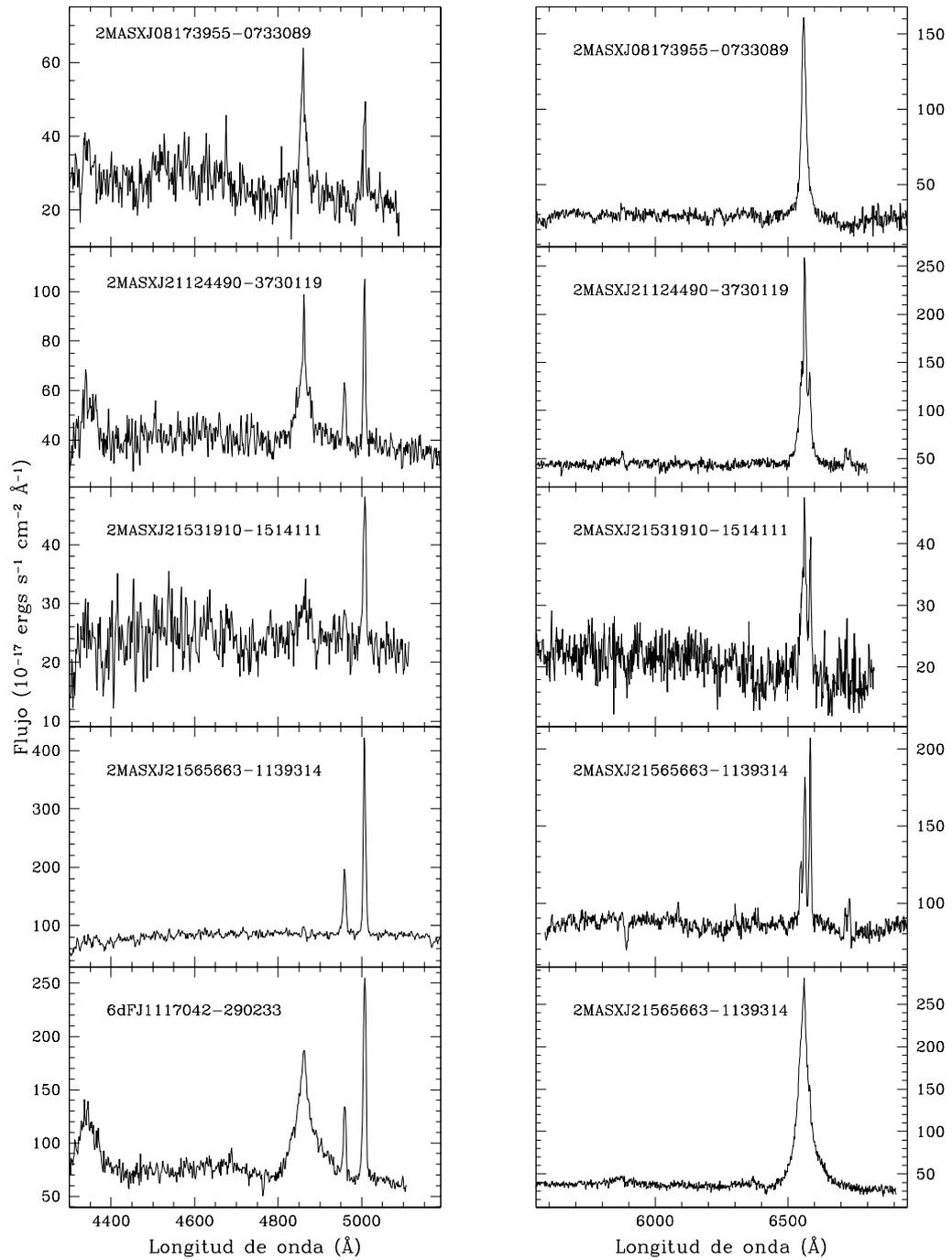


Figura 42: Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

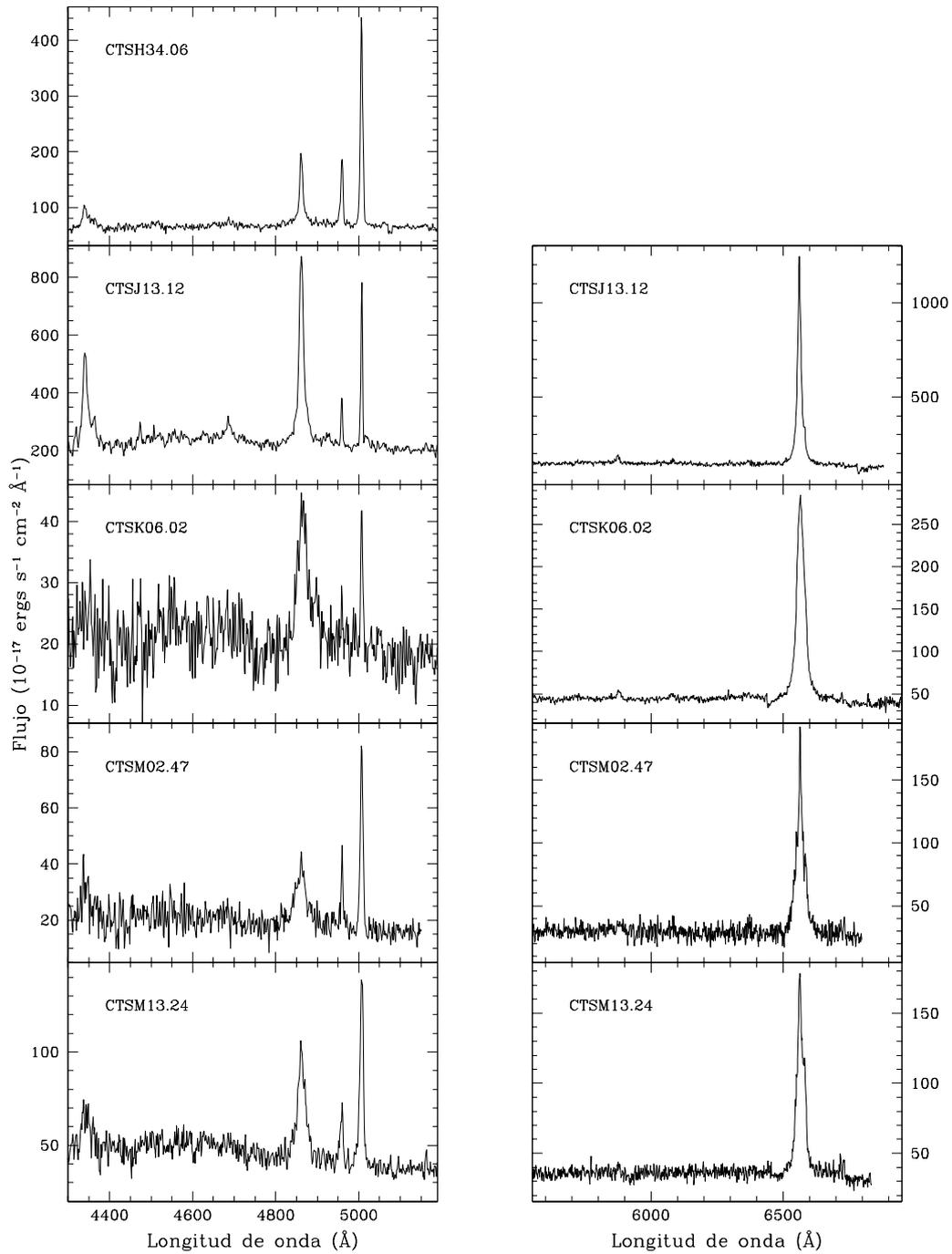


Figura 43: Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

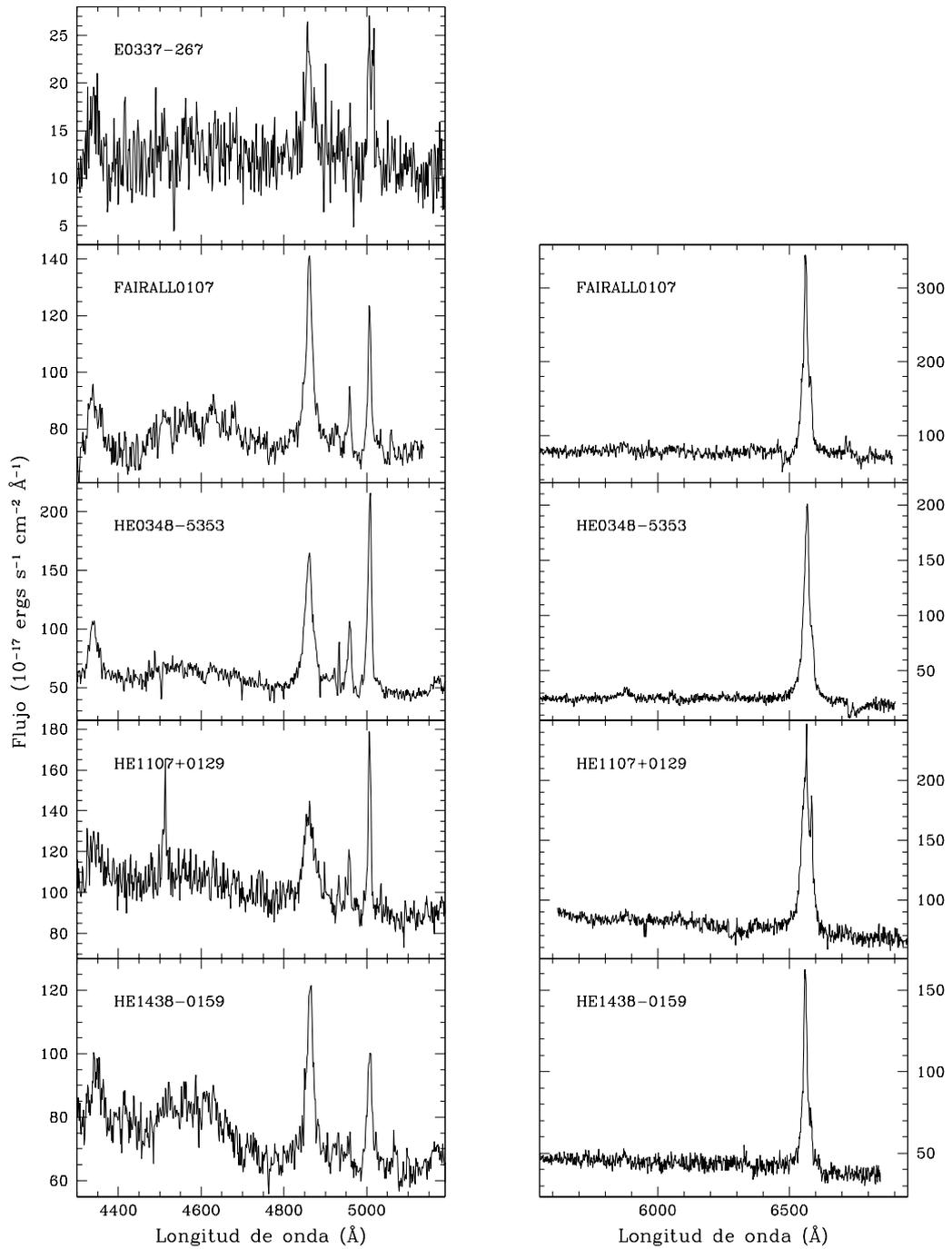


Figura 44: Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17}$  erg  $cm^{-2}$   $s^{-1}$   $\text{\AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

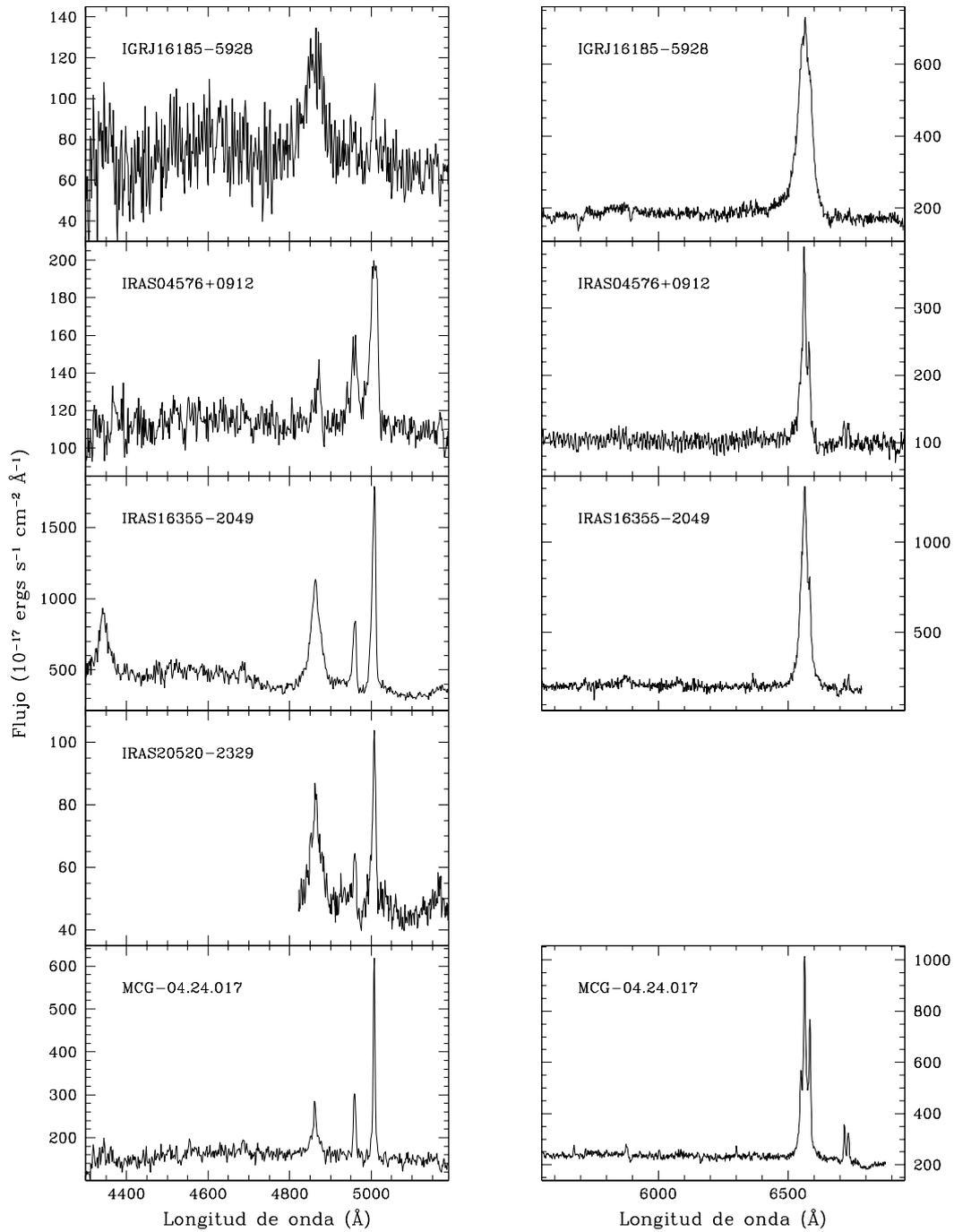


Figura 45: Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17}$  erg  $cm^{-2}$   $s^{-1}$   $\text{\AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

