



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

BÚSQUEDA DE AGNS DUALES EN GALAXIAS
SEYFERT INTERMEDIAS USANDO EL SDSS

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO DE:

Físico

PRESENTA:

Miguel Angel Cuitlahuac de Icaza Lizaola

DIRECTOR DE TESIS:

DRA. IRENE ANTONIA CRUZ-GONZÁLEZ ESPINOSA



MÉXICO, D.F.

AGOSTO, 2015



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

**BÚSQUEDA DE AGNS DUALES EN GALAXIAS SEYFERT
INTERMEDIAS USANDO EL SDSS**

por

Miguel Angel Cuitlahuac de Icaza Lizaola

Tesis presentada para obtener el grado de

Físico

en la

Facultad de Ciencias

Universidad Nacional Autónoma de México

México, D.F.. Agosto, 2015

*A mis padres Miguel y Julieta
y a mi hermana Julieta, muy.*

Agradecimientos

A mi estimadísima asesora la Dra. Irene Cruz-González por su invaluable apoyo, que superó por mucho sus obligaciones como directora de esta tesis. Por toda la paciencia que me tuvo y por saber como ayudarme a crecer académicamente. Sin ella estos primeros pasos en la astrofísica me hubieran sido imposibles.

A mis sinodales: el Dr. Christophe Morisset, el Dr. Gerardo Carmona, el Dr. Pablo Velázquez y la Dra. Mariana Vargas, por tomarse el tiempo de leer mi trabajo y darme sugerencias sobre él. Para mi su participación en este proyecto fue un honor y una alegría.

A la Dra. Erika Benítez Lizaola por el genuino interés que ha mostrado por mi desarrollo profesional y por los cariñosos consejos que me ha dado a lo largo de mi carrera.

Al Dr. Vahram Chavushyan, al Dr. Jonathan León-Tavares, al Mtro. Víctor Manuel Patiño y al Mtro. Eric Faustino Jiménez, por todo su apoyo a lo largo de esta investigación. Por las largas explicaciones técnicas que me brindaron y las valiosísimas revisiones que realizaron a mi trabajo.

A mis queridos colegas, amigos, hermanos: Ángel Castellanos, Estefanía Roldán, Rodolfo Martínez, Carlos Maciel, Jerónimo Carvajal y José Antonio Trejo, cuya hambre de conocimiento y ganas de vivir han sido una inspiración y una meta que perseguir.

A mis amigos de toda la vida y compañeros de aventuras: Leriche, Diego, Belen, Palomo, Dan, Paco, Ulises, Fran, Alex y Elys quienes han sido los mejores amigos que hubiera podido pedir y que han sido la sal de esta vida.

A mis padres y a mi hermana que me han apoyado y querido en éste y todos los momentos de mi vida, que me han alentado a perseguir mis fantasías y que me han enseñado con el ejemplo que en este mundo hay que trabajar duro y enamorarse de lo que haces.

Índice general

| | |
|--|-----------|
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. Formación y evolución de galaxias | 1 |
| 1.2. AGNs | 3 |
| 1.2.1. El motor central de un AGN | 4 |
| 1.2.2. Líneas de emisión | 6 |
| 1.2.3. La luz del disco de acreción | 9 |
| 1.2.4. Galaxias Seyfert | 9 |
| 1.3. SMBH en el centro de las galaxias | 10 |
| 1.4. AGNs duales | 12 |
| 2. Búsqueda de AGNs duales | 14 |
| 2.1. Radio-Galaxias Duales | 15 |
| 2.1.1. Radio AGNs-duales | 16 |
| 2.2. Rayos X | 18 |
| 2.3. Óptico | 19 |
| 2.3.1. Diagramas BPT | 20 |
| 2.3.2. Offset AGNs | 23 |
| 2.3.3. AGNs Duales | 23 |
| 2.3.4. Fenómenos alternativos que pueden causar doble pico | 25 |
| 2.3.5. Trabajo Previo | 26 |
| 3. Metodología | 27 |
| 3.1. Nuestra Muestra | 27 |

| | |
|--|-----------|
| 3.2. Código STARLIGHT | 29 |
| 3.3. Ajustes de PeakFit | 35 |
| 3.4. Selección de ajuste de perfiles | 36 |
| 3.5. Flujos y errores | 47 |
| 3.6. Resultados Finales | 49 |
| 4. Conclusiones y trabajo a futuro | 53 |

BÚSQUEDA DE AGNS DUALES EN GALAXIAS SEYFERT INTERMEDIAS USANDO EL SDSS

por

Miguel Angel Cuitlahuac de Icaza Lizaola

Resumen

Los sistemas duales de Agujeros Negros Super Masivos (SMBHs) son predichos por el modelo *jerárquico* de evolución de galaxias; sin embargo, el número de detecciones confirmadas de estos objetos es escasa. Un método para buscarlos que ha mostrado dar resultados prometedores es perseguir objetos con características espectroscópicas típicas de sistemas duales de Núcleos Activos de Galaxias (AGN). Estos sistemas podrían generar espectros con líneas angostas de perfil doble que pueden analizarse por separado usando un diagrama de diagnóstico de Baldwin–Phillips–Terlevich (BPT). Se buscaron AGNs duales en una muestra de 18 espectros obtenidos de la base de datos del *Sloan Digital Sky Server* (SDSS), clasificados previamente como AGNs de tipo intermedio (Seyfert 1.8 y 1.9). El 39% de nuestra muestra se ajustó mejor con un perfil doble que con uno sencillo (7 de nuestros objetos). De estos 7 objetos 3 fueron clasificados como AGNs duales (AGN/AGN) por los dos diagramas BPT $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[NII]/H\alpha$ y $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[SII]/H\alpha$. Estos fueron los objetos del SDSS J15055655+0342263, J14320827+3532555 y J12160708+5049300, los últimos dos fueron clasificados previamente como AGNs duales por Comerford et al. (2013) y Benítez et al. (2013) respectivamente, pero el primero es un candidato nuevo. Además el objeto J13381586+0432333 fue clasificado como un sistema dual LINER/LINER.

BÚSQUEDA DE AGNS DUALES EN GALAXIAS SEYFERT INTERMEDIAS USANDO EL SDSS

by

Miguel Angel Cuitlahuac de Icaza Lizaola

Abstract

Dual supermassive black hole (SMBH) systems are predicted by the *hierarchical* model of galaxy evolution, but the number of current unambiguous detections is scarce. A promising approach for identifying new candidates is to look for spectroscopic signatures of systems where both SMBH are fueled forming a dual Active Galactic Nuclei (AGN) system. Dual AGNs may produce double-peaked narrow emission lines that can be individually analyzed using Baldwin–Phillips–Terlevich (BPT) diagnostic diagrams. A sample of 18 intermediate type AGN spectra (Seyfert 1.8 & 1.9) obtained from the *Sloan Digital Sky Server* (SDSS) database was scouted for dual AGNs, 39% of our sample spectra was better fitted by a double line profile (7 of our objects). Out of this 7 objects 3 of them were classified as dual AGNs (AGN/AGN) by BPT diagrams $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[NII]/H\alpha$ and $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[SII]/H\alpha$. This AGNs are the SDSS objects J15055655+0342263, J14320827+ 3532555 and J12160708+5049300 the last two were already classified as dual AGNs by Comerford et al. (2013) and Benítez et al. (2013) respectively, but the first one is a new candidate. Also object J13381586+0432333 was classified as a dual LINER/LINER system.

Capítulo 1

Introducción

El objetivo de este trabajo es detectar nuevos candidatos a sistemas duales de núcleos activos de Galaxia (AGNs). Es decir sistemas compuestos por dos AGNs atados entre sí gravitacionalmente. La existencia de estos objetos es predicha por los modelos con los que explicamos como evolucionaron las galaxias. Con este fin analizaremos los espectros de algunos AGNs que han sido observados por el *Sloan Digital Sky Server* (SDSS). En los siguientes capítulos explicaré el procedimiento que seguimos para analizar estos espectros. Antes de eso, me gustaría hacer un breve resumen de algunos resultados astronómicos, necesarios para entender por qué los astrónomos buscan AGNs duales. Para esto es necesario saber un poco sobre la formación y la evolución de las galaxias, conocer qué son los AGNs, por qué creemos que el motor que produce su emisión atípica de luz es la acreción de gas a un agujero negro y por qué los astrónomos creen que en los núcleos de casi todas las galaxias hay agujeros negros enormes. Cada uno de estos resultados es suficiente para escribir un trabajo mucho más complejo que éste, bajo esta consideración en este capítulo me limitaré a mencionar algunas definiciones y resultados que nos ayuden a entender mejor los objetivos del trabajo realizado.

1.1. Formación y evolución de galaxias

La luz más antigua que hemos detectado, la radiación de fondo cósmica, nos llega con aproximadamente la misma intensidad desde todas las direcciones del cielo. Esto nos habla de un Universo primitivo mucho más homogéneo e isótropo que el que vemos en la actualidad. En

un Universo perfectamente homogéneo no podría generarse estructura, las partículas sentirían las mismas fuerzas actuando sobre ellas en todas las direcciones y no se aglomerarían unas con otras (Sokoloff, 2011, Chap.1.2.2). Es necesario que existan pequeñas variaciones en la densidad del universo temprano para que éstas puedan evolucionar en todas las complejas estructuras que vemos en la actualidad. Las anisotropías detectadas para la radiación de fondo son de apenas una parte en 10^5 (Fixsen, 2009) y representan las variaciones de densidad en el universo temprano.

En un Universo en expansión dominado por partículas no relativistas (como el universo actual), pequeñas variaciones de densidad crecerían con el tiempo, pues regiones cuya densidad inicial sea un poco mayor que el promedio atraerán un poco más fuerte a las regiones vecinas y podrán robar sus partículas. En consecuencia estas regiones se volverán incluso más densas y sus alrededores incluso menos densos (Sokoloff, 2011, Chap.4). Cuando una región alcance un valor de densidad lo suficientemente alto, sus partículas dejarán de alejarse entre si y colapsarán, formando halos de materia oscura y bariones. Estos halos fueron las semillas de las primeras galaxias, en ellas el gas bariónico fue arrastrado hacia el centro donde se aglomeró en nubes cuya gravedad podría eventualmente dominar sobre la del halo y colapsar, dando origen a las primeras estrellas (Sokoloff, 2011, Chap.9).