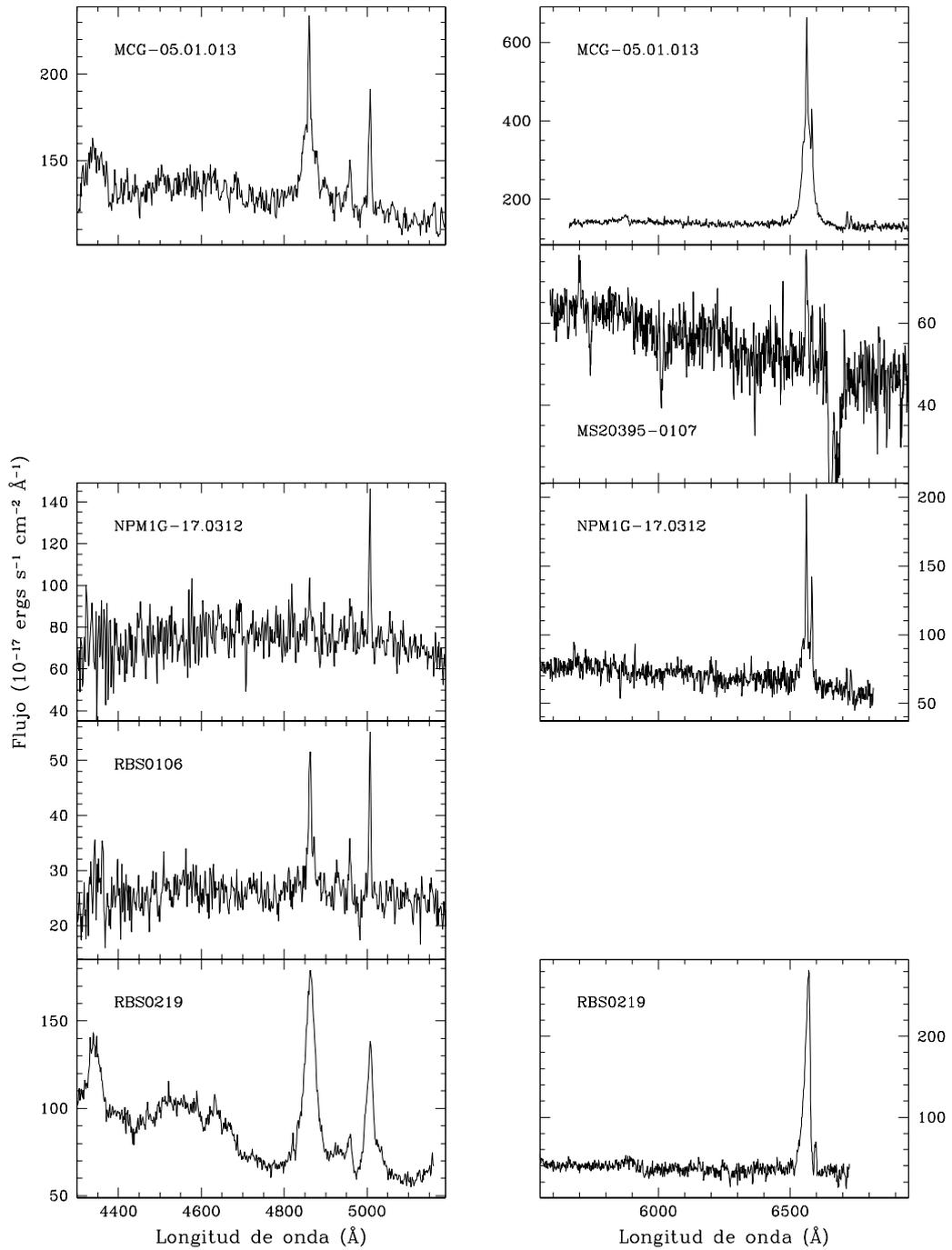


Figura 46: Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

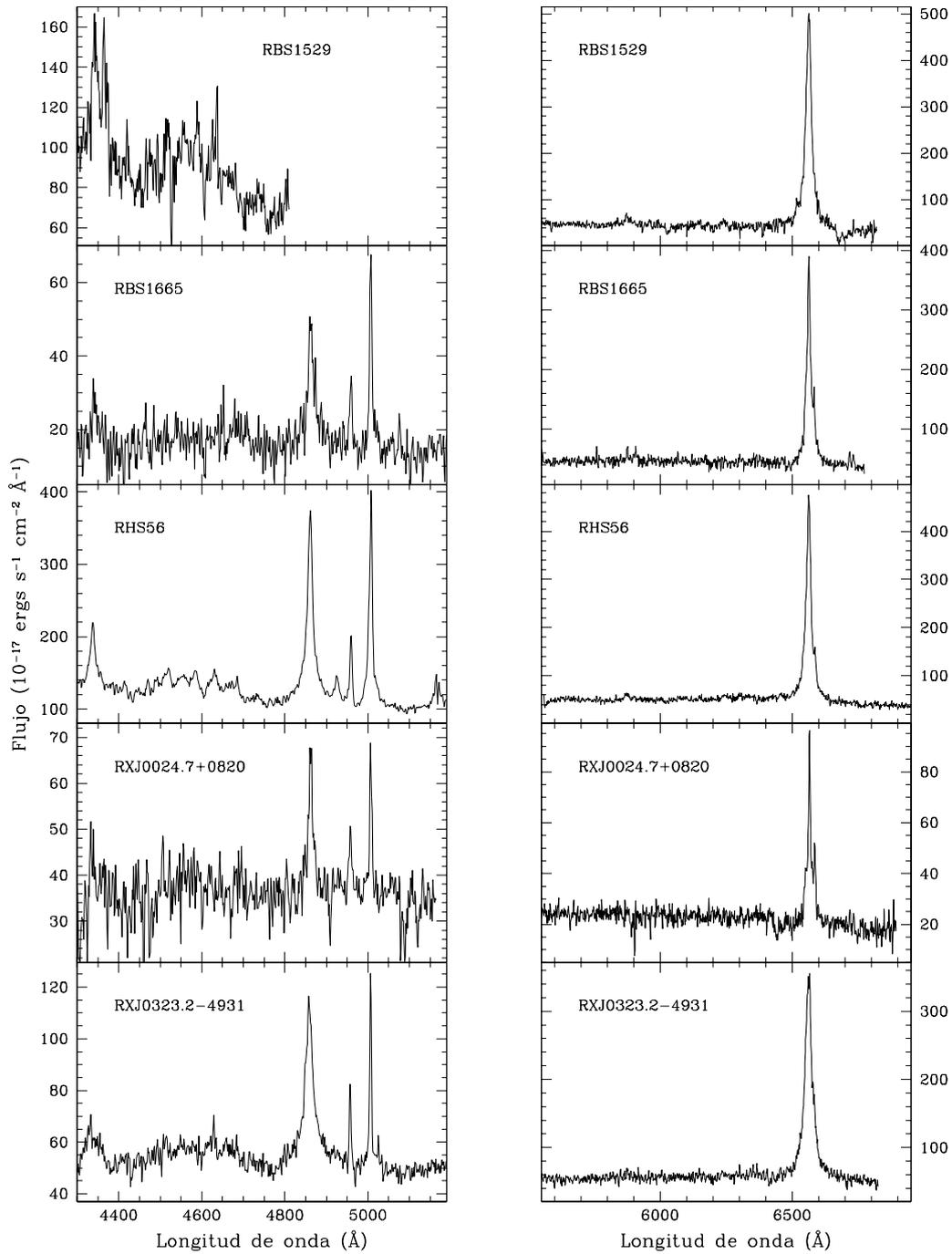


Figura 47: Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

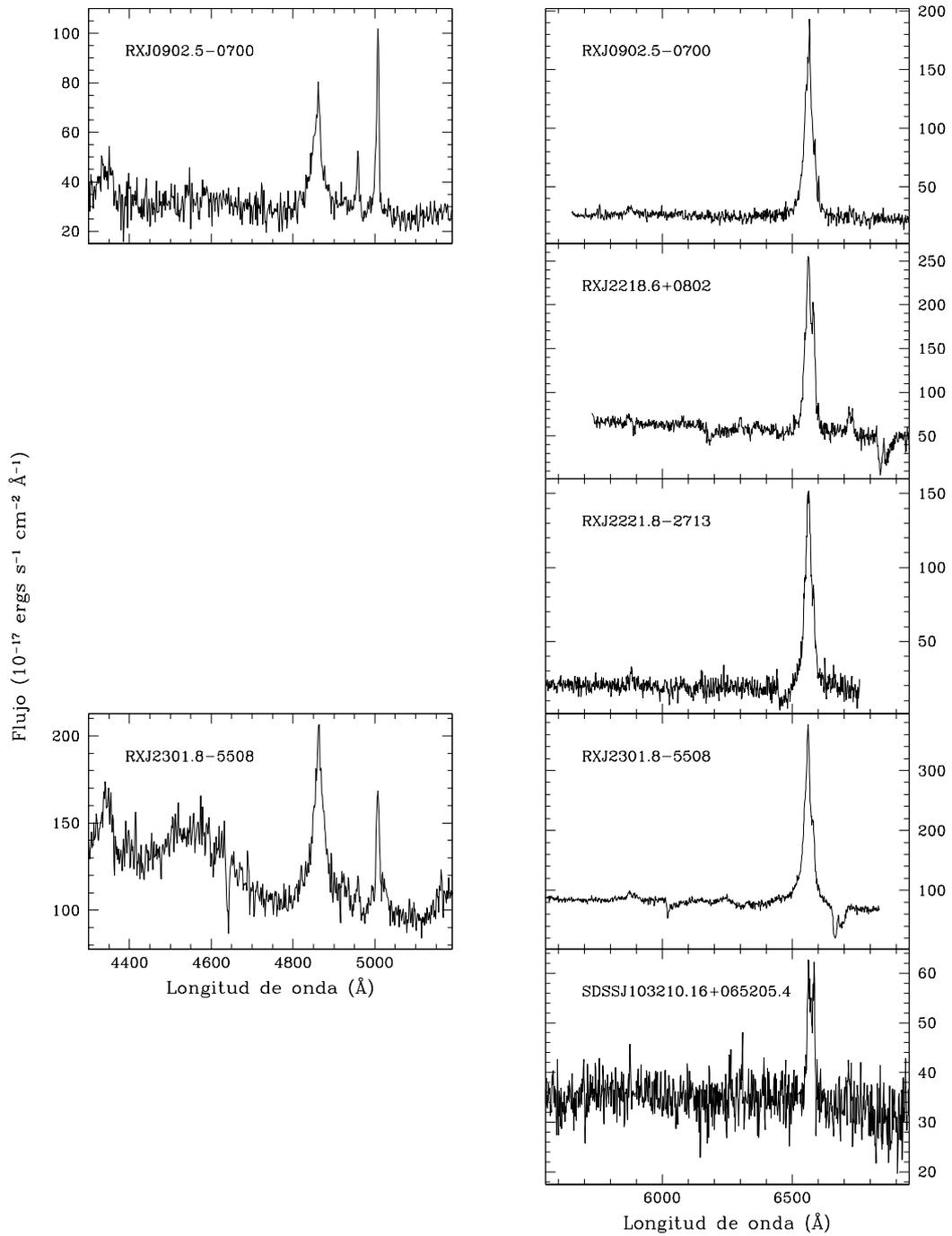


Figura 48: Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

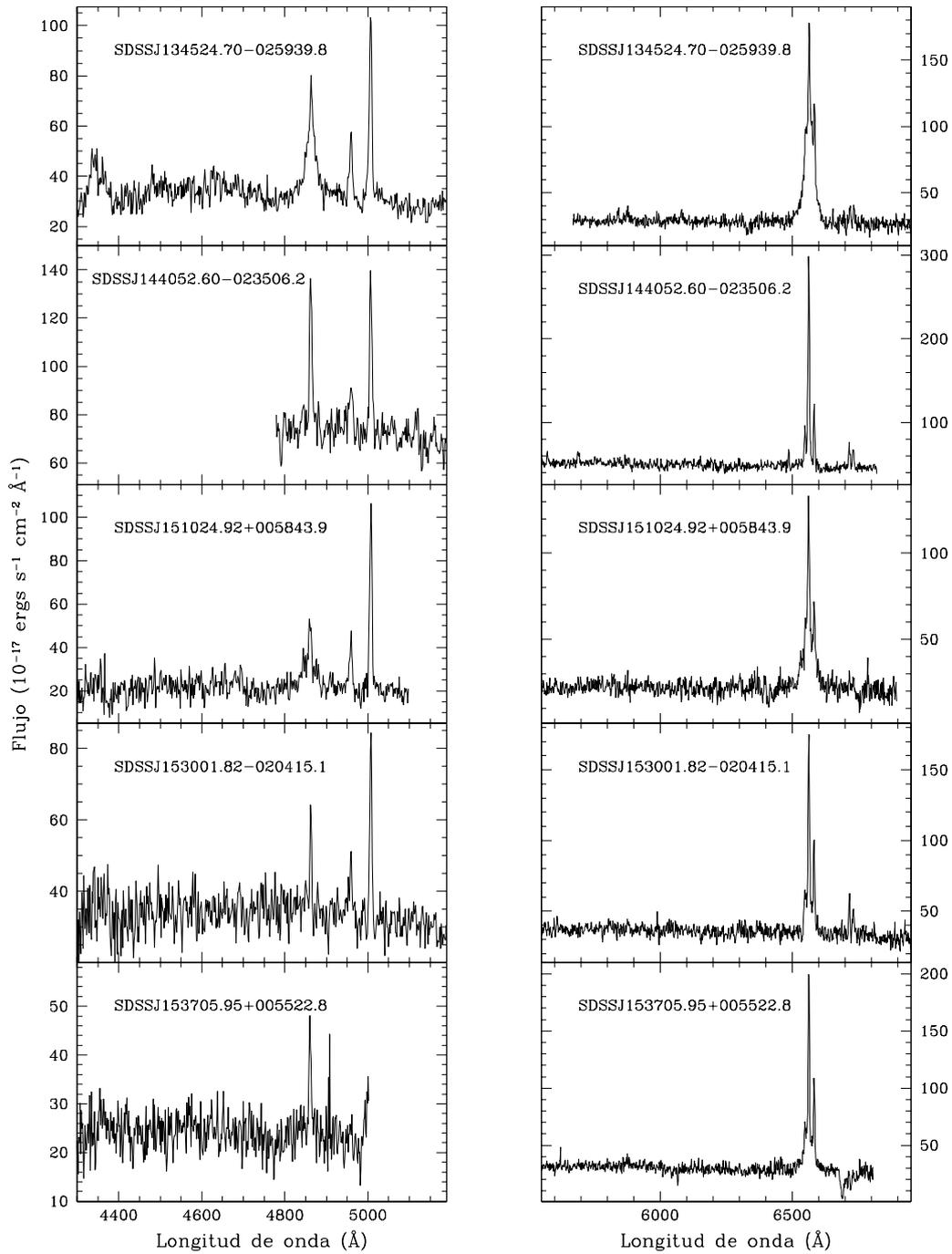


Figura 49: Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{\AA} - 5200\text{\AA}$  y  $5600\text{\AA} - 6900\text{\AA}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

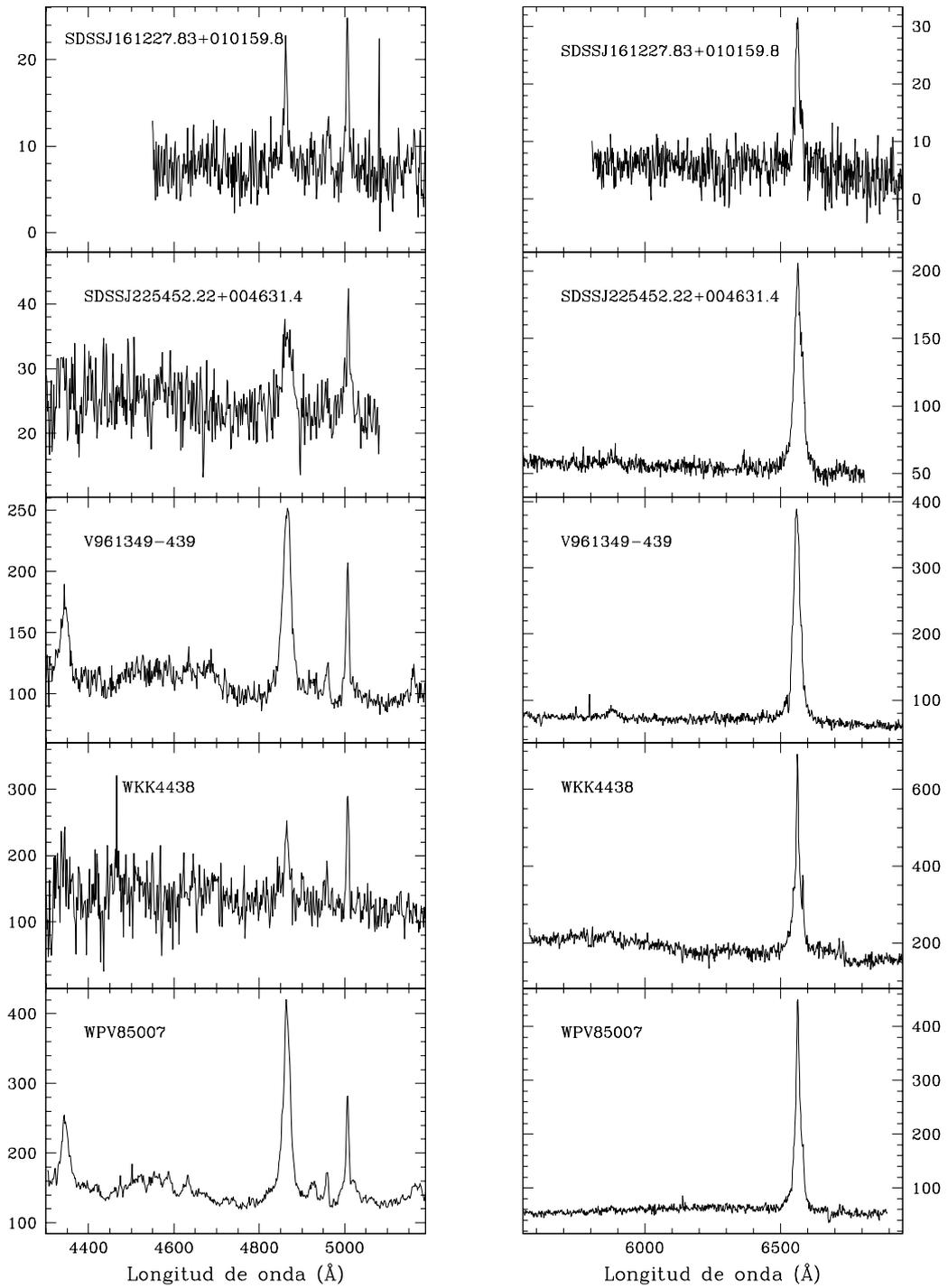


Figura 50: Espectros observados desde CASLEO en los rangos 4300Å - 5200Å y 5600Å - 6900Å. La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".

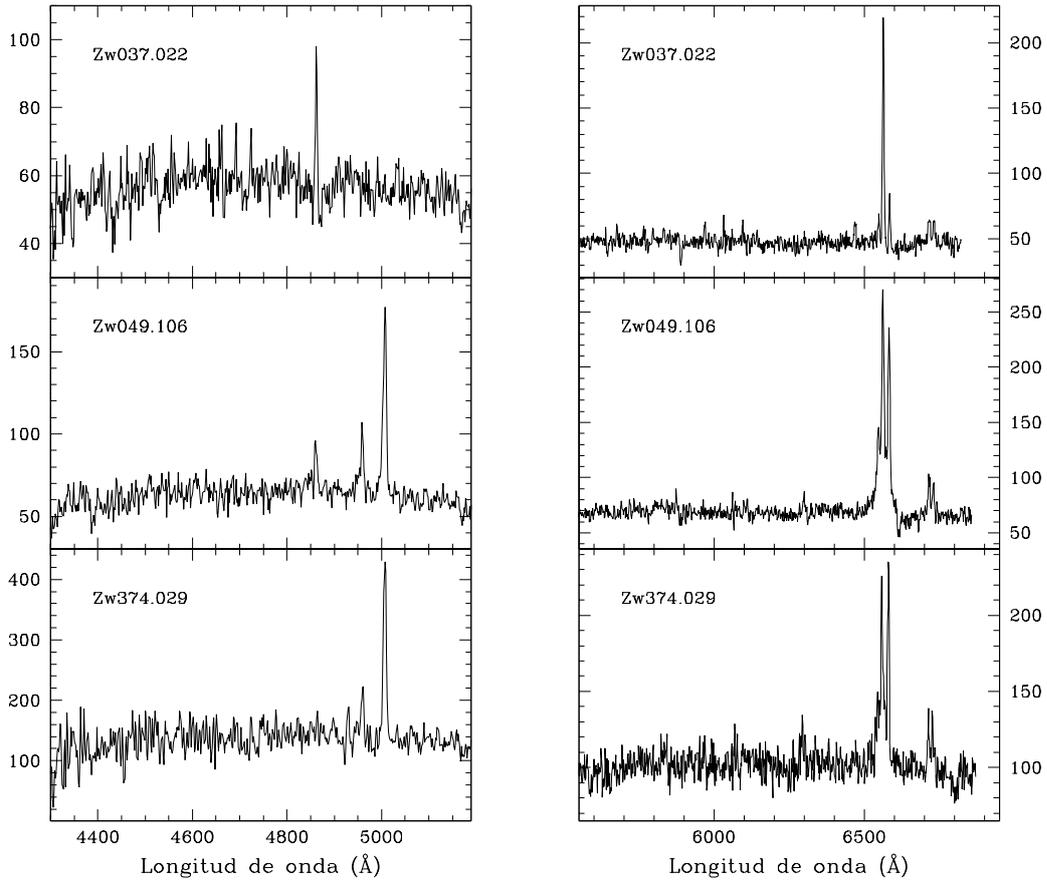


Figura 51: Espectros observados desde CASLEO en los rangos  $4300\text{Å} - 5200\text{Å}$  y  $5600\text{Å} - 6900\text{Å}$ . La ordenada está en unidades de  $10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$  y los espectros están en "rest-frame".



## MEDICIONES

*“Hay que hacer como el carpintero: medir dos veces y cortar una”*

— Anónimo.

En la Tabla 8 se muestran el FWHM y el Flujo de la componente delgada de H $\alpha$ , de la componente delgada de H $\beta$  y de la componente ancha de H $\beta$ .

Tabla 8: Columnas 2 y 3: FWHM y Flujo de la componente delgada de H $\alpha$ . Columnas 4 y 5: FWHM y Flujo de la componente delgada de H $\beta$ . Columnas 6 y 7: FWHM y Flujo de la componente ancha de H $\beta$ . Todos los FWHM están desafectados por el ancho instrumental y están en unidades de km s $^{-1}$ . Los flujos están en unidades de 10 $^{-15}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ .

Galaxia	FW <sub>NC<math>\alpha</math></sub>	F <sub>NC<math>\alpha</math></sub>	FW <sub>NC<math>\beta</math></sub>	F <sub>NC<math>\beta</math></sub>	FW <sub>BC<math>\beta</math></sub>	F <sub>BC<math>\beta</math></sub>
1AXGJ134450+0005	147	0.80	192	0.29	1917	5.42
1RXSJ040443.5-295316	176	6.83	314	1.71	2276	3.71
2MASXJ01115114-4045426	256	5.33	251	0.97	1924	6.30
2MASXJ01413249-1528016	408	5.40	740	2.64	2212	1.90
2MASXJ05014863-2253232	164	28.37	193	3.82	1956	16.17