En la descripción hasta aquí presentada sobre la formación de las primeras galaxias es mucho más probable que se creen una cantidad elevada de halos de poca masa que un solo halo masivo. Las enormes galaxias que observamos surgieron entonces por la fusión de muchísimos halos de menor tamaño que se atrajeron entre ellos gravitacionalmente. En general se considera que las galaxias evolucionaron de manera *jerárquica* (Lacey & Cole, 1993), es decir una galaxia en el presente fue en algún momento el resultado de la fusión de dos o más galaxias menores, que a su vez cada una fue el resultado de fusiones anteriores, siguiendo un proceso que comenzó con las primeras fusiones de los pequeños halos de materia oscura producto de las pequeñas inhomogeneidades del Universo temprano, como se ilustra en la Fig.1-1.

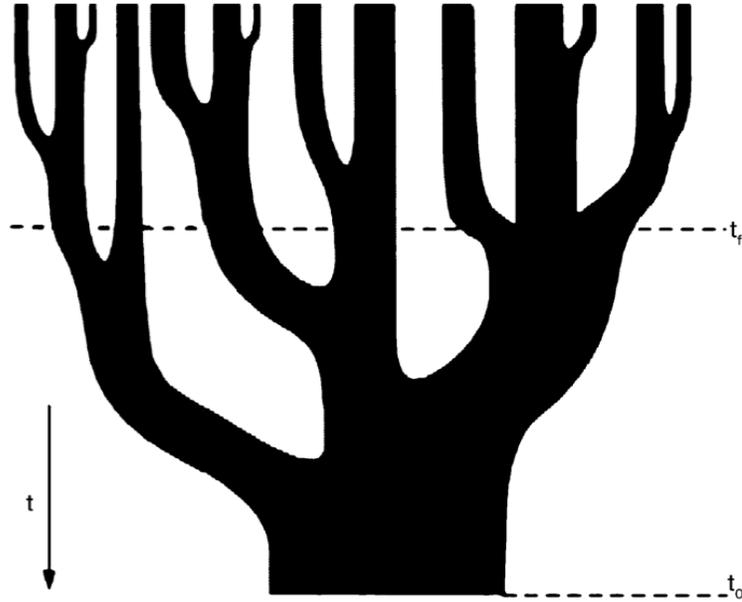


Figura 1-1: Representación de un *árbol de fusiones*, el eje temporal corre de arriba hacia abajo y representa la formación de una galaxia masiva en t_0 como consecuencia de la fusión de varias galaxias menores. Imagen tomada de (Schneider, 2006, Chap. 9.6.3).

1.2. AGNs

Si quisiéramos modelar la luz que emite una galaxia lo primero que tendríamos que hacer sería modelar la luz conjunta de muchísimas estrellas concentradas en una región muy pequeña del cielo nocturno a una distancia muy grande. La temperatura de las estrellas cercanas a nosotros se encuentra en un intervalo entre $3,000^\circ K$ y $35,000^\circ K$ (Karttunen et al., 2007, Chap. 8.2); puesto que el espectro de emisión de una estrella está bien aproximado por el espectro de un cuerpo negro, podríamos pensar en el espectro de emisión de una galaxia como una superposición de curvas planckianas (cada una con un máximo en la longitud de onda que la *ley de Wien* nos indica para temperaturas en el intervalo anterior). Por lo tanto los espectros de las galaxias deberían de emitir con más intensidad en el intervalo entre 800\AA y $10,000\text{\AA}$ (hay muchas más estrellas frías que calientes en una galaxia). Si existieran grandes regiones de formación estelar en alguna galaxia este intervalo podría ampliarse un poco, pero en general engloba lo que esperaríamos encontrar en una galaxia distante si ésta estuviera conformada por más o menos las mismas fuentes luminosas que la Vía Láctea.

La mayoría de las galaxias tienen espectros dentro del intervalo anterior, sin embargo algunas emiten en un intervalo de longitudes de onda muchísimo mayor, que puede ir desde el radio hasta los rayos-x y en algunos casos incluso a rayos gamma (Schneider, 2006, Chap. 5). Esta emisión atípica suele originarse en la región central de la galaxia, a la que se le denomina un *núcleo activo de galaxia* ó **AGN**. Entre estas galaxias figuran los objetos más luminosos conocidos en el universo, en algunos casos su luminosidad puede superar a la de una galaxia normal por un factor de mil. En las siguientes páginas veremos que la luz de estos objetos no es generada por reacciones nucleares como en las estrellas, sino por nubes de gas cayendo a altísimas velocidades hacia el interior de agujeros negros enormes.

1.2.1. El motor central de un AGN

Consideremos una nube de gas colapsando hacia un agujero negro. Las partículas de la nube transformarán su energía potencial en energía cinética, puesto que esperamos que en general las partículas tengan un momento angular diferente de cero, éstas deberían de orbitar alrededor del agujero negro. Si consideramos a la nube de gas y al agujero negro como un sistema cerrado su vector de momento angular total L se debe de conservar (Landau & Lifshitz, 1969, Chap 9). Es decir, existe un eje de rotación (el del vector de momento angular total) alrededor del cual el gas gira como un todo (aunque la dinámica de cada partícula individual pueda ser caótica).

Puesto que las partículas en la nube de gas son interactuantes (cuando la nube se haya colapsado será lo suficientemente densa para que las partículas choquen entre sí), las partículas intercambiarán momento mediante colisiones. La dirección del vector L es la dirección *promedio* alrededor de la cual las partículas giran, por lo tanto mediante estas colisiones las partículas tenderán a formar órbitas sobre el plano de rotación. Cada que hay una colisión se redistribuye el momento angular y las órbitas de las partículas cambian a nuevos planos *en medio* de los dos planos originales, por lo tanto después de muchas colisiones las partículas se moverán en un solo plano, el perpendicular a L . Es decir, las nubes formarán un disco alrededor del agujero negro. A este disco se le conoce como *disco de acreción*.

Puesto que la fuerza gravitacional es grande comparada con la fricción, cada partícula del disco seguirá una órbita keplereana, formando un *disco de Kepler*, (Schneider, 2006, Chap. 5.3.2). Recordemos que la tercera ley de Kepler nos indica que existe una relación entre el periodo

P y el semieje mayor a de la órbita trazada por un objeto en órbita keplerana (Karttunen et al., 2007, Chap. 6.5). Esta relación está dada por la siguiente ecuación:

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G(m_1 + m_2)} a^3 \quad (1-1)$$

La relación entre el periodo y el semieje mayor se traduce en una relación entre la velocidad angular y la distancia al centro del SMBH: si una partícula va rápido significa que está cerca del SMBH. Consideremos la colisión entre dos partículas la primera con una órbita más interior que la segunda. Puesto que la primera tiene una mayor velocidad angular, la colisión alentará a ésta y acelerará a su compañera, por lo tanto el momento angular del disco de acreción fluye *hacia afuera*. Mientras tanto, la partícula de la órbita inferior ha perdido velocidad angular y por lo tanto tiene que *caer* a una órbita inferior: el gas se mueve lentamente hacia el interior del disco y eventualmente al interior del agujero negro. Notemos, sin embargo, que la conservación del momento angular exige que la fracción exterior del disco sea empujada en la dirección contraria.

Durante las colisiones antes mencionadas, parte de la energía cinética de las partículas se gastará en calentar el gas, es decir, las partículas sufrirán cambios de niveles de energía y al regresar a sus estados de menor energía estas liberarán fotones. El teorema del Virial (Karttunen et al., 2007, Chap. 6.10) nos indica que la mitad de la energía potencial liberada se convertirá en energía cinética. Por lo tanto, la otra mitad deberá de ser radiada en forma de fotones. Este es el mecanismo mediante el cual un AGN genera luz: la energía potencial del gas es transformada primero en energía cinética y luego en radiación electromagnética.

La eficiencia mediante la cual este proceso convierte materia en energía está entre $\epsilon_g \sim 6\%$ y $\epsilon_g \sim 29\%$ (Schneider, 2006, Chap. 5.3.1) dependiendo del momento angular original de la nube de gas. La acreción gravitacional es el único proceso conocido en el universo con una eficiencia mayor a la fusión nuclear, que tiene una efectividad máxima de $\epsilon_n \leq 0.8\%$.

La luminosidad de algunos AGNs varía en más del 50% en escalas de un día (Edelson et al., 1996). Esto nos permite fijar un límite para su extensión espacial (puesto que la luminosidad de la fuente sólo puede variar substancialmente en un intervalo de tiempo lo suficientemente grande para que esté en contacto causal). También podemos observar la luminosidad de algunos AGNs y la extensión de algunas fuentes de radio relacionadas con los AGNs, y podemos usar estas observaciones para acotar el tiempo de vida mínimo y la energía que serían capaces de

generar (Schneider, 2006, Chap. 5.3.1). Con estos datos es posible demostrar que la eficiencia de la energía nuclear no es suficiente para generar la cantidad de luz que vemos en el pequeño espacio que ocupan los AGNs. Es decir se necesita un proceso mucho más eficiente (Richstone et al., 1998).

Como la acreción gravitacional a un agujero negro es el único proceso más eficiente que la fusión nuclear, esto nos lleva a concluir que en el núcleo de un AGN deben de existir enormes agujeros negros. Utilizando mapas de reverberación¹ se puede estimar la masa de éstos (Ho, 1999), en general su masa es muchísimo mayor a la que se esperaría de un agujero negro nacido por la muerte de una estrella masiva, por lo tanto los denominamos *agujeros negros supermasivos* (SMBH).

1.2.2. Líneas de emisión

Como hemos mencionado, la luz que recibimos de un AGN es muy distinta a la que recibimos de una galaxia sin un núcleo activo. El espectro de emisión de un AGN puede descomponerse en varios componentes, cada uno proveniente de distintos elementos de la región central de la galaxia huésped. En particular los espectros de los AGNs están caracterizados en el óptico y en el UV por líneas de emisión muy intensas (ver por ejemplo Fig. 3-1 a 3-9). Estas líneas se generan cuando la luz emitida por el disco de acreción alcanza nubes de gas y las calienta.

Las líneas de emisión se crean en un gas cuando un ión o un átomo excitado regresa a un nivel menor de energía, emitiendo un fotón con una frecuencia correspondiente a la diferencia de energía entre los dos niveles. Existen varios mecanismos que producen partículas en niveles excitados, ahora me enfocaré en dos de ellos que serán importantes más adelante.

- **Emisión por recombinación:** Aproximadamente dos tercios de las recombinaciones entre un electrón y un ión producen átomos en niveles excitados de energía (Stasińska, 2007, Chap.1.1.1.1). Estos átomos se des-excitan saltando por niveles de energía intermedios antes de llegar a su estado base. En cada salto se emite un fotón característico de una línea

¹Hemos mencionado que la luminosidad de algunos AGNs es variable. Los mapas de reverberación miden el tiempo que se demora en variar la luz de la BLR con respecto a la luz del continuo del AGN. Este tiempo se usa para encontrar la distancia r entre el SMBH y las nubes de la BLR ($r = c * \Delta t$). Después se utiliza este valor en la Eq.(1-3) para estimar la masa del SMBH. La velocidad de rotación se puede estimar si se conoce el ancho de las líneas de emisión.

de emisión de ese elemento. En este trabajo analizaremos las líneas de emisión $H\alpha$ y $H\beta$ de nuestros espectros. Ambas son producidas por recombinación.

El número de recombinaciones de átomos de Hidrógeno (N_{rec}) que suceden en un gas por unidad de volumen está dado por la ecuación (Dyson & Williams, 1980, Chap.5.2.4)

$$N_{rec} = n_e n_{HII} \alpha(T) \quad (1-2)$$

Donde n_e y N_{HII} son el número de electrones libres y de iones de hidrógeno por unidad de volumen respectivamente y $\alpha(T)$ es el coeficiente de recombinación. Este coeficiente es inversamente proporcional a la temperatura. Esto refleja el hecho de que a temperaturas elevadas los electrones se mueven a una mayor velocidad y por lo tanto es más difícil que sean atrapados por un ion de Hidrógeno.

- **Excitación colisional:** En un gas ionizado hay una cantidad elevada de electrónes libres, estos pueden chocar con átomos o iones y transferirles parte de su energía cinética. En consecuencia esta energía puede ser utilizada en excitar al átomo a un nivel superior. Las líneas de emisión producidas cuando estos átomos regresan a su estado base se conocen como líneas *colisionales*. En este trabajo analizaremos las líneas colisionales $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$, $[NII]\lambda\lambda 6548, 6583$ y $[SII]\lambda\lambda 6716, 6731$

Notemos que si una nube de gas está ionizada por una fuente cuyos fotones son más energéticos, los electrones ionizados tendrán una mayor energía cinética y por lo tanto aumentará el brillo de las líneas colicionales. Por otro lado, la ecuación 1-2 nos indica que el número de recombinaciones por unidad de volumen disminuye con la temperatura. En consecuencia si una nube de gas es calentada por una fuente de mayor temperatura, la intensidad de una línea colicional aumentaría y la de una línea de recombinación debe de disminuir. Este hecho será fundamental en la Sección 2-4 cuando describamos el método que nos permitirá diferenciar entre una galaxia con un AGN en su centro y otros tipos de galaxias.

En los espectros de algunos AGNs se pueden encontrar algunas líneas muy anchas, en general el ensanchamiento de una línea nos indica que la región que la emite tiene una dispersión de velocidades muy alta (Karttunen et al., 2007, Chap. 5.3), puesto que si muchas de las partículas que emiten en la frecuencia característica de la línea que estamos observando, se alejan o acercan

de nosotros a altas velocidades, su emisión de luz estará corrida al rojo o al azul por efecto Doppler.

Si tenemos una región de masa m , girando en una órbita circular alrededor de una de masa M donde $M \gg m$, la velocidad de rotación está dada como (Karttunen et al., 2007, Chap. 6.9):

$$v_{rot} = \sqrt{\frac{GM}{r}} \quad (1-3)$$

Por lo tanto, el hecho de que la región que emite estas líneas tenga una dispersión de velocidades elevadas nos indica que es una región cercana al agujero negro central. A esta región se le denomina la *región de líneas anchas (BLR)*.

Las líneas de emisión colisional pueden clasificarse en líneas *prohibidas*, *semi-prohibidas* y *permitidas* según la probabilidad de que un átomo excitado decaiga emitiendo un fotón con la longitud de onda de la línea (Schneider, 2006, Chap. 5.4.2). Si el tiempo de vida medio de un estado es muy elevado es muy probable que antes de que la partícula decaiga exista una colisión entre ella y otra partícula cercana que la force a disminuir su estado de energía. Las transiciones prohibidas son aquellas que tienen un tiempo de vida media de $\sim 1 s$, las permitidas de $\sim 10^{-8} s$ y las semi-prohibidas tienen un valor intermedio. Para que una transición prohibida suceda es necesario que nos encontremos en una región de muy baja densidad, donde las colisiones entre partículas sean muy poco probables.

Las líneas de emisión anchas sólo presentan transiciones permitidas y semi-prohibidas lo que nos indica que la densidad de la BLR no es lo suficientemente baja para mostrar líneas prohibidas.

Además de estas líneas anchas, los AGNs muestran líneas de emisión bastante más angostas (aun así más anchas que las líneas de emisión de las galaxias no activas) que presentan tanto transiciones prohibidas como permitidas. Esto nos indica que estas líneas son emitidas en una región mucho más lejana (menor dispersión de velocidades) y menos densa. A esta región se le denomina *región de líneas angostas (NLR)*.

1.2.3. La luz del disco de acreción

Se espera que los discos de acreción formen un espectro continuo muy ancho con un máximo en el UV (Schneider, 2006, Chap. 5.4.1). Este continuo es muy evidente cuando observamos algunos AGNs, y suele abarcar prácticamente todo el espectro, pero es más prominente en el óptico, infrarrojo y ultravioleta. Si consideramos regiones pequeñas del espectro podemos aproximar este continuo con una simple ley de potencia de la forma:

$$f_\nu = C\nu^{-\alpha} \quad (1-4)$$

Donde ν es la frecuencia, α es un número conocido como el *índice espectral*, C es una constante y f_ν es la densidad de flujo en función de la frecuencia. En este trabajo graficaremos la densidad de flujo en función de la longitud de onda (Sección 3.2), para esto consideramos la siguiente transformación:

$$f_\nu = f_\lambda \left(\frac{d\lambda}{d\nu} \right) = \left(\frac{\lambda^2}{c} \right) f_\lambda \quad (1-5)$$

Y aplicando esta transformación a la Ecuación 1-4 concluimos:

$$f_\lambda = C'\lambda^\beta \quad (1-6)$$

con $\beta = \alpha - 2$.

1.2.4. Galaxias Seyfert

Una amplia gama de objetos celestes distintos se pueden catalogar como AGNs siempre y cuando estén en el centro de una galaxia y emitan radiación *no-térmica*, es decir, que su emisión no sea consecuencia de reacciones nucleares², sino de materia cayendo hacia un agujero negro (en la Sección 2.3.1 explicamos un método para distinguir entre la emisión de un AGN y de otras regiones activas). Muchas veces el AGN es tan brillante que su luminosidad nos impide ver a la galaxia huésped, estos AGN son conocidos como *cuasares*.

Cuando tanto la galaxia huésped como el AGN son visibles y la galaxia huésped es una

²En el centro de las estrellas se llevan a cabo fusiones nucleares cuya energía calienta sus atmósferas. En estas atmósferas se emite la luz que nosotros vemos cuando observamos una estrella.

galaxia espiral, la clasificamos como una *galaxia Seyfert*, estas galaxias se dividen en dos grupos principales Seyfert 1 y Seyfert 2 (Khachikian & Weedman, 1974). En el primero incluimos a los AGNs que muestran líneas de emisión tanto anchas como delgadas y en el segundo a los que solo muestran líneas de emisión delgadas. Además existen varios subgrupos intermedios en los que las líneas anchas son de menor intensidad que en las Sy 1 pero aun así están presentes. Estos subgrupos se conoecen como *galaxias Seyfert intermedias*, y se definen de la siguiente forma (Osterbrock, 1981):

- Seyfert tipo 1.5: Muestra componentes anchos tanto en $H\alpha$ como en $H\beta$, la intensidad de ambas líneas es comparable.
- Seyfert tipo 1.8: Muestra una línea de emisión mucho mayor en $H\alpha$ que en $H\beta$.
- Seyfert tipo 1.9: Solo muestran un componente ancho en $H\alpha$.

1.3. SMBH en el centro de las galaxias

La densidad de AGNs en el universo es mayor a corrimientos al rojo (z) elevados que en la actualidad, el máximo de densidad se alcanza en $z \sim 3$ a esta época se le conoce como *la era de los cuasares* (Richstone et al., 1998). Con el paso del tiempo muchos SMBH se quedaron sin combustible, esto se infiere por el hecho de que la densidad de AGNs sea menor ahora que en la era de los cuasares: las nubes de gas caen dentro de el agujero negro, o son dispersadas por la energía emitida, cuando esto ocurre el SMBH se quedará oscuro. Es por lo tanto de esperarse, que muchas galaxias deberían de contener SMBH en su núcleo, reliquias de tiempos anteriores donde fueron galaxias activas. Llamaremos *durmientes* o *extintos* a los SMBH que no activan un AGN.

Puesto que estos SMBH ya no emiten luz, tenemos que buscar evidencias de su existencia en las interacciones gravitacionales que tendrían con estrellas cercanas a ellos. En la ecuación (1-3) notamos que estudiar la dispersión de velocidades de objetos cercanos al centro de una galaxia, nos puede indicar la cantidad de masa contenida en la región nuclear. En principio si pudiéramos medir la velocidad de rotación de objetos luminosos cercanos al radio de Schwarzschild de un agujero negro tendríamos una evidencia no ambigua de su presencia. Sin embargo, los núcleos de

las galaxias son lugares muy distantes a nosotros y nuestros telescopios no tienen la resolución angular suficiente para verlos con detalle; por lo tanto, es difícil encontrar evidencia de SMBH incluso en las galaxias más cercanas a nosotros.

Se ha encontrado evidencia no ambigua de un SMBH en el centro de nuestra propia galaxia (Eckart & Genzel, 1998). Por ser el núcleo galáctico más cercano a nosotros, no es de extrañarse que aquí se haya echo una de las primeras detecciones de un SMBH extinto. Para esto se estudió la dispersión de velocidades tanto radiales como angulares de las estrellas cercanas al núcleo (las velocidades angulares se pueden encontrar observando a las estrellas en distintos años y las radiales por su corrimiento Doppler) y se encontró que orbitaban alrededor de la fuente de radio *Sgr A**. La precisión con la que se pudieron medir las distancias de estas estrellas al centro y la enorme masa que se calculó para el objeto central (usando la dispersión de velocidades), descartaron casi todas las otras opciones que podrían estar generando el campo gravitacional.

Estudios similares han encontrado SMBH en el centro de otras galaxias cercanas. Muchos de estos estudios han dependido de la detección de maseres astronómicos cercanos a las regiones centrales (e.g., Miyoshi et al., 1995), o han usando el *Hubble Space Telescope* para encontrar una curva de rotación de la galaxia con las que se pueda inferir la masa en su región central (e.g., de Francesco et al., 2006). El hecho de que en todas las galaxias en las que se han podido estudiar sus núcleos con suficiente precisión se haya sugerido la presencia de un SMBH nos hace pensar que estos objetos son bastante comunes. En la actualidad la idea de que la mayoría de las galaxias masivas tienen SMBH en su núcleo es bastante aceptada entre la comunidad astronómica.