2MASXJ08173955-0733089	735	18.59	508	1.66	1159	3.57
2MASXJ21124490-3730119	313	8.74	178	1.46	2199	9.46
2MASXJ21531910-1514111	549	2.45	316	0.21	2312	1.54
2MASXJ21565663-1139314	365	8.97	327	1.23	—	—
6dFJ1117042-290233	426	7.57	378	2.00	3568	41.45
CTSH34.06	—	—	349	6.69	1685	8.74
CTSJ13.12	274	25.96	441	7.61	1688	55.03
CTSK06.02	936	41.01	547	1.02	2658	6.08
CTSM02.47	276	3.79	249	0.53	2157	5.56
CTSM13.24	314	3.72	488	2.18	2099	10.17
E0337-267	—	—	621	0.77	2153	1.98
FAIRALL0107	437	15.80	695	5.17	2191	9.80
HE0348-5353	447	7.81	314	1.17	2289	18.11
HE1107+0129	180	3.17	281	0.35	2157	14.22
HE1438-0159	441	7.85	620	3.23	2006	9.39
IGRJ16185-5928	210	4.01	413	1.04	2717	18.35
IRAS04576+0912	484	22.38	461	2.39	711.7	1.33
IRAS16355-2049	467	64.58	456	13.50	2197	186.70
IRAS20520-2329	—	—	350	0.87	2016	8.06
MCG-04.24.017	277	30.28	248	4.11	1695	15.81

Tabla 8: Continuación

Galaxia	$FW_{NC\alpha}$	$F_{NC\alpha}$	$FW_{NC\beta}$	$F_{NC\beta}$	$FW_{BC\beta}$	$F_{BC\beta}$
MCG-05.01.013	207	16.85	266	3.52	2092	16.04
MS20395-0107	99	0.47	—	—	—	—
NPM1G-17.0312	177	6.05	149	0.93	1256	1.84
RBS0106	348	1.40	—	—	2180	2.44
RBS0219	526	18.27	300	0.44	2757	21.25
RBS1529	317	5.70	—	—	—	—
RBS1665	394	13.45	389	1.40	2326	3.33
RHS56	536	27.49	533	11.53	2806	27.81
RXJ0024.7+0820	244	4.09	399	1.50	1643	3.74
RXJ0323.2-4931	154	1.38	236	0.60	3450	10.52
RXJ0902.5-0700	114	2.09	418	1.73	2704	9.97
RXJ2218.6+0802	734	25.49	—	—	—	—
RXJ2221.8-2713	509	4.43	—	—	—	—
RXJ2301.8-5508	403	9.96	171	1.15	3405	16.52
SDSSJ103210.16+065205.4	434	2.22	—	—	—	—
SDSSJ134524.70-025939.8	211	4.57	236	0.94	1769	8.88
SDSSJ144052.60-023506.2	206	14.13	407	5.05	—	—
SDSSJ151024.92+005843.9	301	5.71	311	1.25	2070	4.37
SDSSJ153001.82-020415.1	211	5.03	233	1.63	—	—
SDSSJ153705.95+005522.8	145	6.21	443	1.75	—	—
SDSSJ161227.83+010159.8	573	2.10	257	0.55	1343	1.21
SDSSJ225452.22+004631.4	279	1.62	304	0.19	1555	2.53
V961349-439	181	1.22	275	1.07	3235	17.08
WKK4438	327	26.07	568	9.2	2152	11.95
WPV85007	313	12.70	738	17.26	3118	18.96
Zw037.022	238	13.86	148	1.63	—	—
Zw049.106	302	13.15	306	1.60	1776	2.71
Zw374.029	154	5.97	—	—	—	—

En la Tabla 9 se listan el FWHM y el Flujo de las componentes intermedias de  $H\alpha$  y  $H\beta$ .