Se cree que estos SMBH comenzaron siendo agujeros negros mucho menores que nacieron en pequeñas galaxias, producto de la muerte de una estrella muy grande. Estos agujeros negros entonces comenzarían a crecer mediante acreción de gas y de estrellas y continuarían creciendo en las fusiones de galaxias. Enseguida mencionaremos como aumenta la masa de un SMBH durante estas fusiones, pero ahora me gustaría recalcar que esto implica que incluso galaxias no muy masivas deberían de presentar agujeros negros centrales. A estos primeros agujeros negros se les conoce como *agujeros semilla* y actualmente muchos investigadores trabajan caracterizando a los SMBHs en AGNs dentro de galaxias huéspedes cada vez menores (e.g., Reines et al., 2013).

1.4. AGNs duales

En la Sección 1.1 mencionamos que las galaxias evolucionan de manera jerárquica, es decir, son el producto de fusiones de galaxias más pequeñas, cada una de estas galaxias debe contener un agujero negro central, por lo tanto después de una fusión la galaxia debería de contener por lo menos dos SMBH.

Llamamos *fricción dinámica* al proceso mediante el cual un objeto masivo viajando a través de un medio pierde momento y energía cinética al interactuar gravitacionalmente con la materia que lo rodea (Aarseth et al., 2008, Chap.7). Imaginemos a un objeto masivo viajando a través de una colección de cuerpos ligeros, la atracción gravitacional de este objeto provocaría que los cuerpos se aceleraran y ganaran momento y energía. Puesto que ambas magnitudes se conservarían en el sistema, sería necesario que en consecuencia el objeto más pesado perdiera parte de su momento y de su energía cinética.

Cuando dos galaxias se están fusionando, los agujeros negros que originalmente se encontraban en el centro de cada una de ellas podrían estar en cualquier lugar de la nueva galaxia. Sin embargo, la fricción dinámica que cada uno de ellos siente viajando en el medio galáctico ocasionará que pierdan momento angular y en consecuencia caigan hacia el centro de rotación del nuevo sistema. Cuando estén lo suficientemente cerca sentirán su atracción gravitacional mutua y formarán un sistema binario, finalmente fusionándose en un solo SMBH de mucho mayor masa que los dos originales. Esta última fusión es causada por pérdida de energía en forma de radiación gravitacional (Jaffe & Backer, 2003).

Las simulaciones numéricas muestran que si las galaxias progenitoras son ricas en gas y polvo, las fuerzas de marea arrojarán una fracción significativa de éstos hacia el centro de la fusión (Hernquist, 1989). Puesto que en la región central se encuentra el sistema dual compuesto por los dos SMBHs este gas serviría como combustible para activarlos, formando un sistema dual de AGNs

La existencia de estos sistemas ha sido predicha desde hace décadas (Begelman et al., 1980), sin embargo existen muy pocas detecciones no ambiguas de ellos. En general encontrar estas evidencias es resultado de muchos estudios y observaciones que descarten otras posibles interpretaciones. En el siguiente capítulo hablaré de los métodos que se suelen utilizar para buscar AGNs duales. En particular explicaré el método que utilizamos en el presente trabajo para

buscar candidatos a AGNs duales en una muestra de 18 galaxias.

Capítulo 2

Búsqueda de AGNs duales

En el capítulo anterior expusimos que el modelo jerárquico de formación de galaxias predice la existencia de AGNs duales y también que se ha detectado un número muy reducido de estos objetos. Para ser más específico, Deane et al. (2015) reconocen solamente dieciocho objetos como candidatos fuertes para AGNs duales con separaciones de entre 1 y 100 kpc. Como mencionamos dos SMBHs en una fusión de galaxia formarán un sistema dual atado gravitacionalmente y perderán energía al emitir ondas gravitacionales; por lo tanto se espera que la misión espacial LISA sea capaz de detectarlos (Jenet et al., 2006; Burke-Spolaor, 2011). La fecha de lanzamiento de LISA será hasta el 2034, por lo tanto actualmente no podemos buscar ondas gravitacionales provenientes de un sistema dual de SMBHs.

Los esfuerzos para encontrar sistemas duales de SMBH se centran en buscar dos fuentes activas; o un sistema dual de SMBH en el que solo uno esté activo pero la presencia del otro se puede inferir de la dinámica del primero. Cuando ambos SMBH están activos catalogamos al sistema como un **AGN dual**, cuando solo uno de ellos lo está lo catalogamos como un **offset AGN**, este trabajo se centra en la búsqueda de AGNs duales.

Los esfuerzos para buscar AGNs duales se pueden dividir a grandes rasgos en tres regiones del espectro electromagnético:

- 1) Los rayos-X.
- 2) Las ondas de radio.

3) El espectro visible y el cercano infrarrojo.

En las siguientes páginas resumiré los procedimientos más comunes que se utilizan para buscar pares de SMBH en cada una de estas regiones, antes me gustaría advertir que la búsqueda de AGNs duales ha sido un tema prolífico y por lo mismo existen distintas modificaciones a los métodos que a continuación expongo.

2.1. Radio-Galaxias Duales

Muchos AGNs son poderosas fuentes de emisión en el radio, algunos son brillantes cerca del núcleo del AGN, y otros presentan una mayor luminosidad cuando nos alejamos de este. Estos últimos suelen presentar *jets* que transportan energía hasta dos *lóbulos* Fig.(2-1) y son mucho más luminosos que los radio-AGNs con mayor actividad en el núcleo.

El mecanismo que produce estos jets no se entiende muy bien. Sin embargo sabemos que a grandes rasgos la emisión debe de ser radiación sincrotrónica generada por electrones relativistas que giran alrededor de las líneas de campo magnético generadas por el disco de acreción y el spin del agujero negro central. Estos jets son poderosas fuentes de ondas de radio y por lo tanto podemos observarlos con radiotelescopios. Entre el 15-20% de los AGNs son radio-fuertes, es decir que la magnitud de su flujo en el radio es comparable con la magnitud en el óptico (Kellermann et al., 1989).

Se pueden hacer mapeos de alta resolución de las radio-galaxias usando *radio-interferometría de muy larga base* (VLBI) (Karttunen et al., 2007, Chap 3.4). Con esto podemos estudiar la morfología y estructura de los jets de los AGNs, muchas morfologías atípicas se pueden explicar con la presencia de sistemas binarios de AGNs en el que uno es radio-fuerte y el otro radio-callado o con la presencia de un **offset AGN**.

- Algunos jets presentan lo que pareciera ser emisión en dos direcciones distintas que forman un patrón en forma de *X* Fig.(2-2), estos patrones son el resultado de un cambio brusco en la dirección de emisión, que podría explicarse por un cambio en el spin del agujero negro debido a la presencia de un segundo SMBH (Shen et al., 2011).
- Ciertas radio galaxias exhiben pares de jets alineados sobre el mismo eje que comparten el mismo centro. Fig(2-3) A estas galaxias se los conoce como *radiogalaxias doble-dobles* (ha-

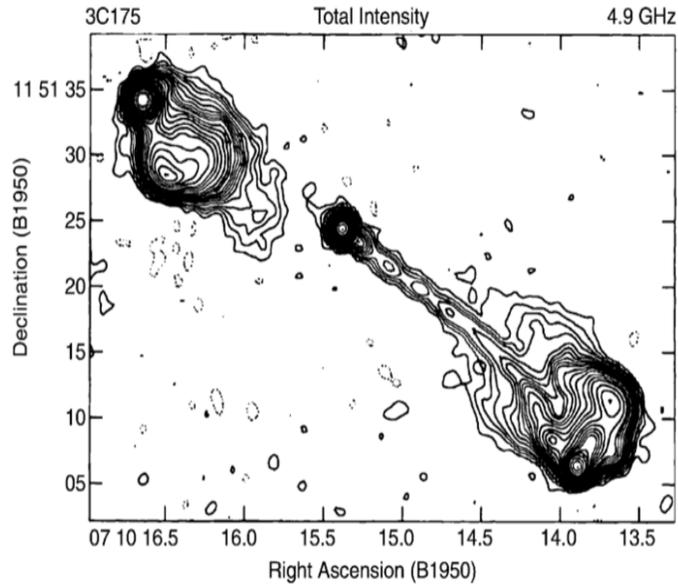


Figura 2-1: Radio Imagen de 3C175. Los lobulos están conectados con el centro mediante jets. Imagen tomada de (Schneider, 2006, Chap 5.1).

ciendo referencia al hecho de que presentan dos pares de radio lóbulos). Se cree que estos objetos se generan por AGNs que presentan periodos de inactividad seguidos de periodos de actividad donde se forma el segundo frente (el largo de un jet es proporcional al tiempo que una radio-galaxia ha estado activa). Este periodo de inactividad se puede explicar si en esos momentos el SMBH original interacciona con otro SMBH desestabilizando temporalmente el disco de acreción, que después de la fusión regresa a una configuración estable y vuelve a emitir radiación (Schoenmakers et al., 2000).

- Algunas radio galaxias presentan cambios periódicos en su dirección de propagación . Esto podría explicarse si el SMBH esta orbitando en un sistema dual con un segundo SMBH (Roos et al., 1993).

2.1.1. Radio AGNs-duales

Hasta ahora nuestra discusión se ha centrado en radio-AGNs con morfologías atípicas, que pudieran ser indicadores de *offset AGNs* o de AGNs duales donde sólo uno es radio-fuerte. Para buscar AGNs duales en donde ambos miembros emiten en el radio es necesario caracterizar la

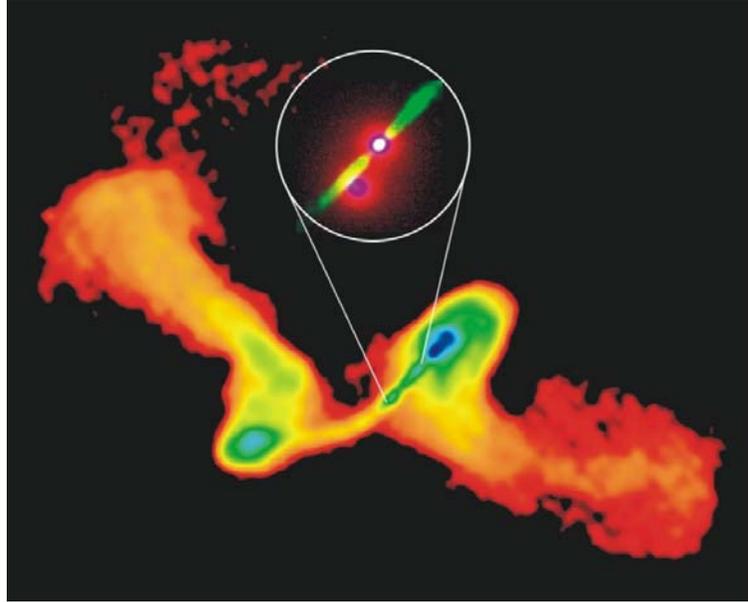


Figura 2-2: Radio Imagen de NGC 326. Muestra un patrón en forma de X, credito:NRAO / AUI, observers Murgia et al. Inset: STScI

radiación proveniente de un solo radio-AGN:

Los núcleos de los radio-AGNs tienen un espectro continuo muy característico: su índice espectral α (Eq.1-4) cumple con la relación $\alpha > -0.5$, esto distingue a la luz región nuclear de un AGN del resto de las regiones que emiten radio en un AGN, como los jets o puntos calientes, donde $\alpha \sim -0.7$ (Burke-Spolaor, 2011). Puesto que las imágenes generadas usando VLBI tienen mucha resolución angular, podemos utilizarlas para diferenciar componentes distintos de una misma radiogalaxia, si hacemos estas observaciones a distintas frecuencias podemos encontrar el valor de α para estas componentes. Si $\alpha > -0.5$ para 2 o más componentes estaremos viendo un AGN dual. Burke et al. realizaron un censo de 3114 radio galaxias y encontraron que sólo el .032 % de su muestra (uno solo de sus objetos), mostraba dos AGNs espacialmente resueltos.

Si los AGNs duales estuvieran demasiado cerca para mostrarse espacialmente resueltos, la luz de ambos AGNs se vería como un solo punto; en general, se espera que un solo AGN radíe con una densidad de potencia mayor a $P = 2 \times 10^{21} WHz^{-1}$ (Gabányi et al., 2014). Por lo tanto, podemos medir la potencia de candidatos a AGNs duales encontrados en el óptico que también son radio-AGNs, si ambos AGNs son radio-activos la potencia debería ser $\sim 2P$. Sin embargo, si la potencia es similar a P, no se descarta la presencia de un AGN dual, pues podría

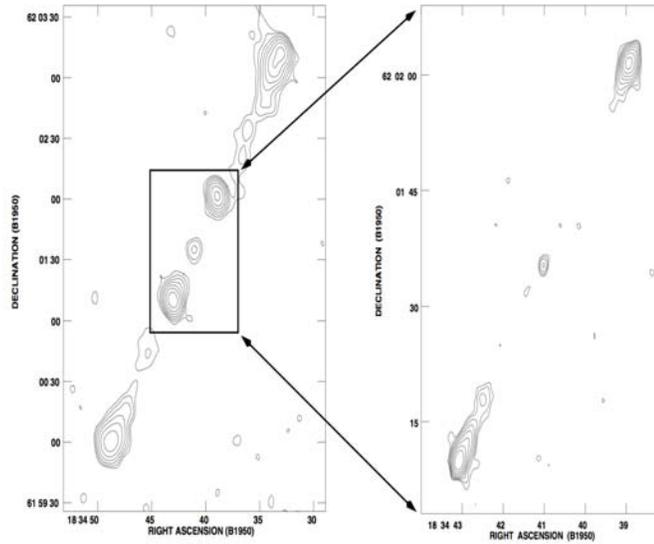


Figura 2-3: Gráfica de contorno de la galaxia doble-doble B 1834+620. Imagen tomada de (Schoenmakers et al., 2000)

sucedir que sólo uno de los componentes es radio-AGN y el otro un AGN radio-callado.

2.2. Rayos X

El observatorio espacial *Chandra* ha sido muy utilizado para buscar AGNs duales (Komossa et al., 2003; Koss et al., 2012). Los rayos-X emitidos por un AGN vienen del disco de acreción y por lo tanto pueden modelarse también con una ley de potencia $F = E^{+\Gamma}$ (en rayos x es común utilizar la energía a la que es sensible un canal del detector en lugar de la frecuencia).

Se espera que en los procesos de formación estelar se liberen también rayos-X, por lo tanto es necesario poder distinguir entre la luz proveniente de un AGN y la de una región de formación estelar. En general para que una fuente de rayos-X sea clasificada como un AGN es necesario que cumpla alguno de los siguientes parámetros (Koss et al., 2012):

- 1) Que su luminosidad entre 2-10 Kev sea mayor a 10^{42} erg/s .
- 2) Que un análisis espectroscópico nos indique que $\Gamma < 2$.
- 3) Que presente las líneas *Fe* y *K*.

- 4) Que presente una variabilidad muy rápida.

Michel Koss y sus colaboradores analizaron la luz de 167 AGNs tanto en el óptico como en lo rayos-X y buscaron compañeros cercanos para cada uno de ellos; encontraron un total de 16 candidatos a AGNs duales ($\sim 10\%$ de su muestra), es decir 16 AGNs con compañeros que podrían ser AGNs según los criterios de selección y tres de estos candidatos están incluidos en la lista de los mejores candidatos a AGNs duales de Dean et.al.

2.3. Óptico

La luz de un AGN en el óptico es compleja, está compuesta de la superposición de la luz emitida por la galaxia huésped, el disco de acreción, la *región de líneas anchas* BLR y la *región de líneas angostas* NLR. La búsqueda de AGNs duales y *offset AGNs* se centra en un análisis de la morfología de las líneas de emisión de la NLR y de la BLR. Por lo tanto, es necesario separar el espectro electromagnético en diferentes regiones. Separar la luz de un AGN en componentes no es sencillo, en general se usan complejos programas de computadora para modelar la luz de la galaxia huésped y del continuo, después estos modelos son restados a la luz del AGN con la esperanza de que la luz sobrante sea una buena aproximación a la luz de la BLR y de la NLR. Para esto nosotros utilizamos el código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005), (ver la Sección. 3.2).

El espectro óptico de muchas galaxias está dominado en su núcleo por líneas de emisión similares a las líneas angostas de las galaxias Seyfert o los cuásares pero de menor intensidad, a estas galaxias se les conoce como regiones angostas de emisión de baja ionización (o LINER) y son mucho más comunes que los AGNs convencionales. Se estima que cerca de un tercio de todas las galaxias tienen espectros centrales característicos de una región LINER (Ho et al., 1995). Aún no es claro si la fuente de energía que ioniza a los LINER es una región de formación estelar o el disco de acreción de un SMBH (Kewley et al., 2006), en el último caso las galaxias LINER serían una subclase de los AGNs.

2.3.1. Diagramas BPT

Los diagramas de Baldwin, Phillips y Terlevich o BPT se utilizan para diferenciar entre galaxias con líneas de emisión generadas por diferentes mecanismos de fotoionización, en particular a nosotros nos interesa distinguir AGN clásicos (Seyferts y QSO) de galaxias LINER o regiones *HII* (regiones de formación estelar). Estos diagramas mostrados en la Fig.2-4 fueron propuestos inicialmente como modelos empíricos en 1981 (Baldwin et al., 1981) y grafican los cocientes de los flujos $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ contra $[NII]\lambda 6583/H\alpha$ y $[SII]\lambda 6716, 6731/H\alpha$ (en algunos casos también contra $[OI]/H\alpha$, sin embargo en este trabajo no modelamos las líneas de $[OI]$), después las gráficas son divididas en distintas regiones correspondientes a distintos tipos de objeto. La física que explica por qué los AGNs están más arriba que las demás regiones en un diagrama BPT fue explicada en la Sección 1.2.2, donde concluimos que la intensidad de una línea colisional aumenta con la temperatura y el de una línea de recombinación disminuye. Por lo tanto el valor de los cocientes entre las líneas que forman el diagrama BPT debe de crecer cuando aumenta la temperatura. Como mencionamos, los AGNs pueden emitir en un intervalo mucho mayor de temperaturas que las galaxias normales. Por lo tanto las nubes de gas de un AGN serán ionizadas por fotones de mucho mayor energía (frecuencia) y en consecuencia los electrones resultantes tendrán una energía cinética mayor, es decir la nube estará más caliente.

Kewley et al. (2001), usaron modelos de fotoionización y de síntesis de poblaciones estelares para encontrar un máximo teórico a la ionización de una región *HII* [eq.(2-1)]. Este máximo está determinado por el límite teórico de los modelos de fotoionización, cualquier objeto que esté por arriba debería tener una emisión dominada por un AGN.

Después Kauffmann et al. (2003) et al. incluyeron una línea empírica para clasificar a galaxias que contienen una contribución significativa tanto de un AGN como de una región *HII* [eq.(2-2)], de aquí en adelante denominaremos a estas galaxias como *galaxias compuestas*. Finalmente, Kewley et al. (2006) agregaron una nueva línea empírica que permite diferenciar entre AGNs y LINERS [eq.(2-4)].

Hemos mencionado que, en general, los AGNs emiten fotones más calientes que las galaxias normales. Sin embargo, existe un tipo de galaxias que podrían emitir con la suficiente intensidad para caer en regiones del diagrama BPT que comúnmente pertenecen a los LINERS (Stasińska et al., 2008). A estas galaxias se les conoce como *galaxias retiradas* y son galaxias

muy viejas donde todo el gas de las regiones de formación estelar ha sido ya consumido y un buen porcentaje de sus estrellas ha salido de la secuencia principal para formar enanas blancas. Las enanas blancas son estrellas muy calientes, alrededor de ellas suele haber nubes de gas llamadas nebulosas planetarias, producidas en las últimas etapas evolutivas de la estrella. La luz de una galaxia con una densidad atípicamente alta de nebulosas planetarias podría simular a una galaxia LINER en un diagrama BPT. Sin embargo, en este trabajo se utilizaron galaxias Seyfert, es decir galaxias espirales con un núcleo muy brillante. En general las galaxias espirales se consideran galaxias jóvenes y por lo tanto no nos preocuparemos porque nuestros candidatos puedan ser galaxias retiradas.