En la Tabla 10 se muestran el FWHM y el Flujo de  $[NII]\lambda 6584$  y de la componente central de  $[OIII]\lambda 5007$ .

Tabla 9: FWHM y Flujo de IC $\alpha$  (columnas 2 y 3). FWHM y Flujo de IC $\beta$  (columnas 4 y 5). Todos los FWHM están en unidades de km s $^{-1}$  y todos los flujos están en unidades de 10 $^{-14}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ .

Galaxia	FWHM <sub>IC<math>\alpha</math></sub>	Flujo <sub>IC<math>\alpha</math></sub>	FWHM <sub>IC<math>\beta</math></sub>	Flujo <sub>IC<math>\beta</math></sub>
1AXGJ134450+0005	—	—	974.6	0.1863
2MASXJ21124490-3730119	1055	0.8034	—	—
6dFJ1117042-290233	1687	6.404	1191	0.5393
CTSJ13.12	754	11.47	552	3.807
CTSM13.24	1182	2.159	779	0.2142
HE0348-5353	1015	3.091	1014	0.909
IGRJ16185-5928	2330	16.2	578	0.07918
IRAS16355-2049	1390	35.69	952	1.836
RBS0219	891	2.119	1319	1.311
RBS1529	970	6.645	—	—
RBS1665	820	1.992	1023	0.1638
RHS56	1416	5.633	1100	1.62
RXJ0323.2-4931	961	3.884	1127	0.6632
RXJ0902.5-0700	1222	2.39	756	0.1449
RXJ2221.8-2713	1397	2.209	—	—
RXJ2301.8-5508	1199	3.954	1458	1.26
SDSSJ225452.22+004631.4	1140	1.481	1473	0.05897
V961349-439	1139	7.561	1278	2.549
WPV85007	1132	5.383	1382	2.784

Tabla 10: Columnas 2 y 3: FWHM y Flujo de la componente central de [OIII] $\lambda$ 5007. Columnas 4 y 5: FWHM y Flujo de [NII] $\lambda$ 6584. Todos los FWHM están desafectados por el ancho instrumental y están en unidades de  $\text{km s}^{-1}$ . Los flujos están en unidades de  $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ .

Galaxia	FWHM <sub>[OIII]cc</sub>	Flujo <sub>[OIII]cc</sub>	FWHM <sub>[NII]</sub>	Flujo <sub>[NII]</sub>
1AXGJ134450+0005	714	3.285	183	0.4162
1RXSJ040443.5-295316	124	2.698	145	3.869
2MASXJ01115114-4045426	414	6.549	198	1.284
2MASXJ01413249-1528016	260	2.029	307	1.267
2MASXJ05014863-2253232	261	1.345	201	15.14
2MASXJ08173955-0733089	260	1.175	782	3.215
2MASXJ21124490-3730119	329	4.626	337	3.955
2MASXJ21531910-1514111	414	1.567	401	1.313
2MASXJ21565663-1139314	290	19.04	281	8.265
6dFJ1117042-290233	457	17.1	428	1.945
CTSH34.06	282	18.75	—	—
CTSJ13.12	215	29.63	266	6.686
CTSK06.02	296	1.403	1003	23.31
CTSM02.47	311	4.131	204	0.7158
CTSM13.24	307	4.146	443	3.895
E0337-267	685	1.679	—	—
FAIRALL0107	363	2.345	281	2.917
HE0348-5353	365	7.329	544	5.239
HE1107+0129	270	4.399	184	3.014
HE1438-0159	811	4.819	302	1.073
IGRJ16185-5928	683	4.313	489	5.862
IRAS04576+0912	745	7.975	399	9.688
IRAS16355-2049	341	67.5	362	36.91
IRAS20520-2329	319	2.511	—	—
MCG-04.24.017	203	17.85	239	18.79
MCG-05.01.013	373	4.986	71	5.057
MS20395-0107	—	—	265	1.026
NPM1G-17.0312	247	3.667	198	3.299
RBS0106	257	1.663	—	—
RBS0219	579	5.186	240	6.444
RBS1665	333	3.396	302	3.636
RHS56	255	11.27	332	3.969
RXJ0024.7+0820	365	2.217	251	1.711
RXJ0323.2-4931	218	3.376	151	1.616
RXJ0902.5-0700	324	4.49	121	1.488

Tabla 10: Continuación

Galaxia	$\text{FWHM}_{[\text{OIII}]_{\text{cc}}}$	$\text{Flujo}_{[\text{OIII}]_{\text{cc}}}$	$\text{FWHM}_{[\text{NII}]}$	$\text{Flujo}_{[\text{NII}]}$
RXJ2218.6+0802	—	—	510	12
RXJ2221.8-2713	—	—	122	1.256
RXJ2301.8-5508	476	6.212	492	8.976
SDSSJ103210.16+065205.4	382	0.6011	227	1.409
SDSSJ134524.70-025939.8	336	4.225	148	2.365
SDSSJ144052.60-023506.2	311	4.356	162	4.094
SDSSJ151024.92+005843.9	307	5.559	227	2.006
SDSSJ153001.82-020415.1	320	3.447	177	2.168
SDSSJ153705.95+005522.8	—	—	172	2.867
SDSSJ161227.83+010159.8	237	0.6304	371	0.5262
SDSSJ225452.22+004631.4	135	0.5079	474	2.913
V961349-439	359	5.739	124	1.912
WPV85007	314	8.725	179	2.721
Zw037.022	—	—	158	2.23
Zw049.106	369	7.533	280	10.45
Zw374.029	374	22.16	226	9.491



## BIBLIOGRAFÍA

---

- Ackermann, M. y col. (2012). «Search for Gamma-ray Emission from X-Ray-selected Seyfert Galaxies with Fermi-LAT». En: 747, 104, pág. 104. DOI: [10.1088/0004-637X/747/2/104](https://doi.org/10.1088/0004-637X/747/2/104). arXiv: [1109.4678](https://arxiv.org/abs/1109.4678) [astro-ph.HE].
- Alam, S. y col. (2015). «The Eleventh and Twelfth Data Releases of the Sloan Digital Sky Survey: Final Data from SDSS-III». En: 219, 12, pág. 12. DOI: [10.1088/0067-0049/219/1/12](https://doi.org/10.1088/0067-0049/219/1/12). arXiv: [1501.00963](https://arxiv.org/abs/1501.00963) [astro-ph.IM].
- Antonucci, R. (1993). «Unified models for active galactic nuclei and quasars». En: 31, págs. 473-521. DOI: [10.1146/annurev.aa.31.090193.002353](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.31.090193.002353).
- Antonucci, R.R.J. y J.S. Miller (1985). «Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068». En: 297, págs. 621-632. DOI: [10.1086/163559](https://doi.org/10.1086/163559).
- Aoki, K., T. Kawaguchi y K. Ohta (2005). «The Largest Blueshifts of the [O III] Emission Line in Two Narrow-Line Quasars». En: 618, págs. 601-608. DOI: [10.1086/426075](https://doi.org/10.1086/426075). eprint: [astro-ph/0409546](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0409546).
- Baldwin, J.A., M.M. Phillips y R. Terlevich (1981). «Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects». En: 93, págs. 5-19. DOI: [10.1086/130766](https://doi.org/10.1086/130766).
- Barthel, P.D. (1989). «Is every quasar beamed?» En: 336, págs. 606-611. DOI: [10.1086/167038](https://doi.org/10.1086/167038).
- Bergeron, J. y D. Kunth (1984). «Inferences from a study of Fe II emission in radio-loud and radio-quiet quasars». En: 207, págs. 263-286. DOI: [10.1093/mnras/207.2.263](https://doi.org/10.1093/mnras/207.2.263).
- Bian, W., Q. Yuan e Y. Zhao (2005). «The blueshift of the [OIII] emission line in narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: 364, págs. 187-194. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2005.09552.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09552.x).
- Bian, W. e Y. Zhao (2004). «The black hole-bulge relation in active galactic nuclei». En: 347, págs. 607-612. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.07233.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07233.x). eprint: [astro-ph/0309701](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0309701).
- Blandford, R.D. y M.J. Rees (1978). «Some comments on radiation mechanisms in Lacertids». En: *BL Lac Objects*. Ed. por A.M. Wolfe, págs. 328-341.
- Boroson, T.A. y J.B. Oke (1987). «Spectroscopy of the galaxy components of N and Seyfert galaxies». En: 99, págs. 809-815. DOI: [10.1086/132041](https://doi.org/10.1086/132041).
- Botte, V., S. Ciroi, F. di Mille, P. Rafanelli y A. Romano (2005). «Stellar velocity dispersion in narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: 356, págs. 789-793. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.08499.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08499.x).
- Brotherton, M.S., B.J. Wills, C.C. Steidel y W.L.W. Sargent (1994a). «Statistics of QSO broad emission-line profiles. 2: The C IV wavelength 1549, C III) wavelength 1909, and MG II wavelength 2798 lines». En: 423, págs. 131-142. DOI: [10.1086/173794](https://doi.org/10.1086/173794).
- Brotherton, M.S., B.J. Wills, P.J. Francis y C.C. Steidel (1994b). «The intermediate line region of QSOs». En: 430, págs. 495-504. DOI: [10.1086/174425](https://doi.org/10.1086/174425).
- Caccianiga, A. y col. (2008). «The XMM-Newton bright serendipitous survey. Identification and optical spectral properties». En: 477, págs. 735-746. DOI: [10.1051/0004-6361:20078568](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078568). arXiv: [0710.0955](https://arxiv.org/abs/0710.0955).
- Carilli, C.L. y P.D. Barthel (1996). «Cygnus A». En: 7, págs. 1-54. DOI: [10.1007/s001590050001](https://doi.org/10.1007/s001590050001).