Juntando todas estas contribuciones los diagramas BPT dividen a las galaxias en los siguientes intervalos:

- Las galaxias con regiones de formación estelar caen en:

$$\begin{aligned} \log([OIII]/H\beta) &< 0.61 [\log([NII]/H\alpha) - 0.05] + 1.3 \\ \log([OIII]/H\beta) &< 0.72 [\log([SII]/H\alpha) - 0.32] + 1.3 \end{aligned} \quad (2-1)$$

- El intervalo de las galaxias compuestas por una región HII y un AGN es:

$$\begin{aligned} 0.61/[\log([NII]/H\alpha) - .05] + 1.3 &< \log([OIII]/H\beta) \\ 0.61/[\log([NII]/H\alpha) - .47] + 1.19 &> \log([OIII]/H\beta) \end{aligned} \quad (2-2)$$

- Las galaxias Seyfert y los Cuasares (AGNs convencionales) están en el intervalo:

$$\begin{aligned} 0.61/[\log([NII]/H\alpha) - 0.47] + 1.19 &< \log([OIII]/H\beta) \\ 0.72/[\log([SII]/H\alpha) - 0.32] + 1.30 &< \log([OIII]/H\beta) \\ 1.89 \log([SII]/H\alpha) + 0.76 &< \log([OIII]/H\beta) \end{aligned} \quad (2-3)$$

- Por último el intervalo de las galaxias LINERs es:

$$\begin{aligned}
 0.61/[log(NII)/H\alpha - 0.47] + 1.19 &< log([OIII]/H\beta) \\
 0.72/[log(SII)/H\alpha - 0.32] + 1.30 &< log([OIII]/H\beta) \quad (2-4) \\
 log([OIII]/H\beta) &< 1.89 log(SII)/H\alpha + 0.76
 \end{aligned}$$

Kewley et al. advierten que existe un grupo de galaxias *ambiguas* que son clasificadas como un tipo de objeto en un diagrama pero en otro caen en una región distinta. Las galaxias ambiguas forman dos categorías (Kewley et al., 2006):

- Galaxias que caen en la región de las galaxias compuestas en el diagrama de $[NII]/H\alpha$ y en la región de los AGNs en el diagrama de $[SII]/H\alpha$
- Galaxias que caen en la región de LINERs en el diagrama de $[NII]/H\alpha$ y en la región de los AGNs en el diagrama de $[SII]/H\alpha$

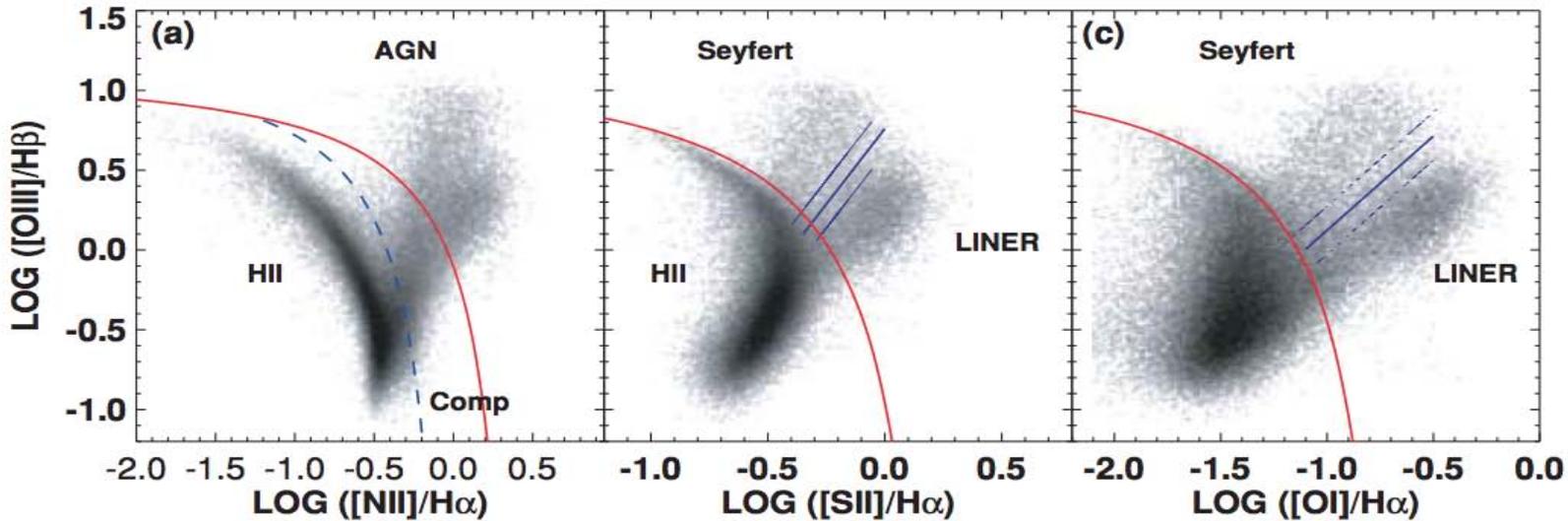


Figura 2-4: a) Diagrama de $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[NII]\lambda 6583/H\alpha$, b) $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[SII]\lambda 6716, 6731/H\alpha$ c) $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[OI]/H\alpha$. Crédito de la imagen: Kewley et al. (2006)

2.3.2. Offset AGNs

En el óptico la búsqueda de *offset AGNs* se ha centrado en encontrar galaxias con una amplia dispersión de velocidades con respecto a la dispersión de las estrellas de la galaxia huésped (ej. Comerford et al., 2013); este método parte de la premisa de que la materia en el disco de acreción de un AGN interactuando con un SMBH tendrá una dinámica más caótica que la de un disco no perturbado. El ancho de una línea de emisión es proporcional a la dispersión de velocidades de las partículas que la emiten, por lo tanto un AGN con líneas en la NLR más anchas con respecto a la galaxia huésped que el promedio de los AGNs será una galaxia con un movimiento más energético y un candidato a *offset AGN*.

2.3.3. AGNs Duales

Las líneas de emisión de la NLR de algunos AGNs se modelan significativamente mejor si utilizamos dos curvas gaussianas en lugar de una sola (ver Fig.??). Esto podría explicarse con dos AGNs a una distancia lo suficientemente cercana como para que sus líneas se *encimen* entre ellas. Las diferencias en anchos estarían relacionadas con la dispersión de velocidades de cada AGN (que a su vez estaría relacionada con la masa del agujero negro central), puesto que se espera que la velocidad orbital de cada AGN en el sistema dual sea distinta, cada pico debería de presentar un corrimiento al rojo ligeramente diferente. Imaginemos por ejemplo, un sistema dual de AGNs en el que uno de sus miembros gira de tal forma que al momento de tomar nuestro espectro se está momentáneamente acercando a nosotros mientras su compañero se aleja. Es de esperarse que las líneas de emisión del primero se encuentren unos cuantos angstroms abajo de su valor en reposo y la posición de las del segundo unos cuantos angstroms arriba.

Si encontramos los valores precisos de las áreas de los dos picos para todas las líneas de un espectro con doble perfil podríamos colocar cada una de las fuentes por separado en un diagrama BPT. Si ambas caen en la región característica de los AGNs en nuestro diagrama, nuestra galaxia es un candidato fuerte a un sistema dual de AGNs. Si un componente cae en una región del diagrama perteneciente a AGNs y el otro cae en la región perteneciente a algún otro método de ionización podríamos estar tratando con un AGN acompañado de un sistema *compuesto*, de una región HII o de una galaxia LINER.

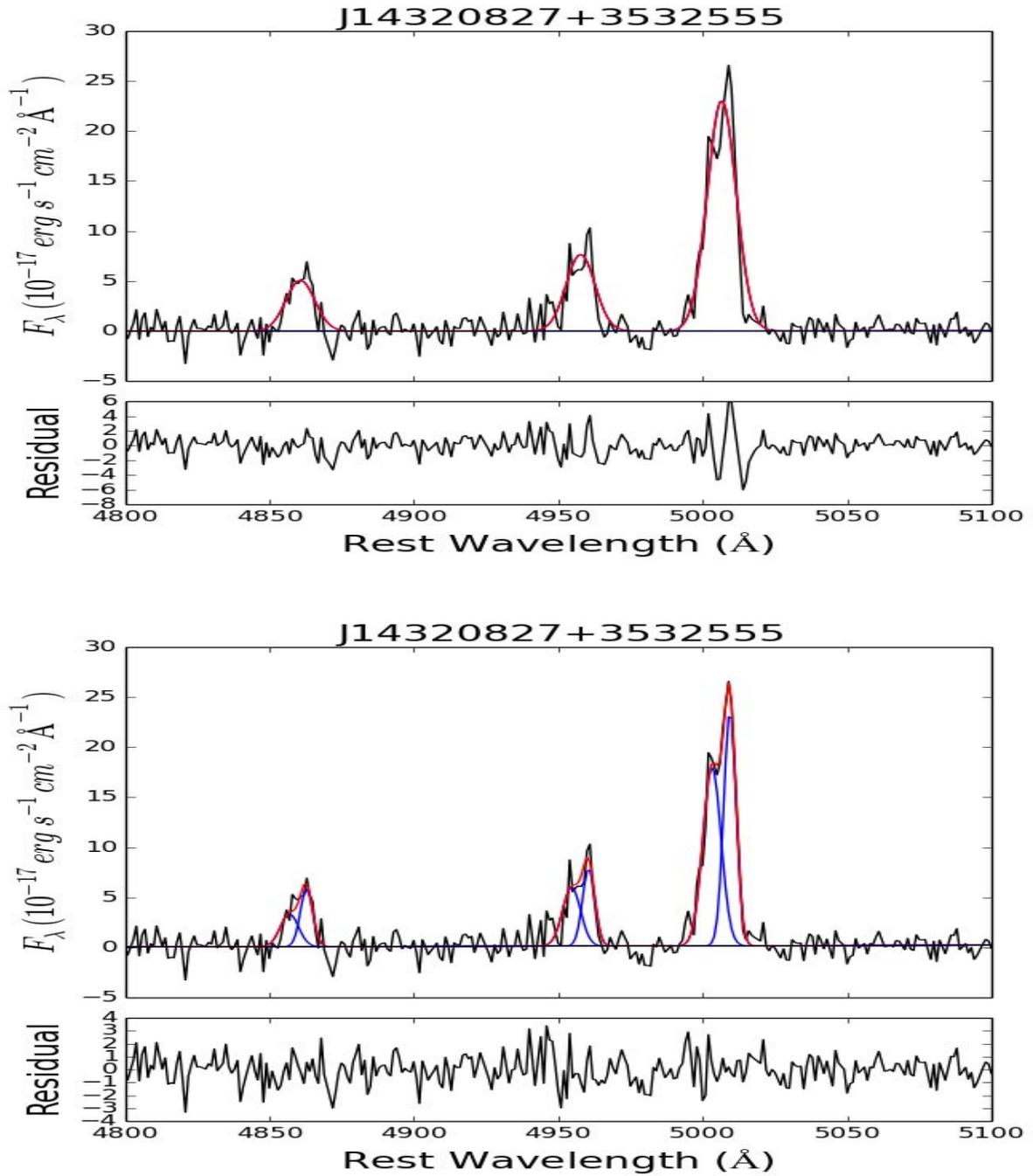


Figura 2-5: Espectro de J14320827+3532555. En la figura superior el espectro se modela usando una sola curva gaussiana para cada elemento de la NLR y en la figura inferior se usan dos. En negro se muestra el espectro original, en azul cada una de las gaussianas usadas en el modelo y en rojo el modelo final. Los residuos son la diferencia entre la curva negra y la roja.

2.3.4. Fenómenos alternativos que pueden causar doble pico

Buscar espectros con doble perfil es una buena forma de encontrar candidatos a AGNs duales, pero encontrar un espectro con estas características no es de ninguna forma evidencia de haber encontrado un AGN dual, existen muchos fenómenos alternos que podrían explicar un perfil doble.

Whittle & Wilson (2004) argumentaron que el perfil doble de MRK 78 puede explicarse con dos chorros de gas siendo expulsados de la región nuclear por los radio-jets de la galaxia. Si un AGN presenta Jets estos podrían arrastrar parte del material de la NLR mientras se alejan del disco (outflows), puesto que los jets salen en direcciones opuestas esto podría generar dos regiones de gas ionizado, cada una con una velocidad distinta con respecto a nuestra línea de visión. En general si un AGN presenta jets es difícil saber si un perfil doble es consecuencia de un sistema dual, o de la interacción entre las nubes de gas y los jets.

Un disco gaseoso girando alrededor del agujero negro central podría generar también un perfil doble. Puesto que partes diferentes del disco tendrán velocidades distintas con respecto a la línea de visión, tendrían corrimientos Doppler distintos. En este caso es una sola NLR la que ocasiona el perfil doble, por lo tanto este modelo favorece una simetría entre el corrimiento al rojo y al azul y picos con intensidades iguales. Smith et al. (2012) hicieron modelos de espectros generados por discos de rotación y los compararon con los espectros de una muestra de AGNs con doble pico simétricos y de intensidades similares, concluyeron que las predicciones de su modelo concordaban muy bien con las propiedades estadísticas de la muestra.

En general, la posición en el diagrama BPT de las fuentes de un AGN con un perfil doble no nos ayudan a saber si el doble pico es generado por un sistema dual de AGNs o por la cinemática del gas de un sólo disco de acreción. Notemos sin embargo que si ambas fuentes tienen aproximadamente la misma posición en el diagrama es mucho más probable que se trate de un solo AGN, pues sería muy extraño que los dos miembros de un sistema dual de AGNs tengan exactamente las mismas propiedades de ionización (notemos que dos picos simétricos y de la misma intensidad ocuparían la misma posición en el diagrama BPT). En consecuencia, si los componentes están en sitios distintos del diagrama la probabilidad de que se trate de fuentes distintas aumenta. De todos los AGNs con un perfil doble aproximadamente solo el 10 % corresponde a AGNs duales (Smith et al., 2012).

2.3.5. Trabajo Previo

Se han realizado bastantes trabajos buscando AGNs duales en las bases de datos del SDSS (ej. Ge et al., 2012; Fu et al., 2011; Rosario et al., 2011). Todos siguen más o menos el método hasta aquí descrito (analizar las líneas de la NLR en busca de perfiles dobles y colocar estos perfiles en un diagrama BPT). En particular Ge et al. (2012) analizaron una muestra de 3030 galaxias con perfil doble en la NLR y encontraron que 54 de sus objetos son clasificados como AGNs duales en un diagrama BPT de $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[NII]/H\alpha$. Cabe mencionar que no buscaron posibles jets en su muestra por lo que algunos de sus candidatos podrían explicarse como *outflows* de gas. Nuestra investigación en específico estuvo inspirada en un trabajo de nuestros colaboradores Benítez et al. (2013) en el que se analizaron 10 espectros de galaxias Seyfert intermedias (1.8 y 1.9) de los cuales 2 fueron candidatos a AGNs duales.

Hemos mencionado que en general un perfil doble puede ser consecuencia de la dinámica de las nubes que emiten las líneas de emisión, por lo tanto este método es adecuado para buscar candidatos a AGNs duales pero son necesarios estudios más precisos para confirmar los descubrimientos. En el óptico se puede usar espectroscopia de gran apertura (ej. Comerford, 2012; Shen et al., 2011) o espectroscopia de campo integral (ej. McGurk et al., 2011) con el fin de encontrar espectros espacialmente resueltos de la región del AGN, si estos estudios muestran dos núcleos distintos y cada uno de ellos cae en la región adecuada de un diagrama BPT se considera confirmada la presencia de un AGN dual.

Capítulo 3

Metodología

3.1. Nuestra Muestra

En el trabajo de nuestros colaboradores Benítez et al. (2013), se analizaron 10 galaxias Seyfert intermedias. Ellos seleccionaron todas las galaxias clasificadas como cuasares en SDSS y como Seyfert intermedias en NED que además tuvieran magnitudes en la banda g entre $14 < m_g < 17$ y corrimientos al rojo entre $0.026 < z < 0.12$ con espectros disponibles en las bases de datos del SDSS y obtuvieron observaciones ópticas *profundas de imagen* para cada una de ellas.

El 20% de los espectros analizados por Benítez et al. resultaron candidatos a AGNs duales. Notemos que el proceso de selección de la muestra no favorece la selección de AGNs con perfil doble sobre otro tipo de AGNs (pues analizaron las morfologías de las líneas de emisión después del proceso de selección). Esto nos hace sospechar que quizás los AGNs intermedios a redshifts menores a $z < 0.12$ son un subconjunto con una densidad mayor de candidatos a AGNs duales. Por ejemplo Shen et al. (2011) estiman que solamente entre el 0.5% y el 2.5% de las galaxias Seyfert 2 con un corrimiento al rojo $z < 0.3$ del SDSS son AGNs duales a distancias de kiloparsec.

Bajo estas consideraciones seleccionamos una muestra de trece AGNs clasificados previamente como Galaxias Seyfert intermedias (1.8 y 1.9). Estos candidatos se eligieron revisando visualmente espectros del SDSS y seleccionando aquellos que a simple a vista parecieran mostrar estructuras complejas en sus líneas de emisión, por ejemplo: asimetrías, perfiles anchos o

alas. Además incluimos cuatro objetos de la muestra original de Benítez et al. y un objeto clasificado como AGN dual por una búsqueda en la base de datos AGES realizada por Comerford et al. (2013). Estos últimos cinco espectros se agregaron con el fin de poder comparar nuestros resultados con los de trabajos previos.

A continuación incluyo una tabla con los 18 objetos de nuestra muestra, también se menciona su corrimiento al rojo y la clasificación que se le da en la base de datos *NASA/IPAC Extragalactic Database* (NED) a la fuente de emisión de la región central. Recordemos que si un AGN presenta jets, podríamos explicar la presencia de un perfil doble como *outflows* de gas siendo arrastrados por el jet, por lo tanto incluimos una columna más para mencionar si en la base de datos NED se incluye una mención a algún jet cuando resumen la morfología del objeto.

Tabla 3-1: **Muestra de AGNs**

| Número de Galaxia | Nombre SDSS | Otro Nombre | Corrimiento al Rojo | Clasificación | Jet |
|-------------------|-------------------|-------------|---------------------|----------------|-----|
| 1 | J00070360+1554237 | — | 0.112 | Sy1.8 | No |
| 2 | J1204431+3110382 | UGC 07064 | 0.025 | Sy1.9 | No |
| 3 | J02061598-0017291 | UGC 01597 | 0.042 | Sy1.9 | No |
| 4 | J03252535-0608379 | MRK 0609 | 0.034 | Sy1.8 | No |
| 5 | J08381094+2453429 | NGC 2622 | 0.029 | Sy 1.8 | No |
| 6 | J10014952+2847089 | 3C 234 | 0.185 | Sy. intermedia | No |
| 7 | J11302141+0058230 | 4C +01.30 | 0.133 | Sy1.8 | No |
| 8 | J11562813+5507308 | NGC 3982 | 0.004 | Sy1.9 | No |
| 9* | J12160004+1241143 | MRK 0764 | 0.066 | Sy1.9 | No |
| 10* | J12160708+5049300 | MRK 1469 | 0.031 | Sy1.8 | No |
| 11 | J12254886+3332487 | NGC 4395 | 0.001 | Sy1,8 | No |
| 12 | J13381586+0432333 | NGC 5252 | 0.023 | Sy 1.9 | Sí |
| 13 | J13495283+0204451 | UM 614 | 0.033 | Sy 1.8 | So |
| 14* | J14123814+3918365 | NGC 5515 | 0.026 | Sy 1.9 | No |
| 15 | J14225533+3251023 | UGC 09214 | 0.034 | Sy1.8 | No |
| 16** | J14320827+3532555 | — | 0.084 | Sy 2 | No |
| 17 | J15055655+0342263 | MRK 1392 | 0.036 | Sy 1.8 | No |
| 18* | J16295288+2426384 | MRK 0883 | 0.038 | Sy 1.9 | Sí |

¹Columna 1: Número asignado a la galaxia en nuestra lista. Columna 2: Nombre con el que el SDSS clasifica a la galaxia. Columna 3: Otro nombre asignado a esa misma galaxia por algún otro catálogo. Columna 4: Corrimiento al rojo. Columna 5: Clasificación dada por la base de datos NED a la fuente de emisión de la región central de la galaxia. Columna 6: Nos indica si el objeto presenta jets al observarse en radio.

*: Objetos extraídos de la muestra de Benítez et al. (2013)

** : Objeto extraído de la muestra de Comerford et al. (2013)

El *Sloan Digital Sky Server* (SDSS) es un catálogo, que contiene imágenes y espectros de varios objetos celestes. Para recolectar datos utiliza un telescopio de 2.5m y un mosaico de CCDs, cada objeto celeste se observa con cinco filtros (u, g, r, i, z) cubriendo todo el espectro visible. La magnitud límite (después de la cual el SDSS ya no saca datos) es de $m_r = 17.77$.

Además el SDSS cuenta con dos espectroscopios de fibra; cada fibra del espectroscopio tienen una apertura de 3" y cada espectro adquirido abarca de 3800 – 9200Å y utiliza 4098 pixeles; todos estos datos son públicos. Nuestros espectros fueron descargados de la doceava liberación de datos (DR12), liberada públicamente el 30 de mayo de 2013. Es la biblioteca de datos más moderna que ha hecho pública el SDSS y es un acervo astronómico invaluable.

3.2. Código STARLIGHT

En la Sección 2.3 mencionamos que es necesario descomponer al espectro electromagnético en diferentes componentes. Para realizar esto nosotros utilizamos el código STARLIGHT desarrollado por Cid Fernandes et al. (2005). Este programa cuenta con una biblioteca de 160 espectros, cada uno representa una población estelar con distintas edades y metalicidades. El código encuentra una combinación lineal de todos los elementos de la base de datos que se aproxime bien el espectro observado. Es decir, a cada espectro le asocia un peso y nuestro espectro modelado será la suma de todas los espectros normalizados al peso que se les asoció. STARLIGHT además modela la extinción galáctica usando la ley de Cardelli, Clayton & Mathis (Cardelli et al., 1989).