- Chelouche, D. y H. Netzer (2005). «Dynamical and Spectral Modeling of the Ionized Gas and Nuclear Environment in NGC 3783». En: 625, págs. 95-107. DOI: [10.1086/429580](https://doi.org/10.1086/429580). eprint: [astro-ph/0502272](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0502272).
- Churazov, E., M. Brüggen, C.R. Kaiser, H. Böhringer y W. Forman (2001). «Evolution of Buoyant Bubbles in M87». En: 554, págs. 261-273. DOI: [10.1086/321357](https://doi.org/10.1086/321357). eprint: [astro-ph/0008215](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0008215).
- Colbert, E.J.M., S.A. Baum, J.F. Gallimore, C.P. O'Dea, M.D. Lehnert, Z.I. Tsvetanov, J.S. Mulchaey y S. Caganoff (1996). «Large-Scale Outflows in Edge-on Seyfert Galaxies. I. Optical Emission-Line Imaging and Optical Spectroscopy». En: 105, pág. 75. DOI: [10.1086/192307](https://doi.org/10.1086/192307). eprint: [astro-ph/9512169](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9512169).
- Collin-Souffrin, S. y J.-P. Lasota (1988). «The broad-line region of active galactic nuclei revisited». En: 100, págs. 1041-1050. DOI: [10.1086/132270](https://doi.org/10.1086/132270).
- Collin, S. y T. Kawaguchi (2004). «Super-Eddington accretion rates in Narrow Line Seyfert 1 galaxies». En: 426, págs. 797-808. DOI: [10.1051/0004-6361:20040528](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20040528). eprint: [astro-ph/0407181](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0407181).
- Corbin, M.R. y P.J. Francis (1994). «The emission-line properties of the QSO population at  $Z$  approximately 2». En: 108, págs. 2016-2024. DOI: [10.1086/117214](https://doi.org/10.1086/117214).
- Crenshaw, D.M. y S.B. Kraemer (2007). «Mass Outflow from the Nucleus of the Seyfert 1 Galaxy NGC 4151». En: 659, págs. 250-256. DOI: [10.1086/511970](https://doi.org/10.1086/511970). eprint: [astro-ph/0612446](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0612446).
- Crenshaw, D.M., B.M. Peterson, K.T. Korista, R.M. Wagner y J.P. Aufdenberg (1991). «Ultraviolet and optical spectra of high-ionization Seyfert galaxies with narrow lines». En: 101, págs. 1202-1206. DOI: [10.1086/115757](https://doi.org/10.1086/115757).
- Crenshaw, D.M., S.B. Kraemer, H.R. Schmitt, J.S. Kaastra, N. Arav, J.R. Gabel y K.T. Korista (2009). «Mass Outflow in the Seyfert 1 Galaxy NGC 5548». En: 698, págs. 281-292. DOI: [10.1088/0004-637X/698/1/281](https://doi.org/10.1088/0004-637X/698/1/281). arXiv: [0902.2310](https://arxiv.org/abs/0902.2310) [[astro-ph.GA](https://arxiv.org/abs/astro-ph.GA)].
- Curtis, H.D. (1920). «Modern Theories of the Spiral Nebulae». En: 14, pág. 317.
- Das, V., D.M. Crenshaw, J.B. Hutchings, R.P. Deo, S.B. Kraemer, T.R. Gull, M.E. Kaiser, C.H. Nelson y D. Weistrop (2005). «Mapping the Kinematics of the Narrow-Line Region in the Seyfert Galaxy NGC 4151». En: 130, págs. 945-956. DOI: [10.1086/432255](https://doi.org/10.1086/432255). eprint: [astro-ph/0505103](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0505103).
- Davidson, K. y T.D. Kinman (1978). «On the possible importance of Markarian 359». En: 225, págs. 776-779. DOI: [10.1086/156541](https://doi.org/10.1086/156541).
- Dicken, D., C. Tadhunter, D. Axon, R. Morganti, K.J. Inskip, J. Holt, R. González Delgado y B. Groves (2009). «The Origin of the Infrared Emission in Radio Galaxies. II. Analysis of Mid- to Far-Infrared Spitzer Observations of the 2Jy Sample». En: 694, págs. 268-285. DOI: [10.1088/0004-637X/694/1/268](https://doi.org/10.1088/0004-637X/694/1/268). arXiv: [0810.5675](https://arxiv.org/abs/0810.5675).
- Drake, A.J. y col. (2011). «The Discovery and Nature of the Optical Transient CSS100217:102913+404220». En: 735, 106, pág. 106. DOI: [10.1088/0004-637X/735/2/106](https://doi.org/10.1088/0004-637X/735/2/106). arXiv: [1103.5514](https://arxiv.org/abs/1103.5514).
- Dunlop, J.S., R.J. McLure, M.J. Kukulka, S.A. Baum, C.P. O'Dea y D.H. Hughes (2003). «Quasars, their host galaxies and their central black holes». En: 340, págs. 1095-1135. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06333.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06333.x). eprint: [astro-ph/0108397](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0108397).
- Edelson, R., S. Vaughan, R. Warwick, E. Puchnarewicz e I. George (1999). «The ROSAT Wide Field Camera Extragalactic Survey». En: 307, págs. 91-98. DOI: [10.1046/j.1365-8711.1999.02628.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1999.02628.x). eprint: [astro-ph/9903198](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9903198).

- Einstein, A. (1916). «Die Grundlage der allgemeinen Relativitätstheorie». En: *Annalen der Physik* 354, págs. 769-822. DOI: [10.1002/andp.19163540702](https://doi.org/10.1002/andp.19163540702).
- Eisenstein, D.J. y col. (2011). «SDSS-III: Massive Spectroscopic Surveys of the Distant Universe, the Milky Way, and Extra-Solar Planetary Systems». En: 142, 72, pág. 72. DOI: [10.1088/0004-6256/142/3/72](https://doi.org/10.1088/0004-6256/142/3/72). arXiv: [1101.1529](https://arxiv.org/abs/1101.1529) [astro-ph.IM].
- Fanaroff, B.L. y J.M. Riley (1974). «The morphology of extragalactic radio sources of high and low luminosity». En: 167, 31P-36P. DOI: [10.1093/mnras/167.1.31P](https://doi.org/10.1093/mnras/167.1.31P).
- Ferrarese, L. y D. Merritt (2000). «A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies». En: 539, págs. L9-L12. DOI: [10.1086/312838](https://doi.org/10.1086/312838). eprint: [astro-ph/0006053](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006053).
- Fischer, J.U., G. Hasinger, A.D. Schwobe, H. Brunner, T. Boller, J. Trümper, W. Voges y S. Neizvestnyj (1998). «The ROSAT Bright Survey. I. Identification of an AGN sample with hard ROSAT X-ray spectra.» En: *Astronomische Nachrichten* 319, págs. 347-368. DOI: [10.1002/asna.2123190603](https://doi.org/10.1002/asna.2123190603). eprint: [astro-ph/9811139](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9811139).
- Foschini, L. y col. (2011). «The first gamma-ray outburst of a narrow-line Seyfert 1 galaxy: the case of PMN J0948+0022 in 2010 July». En: 413, págs. 1671-1677. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2011.18240.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18240.x). arXiv: [1010.4434](https://arxiv.org/abs/1010.4434) [astro-ph.HE].
- Gallimore, J.F., D.J. Axon, C.P. O'Dea, S.A. Baum y A. Pedlar (2006). «A Survey of Kiloparsec-Scale Radio Outflows in Radio-Quiet Active Galactic Nuclei». En: 132, págs. 546-569. DOI: [10.1086/504593](https://doi.org/10.1086/504593). eprint: [astro-ph/0604219](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0604219).
- Gebhardt, K. y col. (2000). «A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion». En: 539, págs. L13-L16. DOI: [10.1086/312840](https://doi.org/10.1086/312840). eprint: [astro-ph/0006289](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006289).
- Gierliński, M., M. Middleton, M. Ward y C. Done (2008). «A periodicity of 1hour in X-ray emission from the active galaxy RE J1034+396». En: 455, págs. 369-371. DOI: [10.1038/nature07277](https://doi.org/10.1038/nature07277).
- Goodrich, R.W. (1989). «Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies». En: 342, págs. 224-234. DOI: [10.1086/167586](https://doi.org/10.1086/167586).
- Greene, J.E. y L.C. Ho (2005). «Estimating Black Hole Masses in Active Galaxies Using the H $\alpha$  Emission Line». En: 630, págs. 122-129. DOI: [10.1086/431897](https://doi.org/10.1086/431897). eprint: [astro-ph/0508335](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0508335).
- Grupe, D. (2004). «A Complete Sample of Soft X-Ray-selected AGNs. II. Statistical Analysis». En: 127, págs. 1799-1810. DOI: [10.1086/382516](https://doi.org/10.1086/382516). eprint: [astro-ph/0401167](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0401167).
- Grupe, D. y K.M. Leighly (2002). «Outflows in Narrow-Line Seyfert 1 galaxies». En: *X-ray Spectroscopy of AGN with Chandra and XMM-Newton*. Ed. por T. Boller, S. Komossa, S. Kahn, H. Kunieda y L. Gallo, pág. 287.
- Grupe, D. y S. Mathur (2004). «M<sub>BH</sub>- $\sigma$  Relation for a Complete Sample of Soft X-Ray-selected Active Galactic Nuclei». En: 606, págs. L41-L44. DOI: [10.1086/420975](https://doi.org/10.1086/420975). eprint: [astro-ph/0312390](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0312390).
- Grupe, D., H.-C. Thomas y K.M. Leighly (2001). «RX J2217.9-5941: A highly X-ray variable Narrow-Line Seyfert1 galaxy». En: 369, págs. 450-458. DOI: [10.1051/0004-6361:20010117](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20010117). eprint: [astro-ph/0101410](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0101410).
- Grupe, D., K. Beuerman, K. Mannheim, H.-C. Thomas, H.H. Fink y D. de Martino (1995). «Discovery of an ultrasoft transient ROSAT AGN: WPVS 007.» En: 300, pág. L21. eprint: [astro-ph/9506087](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9506087).
- Grupe, D., K. Beuermann, K. Mannheim y H.-C. Thomas (1999). «New bright soft X-ray selected ROSAT AGN. II. Optical emission line properties». En: 350, págs. 805-815. eprint: [astro-ph/9908347](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9908347).

- Grupe, D., B.J. Wills, K.M. Leighly y H. Meusinger (2004). «A Complete Sample of Soft X-Ray-Selected AGNs. I. The Data». En: 127, págs. 156-179. DOI: [10.1086/380233](https://doi.org/10.1086/380233). eprint: [astro-ph/0310027](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0310027).
- Grupe, D., S. Komossa, K.M. Leighly y K.L. Page (2010). «The Simultaneous Optical-to-X-Ray Spectral Energy Distribution of Soft X-Ray Selected Active Galactic Nuclei Observed by Swift». En: 187, págs. 64-106. DOI: [10.1088/0067-0049/187/1/64](https://doi.org/10.1088/0067-0049/187/1/64). arXiv: [1001.3140](https://arxiv.org/abs/1001.3140).
- Gu, Q. y J. Huang (2002). «Seyfert 2 Galaxies with Spectropolarimetric Observations». En: 579, págs. 205-213. DOI: [10.1086/342703](https://doi.org/10.1086/342703).
- Haardt, F. y L. Maraschi (1993). «X-ray spectra from two-phase accretion disks». En: 413, págs. 507-517. DOI: [10.1086/173020](https://doi.org/10.1086/173020).
- Hada, K., A. Doi, M. Kino, H. Nagai, Y. Hagiwara y N. Kawaguchi (2011). «An origin of the radio jet in M87 at the location of the central black hole». En: 477, págs. 185-187. DOI: [10.1038/nature10387](https://doi.org/10.1038/nature10387).
- Halpern, J.P. (1984). «Variable X-ray absorption in the QSO MR 2251 - 178». En: 281, págs. 90-94. DOI: [10.1086/162077](https://doi.org/10.1086/162077).
- Hamuy, M., A.R. Walker, N.B. Suntzeff, P. Gigoux, S.R. Heathcote y M.M. Phillips (1992). «Southern spectrophotometric standards.» En: 104, págs. 533-552. DOI: [10.1086/133028](https://doi.org/10.1086/133028).
- Hamuy, M., N.B. Suntzeff, S.R. Heathcote, A.R. Walker, P. Gigoux y M.M. Phillips (1994). «Southern spectrophotometric standards, 2». En: 106, págs. 566-589. DOI: [10.1086/133417](https://doi.org/10.1086/133417).
- Hartman, R.C. y col. (1999). «The Third EGRET Catalog of High-Energy Gamma-Ray Sources». En: 123, págs. 79-202. DOI: [10.1086/313231](https://doi.org/10.1086/313231).
- Heckman, T.M. (1980). «An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei». En: 87, págs. 152-164.
- Heidt, J. y K. Nilsson (2011). «Polarimetry of optically selected BL Lacertae candidates from the SDSS». En: 529, A162, A162. DOI: [10.1051/0004-6361/201116541](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201116541). arXiv: [1103.3187](https://arxiv.org/abs/1103.3187).
- Hewitt, A. y G. Burbidge (1991). «An optical catalog of extragalactic emission-line objects similar to quasi-stellar objects». En: 75, págs. 297-356. DOI: [10.1086/191533](https://doi.org/10.1086/191533).
- Ho, L.C. y M. Kim (2009). «Magellan Spectroscopy of Low-Redshift Active Galactic Nuclei». En: 184, págs. 398-415. DOI: [10.1088/0067-0049/184/2/398](https://doi.org/10.1088/0067-0049/184/2/398). arXiv: [0909.0054](https://arxiv.org/abs/0909.0054).
- Hoyle, F. y W.A. Fowler (1963). «On the nature of strong radio sources». En: 125, pág. 169. DOI: [10.1093/mnras/125.2.169](https://doi.org/10.1093/mnras/125.2.169).
- Hu, C., J.-M. Wang, L.C. Ho, Y.-M. Chen, W.-H. Bian y S.-J. Xue (2008). «H $\beta$  Profiles in Quasars: Evidence for an Intermediate-Line Region». En: 683, L115, pág. L115. DOI: [10.1086/591848](https://doi.org/10.1086/591848). arXiv: [0807.2060](https://arxiv.org/abs/0807.2060).
- Hubble, E. (1929). «A Relation between Distance and Radial Velocity among Extragalactic Nebulae». En: *Proceedings of the National Academy of Science* 15, págs. 168-173. DOI: [10.1073/pnas.15.3.168](https://doi.org/10.1073/pnas.15.3.168).
- Hubble, E.P. (1926). «Extragalactic nebulae.» En: 64. DOI: [10.1086/143018](https://doi.org/10.1086/143018).
- Ishibashi, W. y T.J.L. Courvoisier (2011). «Synchrotron radio emission in radio-quiet AGNs». En: 525, A118, A118. DOI: [10.1051/0004-6361/201014987](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014987). arXiv: [1010.5591](https://arxiv.org/abs/1010.5591) [[astro-ph.HE](https://arxiv.org/abs/astro-ph.HE)].
- Ivanov, V.D., G.H. Rieke, C.E. Groppi, A. Alonso-Herrero, M.J. Rieke y C.W. Engelbracht (2000). «Testing the AGN-Starburst Connection in Seyfert Galaxies». En: 545, págs. 190-204. DOI: [10.1086/317792](https://doi.org/10.1086/317792). eprint: [astro-ph/0007177](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0007177).

- Jackson, N. e I.W.A. Browne (1990). «Spectral differences between radio galaxies and quasars». En: 343, págs. 43-45. DOI: [10.1038/343043a0](https://doi.org/10.1038/343043a0).
- (1991). «Optical Properties of Quasars - Part Two - Emission Line Geometry and Radio Properties». En: 250, págs. 422. DOI: [10.1093/mnras/250.2.422](https://doi.org/10.1093/mnras/250.2.422).
- Järvelä, E., A. Lähteenmäki y J. León-Tavares (2015). «Statistical multifrequency study of narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: 573, A76, A76. DOI: [10.1051/0004-6361/201424694](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424694). arXiv: [1410.2743](https://arxiv.org/abs/1410.2743).
- Kaspi, S., P.S. Smith, H. Netzer, D. Maoz, B.T. Jannuzi y U. Giveon (2000). «Reverberation Measurements for 17 Quasars and the Size-Mass-Luminosity Relations in Active Galactic Nuclei». En: 533, págs. 631-649. DOI: [10.1086/308704](https://doi.org/10.1086/308704). eprint: [astro-ph/9911476](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9911476).
- Kauffmann, G. y col. (2003). «The host galaxies of active galactic nuclei». En: 346, págs. 1055-1077. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x). eprint: [astro-ph/0304239](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0304239).
- Kewley, L.J., M.A. Dopita, R.S. Sutherland, C.A. Heisler y J. Trevena (2001). «Theoretical Modeling of Starburst Galaxies». En: 556, págs. 121-140. DOI: [10.1086/321545](https://doi.org/10.1086/321545). eprint: [astro-ph/0106324](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0106324).
- Khachikian, E.Y. y D.W. Weedman (1974). «An atlas of Seyfert galaxies». En: 192, págs. 581-589. DOI: [10.1086/153093](https://doi.org/10.1086/153093).
- Kollatschny, W., R. Kotulla, W. Pietsch, K. Bischoff y M. Zetzl (2008). «New active galactic nuclei detected in ROSAT All Sky Survey galaxies. II. The complete dataset». En: 484, págs. 897-915. DOI: [10.1051/0004-6361:20078552](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078552). arXiv: [0804.1917](https://arxiv.org/abs/0804.1917).
- Komossa, S. y D. Xu (2007). «Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies and the  $M_{\text{BH}}-\sigma$  Relation». En: 667, págs. L33-L36. DOI: [10.1086/522002](https://doi.org/10.1086/522002). arXiv: [0708.0256](https://arxiv.org/abs/0708.0256).
- Komossa, S., W. Voges, D. Xu, S. Mathur, H.-M. Adorf, G. Lemson, W.J.uschl y D. Grupe (2006). «Radio-loud Narrow-Line Type 1 Quasars». En: 132, págs. 531-545. DOI: [10.1086/505043](https://doi.org/10.1086/505043). eprint: [astro-ph/0603680](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603680).
- Kormendy, J. y K. Gebhardt (2001). «Supermassive black holes in galactic nuclei». En: *20th Texas Symposium on relativistic astrophysics*. Ed. por J.C. Wheeler y H. Martel. Vol. 586. American Institute of Physics Conference Series, págs. 363-381. DOI: [10.1063/1.1419581](https://doi.org/10.1063/1.1419581). eprint: [astro-ph/0105230](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0105230).
- Kovačević, J., L.Č. Popović y M.S. Dimitrijević (2010). «Analysis of Optical Fe II Emission in a Sample of Active Galactic Nucleus Spectra». En: 189, págs. 15-36. DOI: [10.1088/0067-0049/189/1/15](https://doi.org/10.1088/0067-0049/189/1/15). arXiv: [1004.2212](https://arxiv.org/abs/1004.2212).
- Kraemer, S.B., H.R. Schmitt, D.M. Crenshaw, M. Meléndez, T.J. Turner, M. Guainazzi y R.F. Mushotzky (2011). «Multi-wavelength Probes of Obscuration Toward the Narrow-line Region in Seyfert Galaxies». En: 727, 130, págs. 130. DOI: [10.1088/0004-637X/727/2/130](https://doi.org/10.1088/0004-637X/727/2/130). arXiv: [1011.5993](https://arxiv.org/abs/1011.5993).
- Kriss, G.A. y col. (2001). «Resolving the Structure of Ionized Helium in the Intergalactic Medium with the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer». En: *Science* 293, págs. 1112-1116. DOI: [10.1126/science.1062693](https://doi.org/10.1126/science.1062693). eprint: [astro-ph/0108169](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0108169).
- Kristian, J. (1973). «Quasars as Events in the Nuclei of Galaxies: the Evidence from Direct Photographs». En: 179, págs. L61. DOI: [10.1086/181117](https://doi.org/10.1086/181117).
- Krolik, J.H. (2001). «Systematic Errors in the Estimation of Black Hole Masses by Reverberation Mapping». En: 551, págs. 72-79. DOI: [10.1086/320091](https://doi.org/10.1086/320091). eprint: [astro-ph/0012134](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0012134).
- Krongold, Y., F. Nicastro, M. Elvis, N. Brickhouse, L. Binette, S. Mathur y E. Jiménez-Bailón (2007). «The Compact, Conical, Accretion-Disk Warm Absorber of the Seyfert 1 Galaxy NGC 4051 and Its Implications for IGM-Galaxy Feedback

- Processes». En: 659, págs. 1022-1039. DOI: [10.1086/512476](https://doi.org/10.1086/512476). eprint: [astro-ph/0702399](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0702399).
- Laor, A. y E. Behar (2008). «On the origin of radio emission in radio-quiet quasars». En: 390, págs. 847-862. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2008.13806.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13806.x). arXiv: [0808.0637](https://arxiv.org/abs/0808.0637).
- Leighly, K.M. (2004). «Hubble Space Telescope STIS Ultraviolet Spectral Evidence of Outflow in Extreme Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. II. Modeling and Interpretation». En: 611, págs. 125-152. DOI: [10.1086/422089](https://doi.org/10.1086/422089). eprint: [astro-ph/0402452](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0402452).
- Leighly, K.M. y J.R. Moore (2004). «Hubble Space Telescope STIS Ultraviolet Spectral Evidence of Outflow in Extreme Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. I. Data and Analysis». En: 611, págs. 107-124. DOI: [10.1086/422088](https://doi.org/10.1086/422088). eprint: [astro-ph/0402453](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0402453).
- Lovell, J.E.J. y col. (2008). «The Micro-Arcsecond Scintillation-Induced Variability (MASIV) Survey. II. The First Four Epochs». En: 689, 108-126, págs. 108-126. DOI: [10.1086/592485](https://doi.org/10.1086/592485). arXiv: [0808.1140](https://arxiv.org/abs/0808.1140).
- Lynden-Bell, D. (1969). «Galactic Nuclei as Collapsed Old Quasars». En: 223, págs. 690-694. DOI: [10.1038/223690a0](https://doi.org/10.1038/223690a0).
- Lynden-Bell, D. y M.J. Rees (1971). «On quasars, dust and the galactic centre». En: 152, págs. 461. DOI: [10.1093/mnras/152.4.461](https://doi.org/10.1093/mnras/152.4.461).
- Macchetto, F., A. Capetti, W.B. Sparks, D.J. Axon y A. Boksenberg (1994). «HST/FOC imaging of the narrow-line region of NGC 1068». En: 435, págs. L15-L18. DOI: [10.1086/187583](https://doi.org/10.1086/187583).
- Malizia, A. y col. (2008). «First high-energy observations of narrow-line Seyfert 1s with INTEGRAL/IBIS». En: 389, págs. 1360-1366. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2008.13657.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13657.x). arXiv: [0806.4824](https://arxiv.org/abs/0806.4824).
- Malkan, M. (1984). «UV and X-ray observations of AGN: Two comparisons with other wave lengths». En: *X-ray and UV Emission from Active Galactic Nuclei*. Ed. por W. Brinkmann y J. Truemper.
- Mantovani, F., M. Bondi y K.H. Mack (2011). «Flux density measurements of a complete sample of faint blazars». En: 533, A79, A79. DOI: [10.1051/0004-6361/201117328](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117328). arXiv: [1107.5443 \[astro-ph.CO\]](https://arxiv.org/abs/1107.5443).
- Mao, W., C. Hu, J. Wang, W. Bian, S. Zhang y G. Zhao (2010). «Narrow line Seyfert 1 galaxies: where are the broad line regions?» En: *Science China Physics, Mechanics, and Astronomy* 53, págs. 2307-2311. DOI: [10.1007/s11433-010-4158-z](https://doi.org/10.1007/s11433-010-4158-z).
- Marconi, A., D.J. Axon, R. Maiolino, T. Nagao, G. Pastorini, P. Pietrini, A. Robinson y G. Torricelli (2008). «The Effect of Radiation Pressure on Virial Black Hole Mass Estimates and the Case of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies». En: 678, 693-700, págs. 693-700. DOI: [10.1086/529360](https://doi.org/10.1086/529360). arXiv: [0802.2021](https://arxiv.org/abs/0802.2021).
- Marziani, P., J.W. Sulentic, D. Dultzin-Hacyan, M. Calvani y M. Moles (1996). «Comparative Analysis of the High- and Low-Ionization Lines in the Broad-Line Region of Active Galactic Nuclei». En: 104, págs. 37. DOI: [10.1086/192291](https://doi.org/10.1086/192291).
- Marziani, P., J.W. Sulentic, R. Zamanov, M. Calvani, D. Dultzin-Hacyan, R. Bachev y T. Zwitter (2003a). «An Optical Spectroscopic Atlas of Low-Redshift Active Galactic Nuclei». En: 145, págs. 199-211. DOI: [10.1086/346025](https://doi.org/10.1086/346025).
- Marziani, P., R.K. Zamanov, J.W. Sulentic y M. Calvani (2003b). «Searching for the physical drivers of eigenvector 1: influence of black hole mass and Eddington ratio». En: 345, págs. 1133-1144. DOI: [10.1046/j.1365-2966.2003.07033.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-2966.2003.07033.x). eprint: [astro-ph/0307367](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0307367).

- Mason, K.O., E.M. Puchnarewicz y L.R. Jones (1996). «The origin of the optical emission lines in the narrow-line Seyfert 1 galaxy RE J1034+396». En: 283, págs. L26-L29. DOI: [10.1093/mnras/283.1.L26](https://doi.org/10.1093/mnras/283.1.L26).
- Mathur, S. (2000). «Narrow-line Seyfert 1 galaxies and the evolution of galaxies and active galaxies». En: 314, págs. L17-L20. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2000.03530.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.03530.x). eprint: [astro-ph/0003111](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0003111).
- Mathur, S. y D. Grupe (2005a). «Black hole growth by accretion». En: 432, págs. 463-466. DOI: [10.1051/0004-6361:20041717](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041717). eprint: [astro-ph/0407512](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0407512).
- (2005b). «The Locus of Highly Accreting Active Galactic Nuclei on the  $M_{\text{BH}}-\sigma$  Plane: Selections, Limitations, and Implications». En: 633, págs. 688-692. DOI: [10.1086/491613](https://doi.org/10.1086/491613). eprint: [astro-ph/0507624](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0507624).
- Mathur, S., J. Kuraszekiewicz y B. Czerny (2001). «Evolution of active galaxies: black-hole mass-bulge relations for narrow line objects». En: 6, págs. 321-329. DOI: [10.1016/S1384-1076\(01\)00058-6](https://doi.org/10.1016/S1384-1076(01)00058-6). eprint: [astro-ph/0104263](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0104263).
- Mathur, S., D. Fields, B.M. Peterson y D. Grupe (2012). «Supermassive Black Holes, Pseudobulges, and the Narrow-line Seyfert 1 Galaxies». En: 754, 146, pág. 146. DOI: [10.1088/0004-637X/754/2/146](https://doi.org/10.1088/0004-637X/754/2/146). arXiv: [1102.0537](https://arxiv.org/abs/1102.0537).
- Maza, J. y M.T. Ruiz (1989). «Spectrophotometry of Calan-Tololo Seyfert galaxies - Objects from list 1». En: 69, págs. 353-363. DOI: [10.1086/191318](https://doi.org/10.1086/191318).
- McCall, M.L. (1984). «Emission coefficients for gaseous nebulae - Three-level atom approximations». En: 208, págs. 253-259. DOI: [10.1093/mnras/208.2.253](https://doi.org/10.1093/mnras/208.2.253).
- McLure, R.J. y M.J. Jarvis (2002). «Measuring the black hole masses of high-redshift quasars». En: 337, págs. 109-116. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2002.05871.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05871.x). eprint: [astro-ph/0204473](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0204473).
- Middelberg, E., A.L. Roy, N.M. Nagar, T.P. Krichbaum, R.P. Norris, A.S. Wilson, H. Falcke, E.J.M. Colbert, A. Witzel y K.J. Fricke (2004). «Motion and properties of nuclear radio components in Seyfert galaxies seen with VLBI». En: 417, págs. 925-944. DOI: [10.1051/0004-6361:20040019](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20040019). eprint: [astro-ph/0402142](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0402142).
- Miller, J.S. y R.W. Goodrich (1990). «Spectropolarimetry of high-polarization Seyfert 2 galaxies and unified Seyfert theories». En: 355, págs. 456-467. DOI: [10.1086/168780](https://doi.org/10.1086/168780).
- Mitchell, J. (1784). «On the Means of Discovering the Distance, Magnitude, c. of the Fixed Stars, in Consequence of the Diminution of the Velocity of Their Light, in Case Such a Diminution Should be Found to Take Place in any of Them, and Such Other Data Should be Procured from Observations, as Would be Farther Necessary for That Purpose». En: *Philosophical Transactions of the Royal Society of London (The Royal Society)* 74: 35-57.
- Moll, R., S. Schindler, W. Domainko, W. Kapferer, M. Mair, E. van Kampen, T. Kronberger, S. Kimeswenger y M. Ruffert (2007). «Simulations of metal enrichment in galaxy clusters by AGN outflows». En: 463, págs. 513-518. DOI: [10.1051/0004-6361:20066386](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20066386). eprint: [astro-ph/0611048](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0611048).
- Moran, E.C., J.P. Halpern y D.J. Helfand (1996). «Classification of IRAS-selected X-Ray Galaxies in the ROSAT All-Sky Survey». En: 106, pág. 341. DOI: [10.1086/192341](https://doi.org/10.1086/192341).
- Morganti, R., C.N. Tadhunter y T.A. Oosterloo (2005). «Fast neutral outflows in powerful radio galaxies: a major source of feedback in massive galaxies». En: 444, págs. L9-L13. DOI: [10.1051/0004-6361:200500197](https://doi.org/10.1051/0004-6361:200500197). eprint: [astro-ph/0510263](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0510263).
- Mortlock, D.J. y col. (2011). «A luminous quasar at a redshift of  $z = 7.085$ ». En: 474, págs. 616-619. DOI: [10.1038/nature10159](https://doi.org/10.1038/nature10159). arXiv: [1106.6088](https://arxiv.org/abs/1106.6088) [[astro-ph.CO](https://arxiv.org/abs/astro-ph/1106.6088)].

- Mullaney, J.R. y M.J. Ward (2008). «Optical emission-line properties of narrow-line Seyfert 1 galaxies and comparison active galactic nuclei». En: 385, págs. 53-74. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2007.12777.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12777.x). arXiv: [0711.4604](https://arxiv.org/abs/0711.4604).
- Murayama, T., H. Mouri e Y. Taniguchi (2000). «New Mid-Infrared Diagnostic of the Dusty Torus Model for Seyfert Nuclei». En: 528, págs. 179-185. DOI: [10.1086/308135](https://doi.org/10.1086/308135). eprint: [astro-ph/9908259](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9908259).
- Nagao, Tohru, Yoshiaki Taniguchi y Takashi Murayama (2000). «High-Ionization Nuclear Emission-Line Region of Seyfert Galaxies». En: *The Astronomical Journal* 119.6, pág. 2605. URL: <http://stacks.iop.org/1538-3881/119/i=6/a=2605>.
- Nagar, N.M., A.S. Wilson, J.S. Mulchaey y J.F. Gallimore (1999). «Radio Structures of Seyfert Galaxies. VIII. A Distance- and Magnitude-Limited Sample of Early-Type Galaxies». En: 120, págs. 209-245. DOI: [10.1086/313183](https://doi.org/10.1086/313183). eprint: [astro-ph/9901236](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9901236).
- Natarajan, P. y J.E. Pringle (1998). «The Alignment of Disk and Black Hole Spins in Active Galactic Nuclei». En: 506, págs. L97-L100. DOI: [10.1086/311658](https://doi.org/10.1086/311658). eprint: [astro-ph/9808187](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9808187).
- Nelson, C.H. y M. Whittle (1996). «Stellar and Gaseous Kinematics of Seyfert Galaxies. II. The Role of the Bulge». En: 465, pág. 96. DOI: [10.1086/177405](https://doi.org/10.1086/177405).
- Nelson, C.H., R.F. Green, G. Bower, K. Gebhardt y D. Weistrop (2004). «The Relationship Between Black Hole Mass and Velocity Dispersion in Seyfert 1 Galaxies». En: 615, págs. 652-661. DOI: [10.1086/424657](https://doi.org/10.1086/424657). eprint: [astro-ph/0407383](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0407383).
- Netzer, H. (1990). «AGN emission lines.» En: *Active Galactic Nuclei*. Ed. por R.D. Blandford, H. Netzer, L. Woltjer, T.J.-L. Courvoisier y M. Mayor, págs. 57-160.
- Netzer, H. y B. Trakhtenbrot (2007). «Cosmic Evolution of Mass Accretion Rate and Metallicity in Active Galactic Nuclei». En: 654, págs. 754-763. DOI: [10.1086/509650](https://doi.org/10.1086/509650). eprint: [astro-ph/0607654](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0607654).
- Opik, E. (1922). «An estimate of the distance of the Andromeda Nebula.» En: 55. DOI: [10.1086/142680](https://doi.org/10.1086/142680).
- Oppenheimer, J.R. y G.M. Volkoff (1939). «On Massive Neutron Cores». En: 55, págs. 374-381. DOI: [10.1103/PhysRev.55.374](https://doi.org/10.1103/PhysRev.55.374).
- Orr, M.J.L. e I.W.A. Browne (1982). «Relativistic beaming and quasar statistics». En: 200, págs. 1067-1080. DOI: [10.1093/mnras/200.4.1067](https://doi.org/10.1093/mnras/200.4.1067).
- Osterbrock, D.E. (1977). «Spectrophotometry of Seyfert 1 galaxies». En: 215, págs. 733-745. DOI: [10.1086/155407](https://doi.org/10.1086/155407).
- (1983). «The galaxy continuum in the spectrum of Cygnus A». En: 95, págs. 12-17. DOI: [10.1086/131105](https://doi.org/10.1086/131105).
- (1989). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*.
- Osterbrock, D.E. y W.G. Mathews (1986). «Emission-line regions of active galaxies and QSOs». En: 24, págs. 171-203. DOI: [10.1146/annurev.aa.24.090186.001131](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.24.090186.001131).
- Osterbrock, D.E. y R.W. Pogge (1985). «The spectra of narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: 297, págs. 166-176. DOI: [10.1086/163513](https://doi.org/10.1086/163513).
- Penston, M.V., M.J. Penston, R.A. Selmes, E.E. Becklin y G. Neugebauer (1974). «Broadband optical and infrared observations of Seyfert galaxies». En: 169, págs. 357-393. DOI: [10.1093/mnras/169.2.357](https://doi.org/10.1093/mnras/169.2.357).
- Peterson, B.M. (1993). «Reverberation mapping of active galactic nuclei». En: 105, págs. 247-268. DOI: [10.1086/133140](https://doi.org/10.1086/133140).
- (2011). «Masses of Black Holes in Active Galactic Nuclei: Implications for NLS1s». En: *ArXiv e-prints*. arXiv: [1109.4181](https://arxiv.org/abs/1109.4181) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).C0].

- Peterson, B.M. y A. Wandel (1999). «Keplerian Motion of Broad-Line Region Gas as Evidence for Supermassive Black Holes in Active Galactic Nuclei». En: 521, págs. L95-L98. DOI: [10.1086/312190](https://doi.org/10.1086/312190). eprint: [astro-ph/9905382](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9905382).
- Pogge, R.W. y J.M. Owen (1993). «» En: *OSU Internal Report 93-01*.
- Popović, L.Č., E. Mediavilla, E. Bon y D. Ilić (2004). «Contribution of the disk emission to the broad emission lines in AGNs: Two-component model». En: 423, págs. 909-918. DOI: [10.1051/0004-6361:20034431](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20034431). eprint: [astro-ph/0405447](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405447).
- Punch, M. y col. (1992). «Detection of TeV photons from the active galaxy Markarian 421». En: 358, pág. 477. DOI: [10.1038/358477a0](https://doi.org/10.1038/358477a0).
- Ramos Almeida, C., N.A. Levenson, A. Alonso-Herrero, A. Asensio Ramos, J.M. Rodríguez Espinosa, A.M. Pérez García, C. Packham, R. Mason, J.T. Radomski y T. Díaz-Santos (2011). «Testing the Unification Model for Active Galactic Nuclei in the Infrared: Are the Obscuring Tori of Type 1 and 2 Seyferts Different?». En: 731, 92, pág. 92. DOI: [10.1088/0004-637X/731/2/92](https://doi.org/10.1088/0004-637X/731/2/92). arXiv: [1101.3335](https://arxiv.org/abs/1101.3335).
- Rodríguez-Ardila, A., M.G. Pastoriza y C.J. Donzelli (2000). «Visible and Near-Infrared Spectroscopy of Seyfert 1 and Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies». En: 126, págs. 63-78. DOI: [10.1086/313293](https://doi.org/10.1086/313293).
- Rodríguez-Ardila, A. y S.M. Viegas (2003). «Hidden starbursts in Seyfert 1 galaxies». En: 340, págs. L33-L37. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06538.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06538.x). eprint: [astro-ph/0302327](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0302327).
- Rodríguez-Ardila, A., L. Binette, M.G. Pastoriza y C.J. Donzelli (2000). «The Narrow-Line Region of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies». En: 538, págs. 581-593. DOI: [10.1086/309153](https://doi.org/10.1086/309153). eprint: [astro-ph/0003287](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0003287).
- Rodríguez-Ardila, A., M.A. Prieto, S. Viegas y R. Gruenwald (2006). «Outflows of Very Ionized Gas in the Centers of Seyfert Galaxies: Kinematics and Physical Conditions». En: 653, págs. 1098-1114. DOI: [10.1086/508864](https://doi.org/10.1086/508864). eprint: [astro-ph/0609635](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0609635).
- Rodríguez Hidalgo, P., F. Hamann, D. Nestor y J. Shields (2007a). *High Velocity Outflows in Quasars*. NOAO Proposal.
- (2007b). «High-velocity Outflows in Quasars». En: *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*. Ed. por L.C. Ho y J.-W. Wang. Vol. 373. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 287.
- Rodríguez-Pascual, P.M., J.M. Mas-Hesse y M. Santos-Lleo (1997). «The broad line region of narrow-line Seyfert 1 galaxies.» En: 327, págs. 72-80. eprint: [astro-ph/9706127](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9706127).
- Rowan-Robinson, M. (1977). «On the unity of activity in galaxies». En: 213, págs. 635-647. DOI: [10.1086/155195](https://doi.org/10.1086/155195).
- Salpeter, E.E. (1964). «Accretion of Interstellar Matter by Massive Objects.» En: 140, págs. 796-800. DOI: [10.1086/147973](https://doi.org/10.1086/147973).
- Saxton, R.D., M.J.L. Turner, O.R. Williams, G.C. Stewart, T. Ohashi y T. Kii (1993). «The soft X-ray excesses of high-luminosity AGN». En: 262, págs. 63-74. DOI: [10.1093/mnras/262.1.63](https://doi.org/10.1093/mnras/262.1.63).
- Scheuer, P.A.G. y A.C.S. Readhead (1979). «Superluminally expanding radio sources and the radio-quiet QSOs». En: 277, págs. 182-185. DOI: [10.1038/277182a0](https://doi.org/10.1038/277182a0).
- Schmidt, E.O., D. Ferreira, L. Vega Neme y G.A. Oio (2016). «Spectral nuclear properties of NLS1 galaxies». En: 596, A95, A95. DOI: [10.1051/0004-6361/201629343](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629343). arXiv: [1608.02396](https://arxiv.org/abs/1608.02396).

- Schmidt, M. y R.F. Green (1983). «Quasar evolution derived from the Palomar bright quasar survey and other complete quasar surveys». En: 269, págs. 352-374. DOI: [10.1086/161048](https://doi.org/10.1086/161048).
- Schmitt, H.R., J.S. Ulvestad, R.R.J. Antonucci y A.L. Kinney (2001). «Jet Directions in Seyfert Galaxies: Radio Continuum Imaging Data». En: 132, págs. 199-209. DOI: [10.1086/318957](https://doi.org/10.1086/318957). eprint: [astro-ph/0012123](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0012123).
- Schwarzschild, K. (1916). «Über das Gravitationsfeld eines Massenpunktes nach der Einsteinschen Theorie». En: *Sitzungsberichte der Königlich Preussischen Akademie der Wissenschaften (Berlin)*, 1916, Seite 189-196.
- Schwoppe, A., G. Hasinger, I. Lehmann, R. Schwarz, H. Brunner, S. Neizvestny, A. Ugryumov, Y. Balega, J. Trümper y W. Voges (2000). «The ROSAT Bright Survey: II. Catalogue of all high-galactic latitude RASS sources». En: *Astronomische Nachrichten* 321, págs. 1-52. DOI: [10.1002/\(SICI\)1521-3994\(200003\)321:1<::AID-ASNA1>3.0.CO;2-C](https://doi.org/10.1002/(SICI)1521-3994(200003)321:1<::AID-ASNA1>3.0.CO;2-C). eprint: [astro-ph/0003039](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0003039).
- Seyfert, C.K. (1943). «Nuclear Emission in Spiral Nebulae.» En: 97, pág. 28. DOI: [10.1086/144488](https://doi.org/10.1086/144488).
- Shapovalova, A.I. y col. (2012). «Spectral Optical Monitoring of the Narrow-line Seyfert 1 Galaxy Ark 564». En: 202, 10, pág. 10. DOI: [10.1088/0067-0049/202/1/10](https://doi.org/10.1088/0067-0049/202/1/10). arXiv: [1207.1782](https://arxiv.org/abs/1207.1782).
- Slipher, V.M. (1913). «The radial velocity of the Andromeda Nebula». En: *Lowell Observatory Bulletin* 2, págs. 56-57.
- Soifer, B.T., G. Helou y M. Werner (2008). «The Spitzer View of the Extragalactic Universe». En: 46, págs. 201-240. DOI: [10.1146/annurev.astro.46.060407.145144](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.46.060407.145144).
- Spoon, H.W.W., J.A. Marshall, J.R. Houck, M. Elitzur, L. Hao, L. Armus, B.R. Brandl y V. Charmandaris (2007). «Mid-Infrared Galaxy Classification Based on Silicate Obscuration and PAH Equivalent Width». En: 654, págs. L49-L52. DOI: [10.1086/511268](https://doi.org/10.1086/511268). eprint: [astro-ph/0611918](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0611918).
- Stephens, S.A. (1989). «Optical spectroscopy of X-ray-selected active galactic nuclei». En: 97, págs. 10-35. DOI: [10.1086/114953](https://doi.org/10.1086/114953).
- Stocke, J.T., C.W. Danforth y E.S. Perlman (2011). «Broad Ly $\alpha$  Emission from Three Nearby BL Lacertae Objects». En: 732, 113, pág. 113. DOI: [10.1088/0004-637X/732/2/113](https://doi.org/10.1088/0004-637X/732/2/113). arXiv: [1102.5044](https://arxiv.org/abs/1102.5044).
- Sulentic, J.W., T. Zwitter, P. Marziani y D. Dultzin-Hacyan (2000). «Eigenvector 1: An Optimal Correlation Space for Active Galactic Nuclei». En: 536, págs. L5-L9. DOI: [10.1086/312717](https://doi.org/10.1086/312717). eprint: [astro-ph/0005177](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0005177).
- Sulentic, J.W., R. Bachev, P. Marziani, C.A. Negrete y D. Dultzin (2007). «C IV  $\lambda_{1549}$  as an Eigenvector 1 Parameter for Active Galactic Nuclei». En: 666, págs. 757-777. DOI: [10.1086/519916](https://doi.org/10.1086/519916). arXiv: [0705.1895](https://arxiv.org/abs/0705.1895).
- Tadhunter, C. (2008). «An introduction to active galactic nuclei: Classification and unification». En: 52, págs. 227-239. DOI: [10.1016/j.newar.2008.06.004](https://doi.org/10.1016/j.newar.2008.06.004).
- Taniguchi, Y., T. Murayama y T. Nagao (1999). «What Are Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies?: Toward A Viewing-Angle-Dependent Unified Model for Seyfert Galaxies». En: *ArXiv Astrophysics e-prints*. eprint: [astro-ph/9910036](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9910036).
- Teng, S.H., R.F. Mushotzky, R.M. Sambruna, D.S. Davis y C.S. Reynolds (2011). «Fermi/LAT Observations of Swift/BAT Seyfert Galaxies: On the Contribution of Radio-quiet Active Galactic Nuclei to the Extragalactic  $\gamma$ -Ray Background». En: 742, 66, pág. 66. DOI: [10.1088/0004-637X/742/2/66](https://doi.org/10.1088/0004-637X/742/2/66). arXiv: [1109.2734](https://arxiv.org/abs/1109.2734) [[astro-ph.HE](https://arxiv.org/abs/astro-ph.HE)].

- Tran, H.D. (1995). «The Nature of Seyfert 2 Galaxies with Obscured Broad-Line Regions. III. Interpretation». En: 440, pág. 597. DOI: [10.1086/175298](https://doi.org/10.1086/175298).
- Tran, H.D., J.S. Miller y L.E. Kay (1992). «Detection of obscured broad-line regions in four Seyfert 2 galaxies». En: 397, págs. 452-456. DOI: [10.1086/171801](https://doi.org/10.1086/171801).
- Tremaine, S. y col. (2002). «The Slope of the Black Hole Mass versus Velocity Dispersion Correlation». En: 574, págs. 740-753. DOI: [10.1086/341002](https://doi.org/10.1086/341002). eprint: [astro-ph/0203468](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0203468).
- Tripp, T.M., L. Lu y B.D. Savage (1998). «High Signal-to-Noise GHRS Observations of H 1821+643: O IV Associated with a Group of Galaxies at  $Z = 0.226$  and Complex Lyman alpha Absorption Profiles at Low Redshift». En: *The Scientific Impact of the Goddard High Resolution Spectrograph*. Ed. por J.C. Brandt, T.B. Ake y C.C. Petersen. Vol. 143. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 261.
- Trippe, M.L., D.M. Crenshaw, R.P. Deo, M. Dietrich, S.B. Kraemer, S.E. Rafter y T.J. Turner (2010). «A Multi-wavelength Study of the Nature of Type 1.8/1.9 Seyfert Galaxies». En: 725, págs. 1749-1767. DOI: [10.1088/0004-637X/725/2/1749](https://doi.org/10.1088/0004-637X/725/2/1749). arXiv: [1010.2750](https://arxiv.org/abs/1010.2750).
- Trump, J.R. y col. (2011). «Accretion Rate and the Physical Nature of Unobscured Active Galaxies». En: 733, 60, pág. 60. DOI: [10.1088/0004-637X/733/1/60](https://doi.org/10.1088/0004-637X/733/1/60). arXiv: [1103.0276](https://arxiv.org/abs/1103.0276).
- Turner, T.J., K. Nandra, I.M. George, A.C. Fabian y K.A. Pounds (1993). «X-Ray Observations of the Warm Absorber in NGC 3783». En: 419, pág. 127. DOI: [10.1086/173466](https://doi.org/10.1086/173466).
- Ulvestad, J.S., R.R.J. Antonucci y R. Barvainis (2005). «VLBA Imaging of Central Engines in Radio-Quiet Quasars». En: 621, págs. 123-129. DOI: [10.1086/427426](https://doi.org/10.1086/427426). eprint: [astro-ph/0411678](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0411678).
- Ulvestad, J.S., R.R.J. Antonucci y R.W. Goodrich (1995). «Radio properties of narrow-lined Seyfert 1 galaxies». En: 109, págs. 81-86. DOI: [10.1086/117258](https://doi.org/10.1086/117258).
- Ulvestad, J.S., D.S. Wong, G.B. Taylor, J.F. Gallimore y C.G. Mundell (2005). «VLBA Identification of the Milliarcsecond Active Nucleus in the Seyfert Galaxy NGC 4151». En: 130, págs. 936-944. DOI: [10.1086/432034](https://doi.org/10.1086/432034). eprint: [astro-ph/0505141](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0505141).
- Urry, C.M. y P. Padovani (1995). «Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei». En: 107, pág. 803. DOI: [10.1086/133630](https://doi.org/10.1086/133630). eprint: [astro-ph/9506063](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9506063).
- Véron-Cetty, M.-P. y P. Véron (2010). «A catalogue of quasars and active nuclei: 13th edition». En: 518, A10, A10. DOI: [10.1051/0004-6361/201014188](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014188).
- Véron-Cetty, M.-P., P. Véron y A.C. Gonçalves (2001). «A spectrophotometric atlas of Narrow-Line Seyfert 1 galaxies». En: 372, págs. 730-754. DOI: [10.1051/0004-6361:20010489](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20010489). eprint: [astro-ph/0104151](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0104151).
- Vestergaard, M. (2002). «Determining Central Black Hole Masses in Distant Active Galaxies». En: 571, págs. 733-752. DOI: [10.1086/340045](https://doi.org/10.1086/340045). eprint: [astro-ph/0204106](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0204106).
- Viegas-Aldrovandi, S.M. y M. Contini (1989a). «A guideline to the interpretation of the narrow emission-line spectra of active galactic nuclei». En: 339, págs. 689-699. DOI: [10.1086/167328](https://doi.org/10.1086/167328).
- (1989b). «Composite models for the narrow emission-line region of active galactic nuclei. VI - The Fe lines». En: 215, págs. 253-261.
- Wagner, S.J. y A. Witzel (1995). «Intraday Variability In Quasars and BL Lac Objects». En: 33, págs. 163-198. DOI: [10.1146/annurev.aa.33.090195.001115](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.33.090195.001115).
- Walter, R. y H.H. Fink (1993). «The Ultraviolet to Soft X-Ray Bump of SEYFERT-1 Type Active Galactic Nuclei». En: 274, pág. 105.

- Wandel, A., B.M. Peterson y M.A. Malkan (1999). «Central Masses and Broad-Line Region Sizes of Active Galactic Nuclei. I. Comparing the Photoionization and Reverberation Techniques». En: 526, págs. 579-591. DOI: [10.1086/308017](https://doi.org/10.1086/308017). eprint: [astro-ph/9905224](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9905224).
- Wang, T. e Y. Lu (2001). «Black hole mass and velocity dispersion of narrow line region in active galactic nuclei and narrow line Seyfert 1 galaxies». En: 377, págs. 52-59. DOI: [10.1051/0004-6361:20011071](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20011071). eprint: [astro-ph/0107528](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0107528).
- Warner, C., F. Hamann y M. Dietrich (2004). «Active Galactic Nucleus Emission-Line Properties Versus the Eddington Ratio». En: 608, págs. 136-148. DOI: [10.1086/386325](https://doi.org/10.1086/386325). eprint: [astro-ph/0402471](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0402471).
- Weedman, D.W. (1973). «A Photometric Study of Markarian Galaxies». En: 183, págs. 29-40. DOI: [10.1086/152205](https://doi.org/10.1086/152205).
- Wilkes, B.J. (2000). «Quasars and Active Galactic Nuclei». En: *Allen's Astrophysical Quantities*. Ed. por A.N. Cox, pág. 585.
- Willis, A.G., R.G. Strom y A.S. Wilson (1974). «3C236, DA240; the largest radio sources known». En: 250, págs. 625-630. DOI: [10.1038/250625a0](https://doi.org/10.1038/250625a0).
- Willott, C.J. y col. (2010). «The Canada-France High-z Quasar Survey: Nine New Quasars and the Luminosity Function at Redshift 6». En: 139, págs. 906-918. DOI: [10.1088/0004-6256/139/3/906](https://doi.org/10.1088/0004-6256/139/3/906). arXiv: [0912.0281](https://arxiv.org/abs/0912.0281).
- Woltjer, L. (1959). «Emission Nuclei in Galaxies.» En: 130, pág. 38. DOI: [10.1086/146694](https://doi.org/10.1086/146694).
- Woo, J.H. y C.M. Urry (2002). «Active Galactic Nucleus Black Hole Masses and Bolometric Luminosities». En: 579, págs. 530-544. DOI: [10.1086/342878](https://doi.org/10.1086/342878). eprint: [astro-ph/0207249](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0207249).
- Wright, T. (1750). *An original theory or new hypothesis of the universe : founded upon general phaenomena of the visible creation; and particularly the Via the laws of nature, and solving by mathematical principles : the Lactea ...compris'd in nine familiar letters from the author to his friendand : illustrated with upward of thirty graven and mezzotinto plates ...* DOI: [10.3931/e-rara-28672](https://doi.org/10.3931/e-rara-28672).
- Wu, Y.Z. y S.N. Zhang (2013). «The Evolution Sequence in Narrow-Line and Broad-Line SEYFERT 1 Galaxies». En: *Feeding Compact Objects: Accretion on All Scales*. Ed. por C.M. Zhang, T. Belloni, M. Méndez y S.N. Zhang. Vol. 290. IAU Symposium, págs. 343-344. DOI: [10.1017/S1743921312020327](https://doi.org/10.1017/S1743921312020327).
- Wu, Y.Z., E.P. Zhang, Y.C. Liang, C.M. Zhang e Y.H. Zhao (2011). «The Different Nature of Seyfert 2 Galaxies With and Without Hidden Broad-line Regions». En: 730, 121, pág. 121. DOI: [10.1088/0004-637X/730/2/121](https://doi.org/10.1088/0004-637X/730/2/121). arXiv: [1101.4132](https://arxiv.org/abs/1101.4132) [[astro-ph.HE](https://arxiv.org/abs/astro-ph.HE)].
- Xu, D., S. Komossa, H. Zhou, H. Lu, C. Li, D. Grupe, J. Wang y W. Yuan (2012). «Correlation Analysis of a Large Sample of Narrow-line Seyfert 1 Galaxies: Linking Central Engine and Host Properties». En: 143, 83, pág. 83. DOI: [10.1088/0004-6256/143/4/83](https://doi.org/10.1088/0004-6256/143/4/83). arXiv: [1201.2810](https://arxiv.org/abs/1201.2810).
- Xu, D.W., J.Y. Wei y J.Y. Hu (1999). «Spectroscopy of 18 New Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies from the ROSAT All-Sky Survey». En: 517, págs. 622-626. DOI: [10.1086/307239](https://doi.org/10.1086/307239).
- Zakamska, N.L., F. Hamann, I. Pâris, W.N. Brandt, J.E. Greene, M.A. Strauss, C. Villforth, D. Wylezalek, R.M. Alexandroff y N.P. Ross (2016). «Discovery of extreme [O III]  $\lambda$ 5007 Å outflows in high-redshift red quasars». En: 459, págs. 3144-3160. DOI: [10.1093/mnras/stw718](https://doi.org/10.1093/mnras/stw718). arXiv: [1512.02642](https://arxiv.org/abs/1512.02642).
- Zamanov, R., P. Marziani, J.W. Sulentic, M. Calvani, D. Dultzin-Hacyan y R. Bachev (2002). «Kinematic Linkage between the Broad- and Narrow-Line-emitting Gas

- in Active Galactic Nuclei». En: 576, págs. L9-L13. DOI: [10.1086/342783](https://doi.org/10.1086/342783). eprint: [astro-ph/0207387](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0207387).
- Zel'dovich, Y.B. (1964). «The Fate of a Star and the Evolution of Gravitational Energy Upon Accretion». En: 9, pág. 195.
- Zel'dovich, Y.B. e I.D. Novikov (1964). «The Radiation of Gravity Waves by Bodies Moving in the Field of a Collapsing Star». En: 9, pág. 246.
- Zheng, W. y P.T. O'Brien (1990). «Differential line development and the complex structure of the broad-line region in Fairall 9». En: 356, págs. 463-466. DOI: [10.1086/168853](https://doi.org/10.1086/168853).
- Zhou, H., T. Wang, W. Yuan, H. Lu, X. Dong, J. Wang e Y. Lu (2006). «A Comprehensive Study of 2000 Narrow Line Seyfert 1 Galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. I. The Sample». En: 166, págs. 128-153. DOI: [10.1086/504869](https://doi.org/10.1086/504869). eprint: [astro-ph/0603759](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603759).
- Zhu, L., S.N. Zhang y S. Tang (2009). «Evidence for an Intermediate Line Region in Active Galactic Nuclei's Inner Torus Region and its Evolution from Narrow to Broad Line Seyfert I Galaxies». En: 700, págs. 1173-1189. DOI: [10.1088/0004-637X/700/2/1173](https://doi.org/10.1088/0004-637X/700/2/1173). arXiv: [0807.3992](https://arxiv.org/abs/0807.3992).