El programa además permite escoger regiones para *enmascarar* que no serán consideradas a la hora de hacer el modelo, esto con el fin de poder descartar regiones atípicas en la galaxia estudiada, puesto que las bases del programa no incluyen galaxias con líneas de emisión intensas, nosotros tuvimos que enmascarar los intervalos del espectro de nuestros AGNs donde las esperamos. Las líneas que enmascaramos fueron [OII] $\lambda\lambda 3726, 3729$, [NeIII] $\lambda 3869$, $H\epsilon$ $\lambda 3970$, $H\delta$ $\lambda 4102$, $H\gamma$ $\lambda 4340$, $H\beta$ $\lambda 4861$, [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007$, HeI $\lambda 5876$, [OI] $\lambda 6300$, $H\alpha$ $\lambda 6562$, [NII] $\lambda\lambda 6548, 6583$ y [SII] $\lambda\lambda 6717, 6731$.

Puesto que la base no contiene espectros de AGNs no modelará la luz del continuo proveniente del disco de acreción. Para resolver este problema agregamos 6 espectros más a la

biblioteca de Starlight, cada uno con la forma de la Ec. 1-6: $f_\lambda = C'\lambda^\beta$, pero con distintos valores del índice espectral β . El continuo entonces se modeló como la combinación lineal de estas seis bases normalizadas al peso que les encontrara STARLIGHT. Los valores considerados para β fueron $\beta_1 = -0.5$, $\beta_2 = -1$, $\beta_3 = -1.5$, $\beta_4 = -2$, $\beta_5 = -2.5$, $\beta_6 = -3$.²

A continuación presentamos las gráficas resultantes de modelar con STARLIGHT. El espectro que nos interesa analizar es el de la región de líneas de emisión (línea roja), que se considero como el resultado de restarle el modelo de la galaxia huésped (línea verde) y la emisión de continuo (línea morada) al espectro original (línea negra). El ajuste con STARLIGHT se realizó varias veces para cada galaxia pero no se encontró ninguna diferencia significativa entre los distintos ajustes.

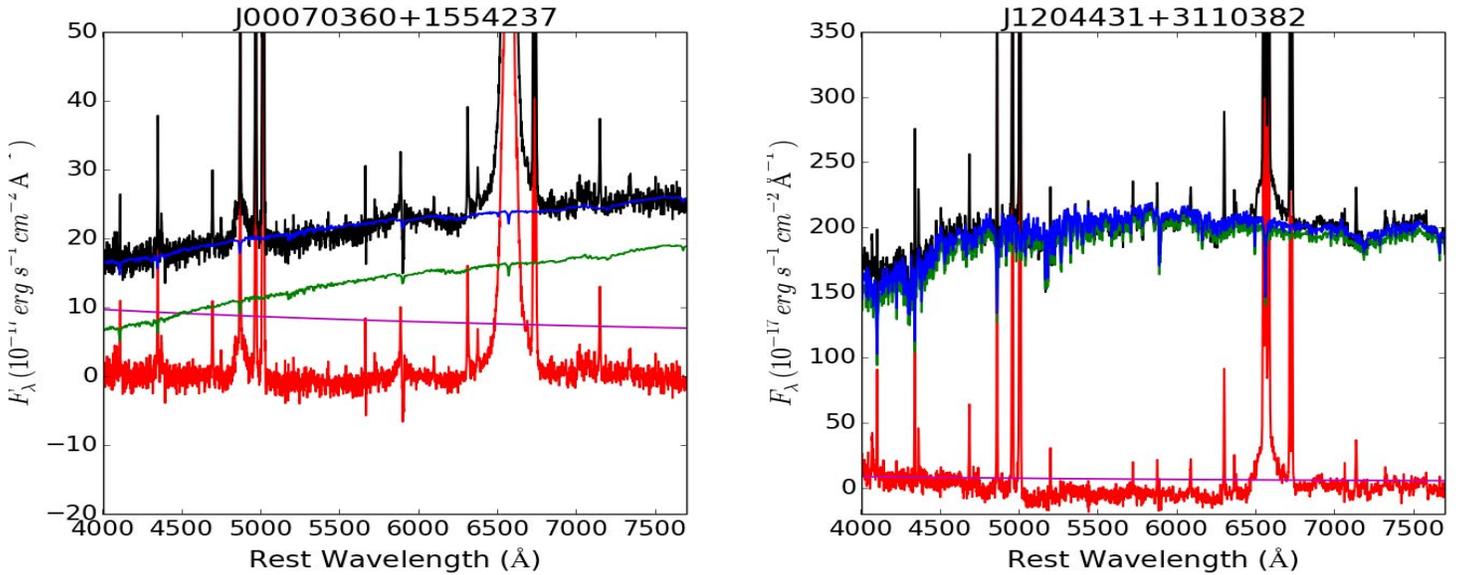


Figura 3-1: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J00070360+1554237 y J1204431+3110382. La línea negra muestra el espectro original del SDSS. La línea azul muestra el ajuste hecho por SL. La línea verde representa la componente de la galaxia huésped. La línea morada muestra el ajuste de ley de potencia hecho para el continuo y la línea roja muestra la componente de la BLR y la NLR.

²La adición de estos espectros del continuo fue sugerida por el Dr. Vahram Chavushyan y utilizamos una librería proporcionada por Eric Jimenez Andrade.

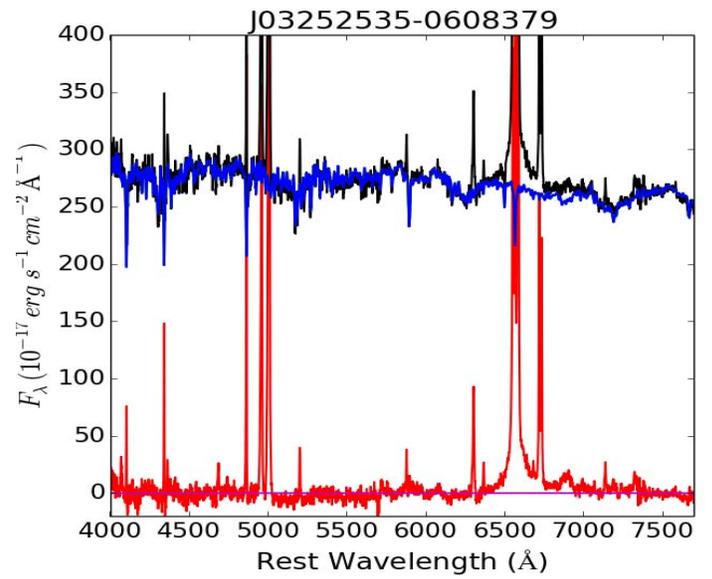
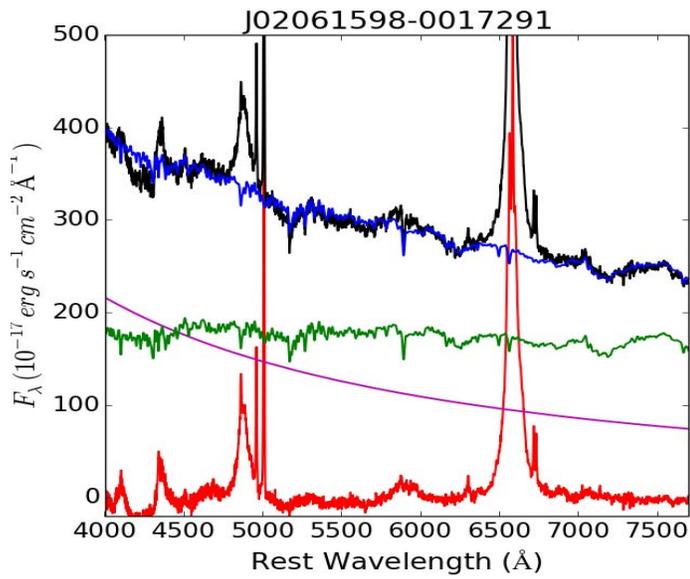


Figura 3-2: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J02061598-0017291 y J03252535-0608379.

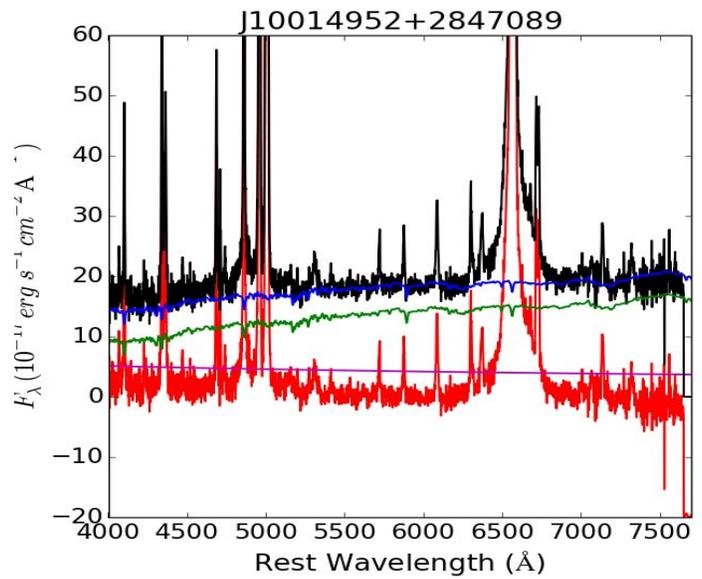
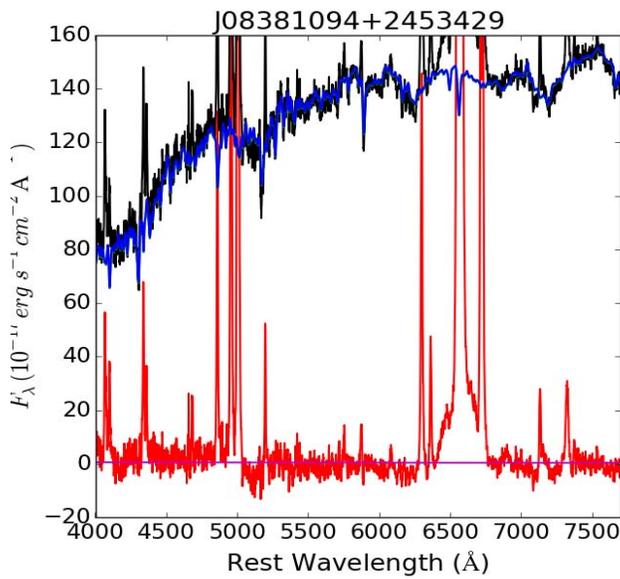


Figura 3-3: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J08381094+2453429 y J10014952+2847089.

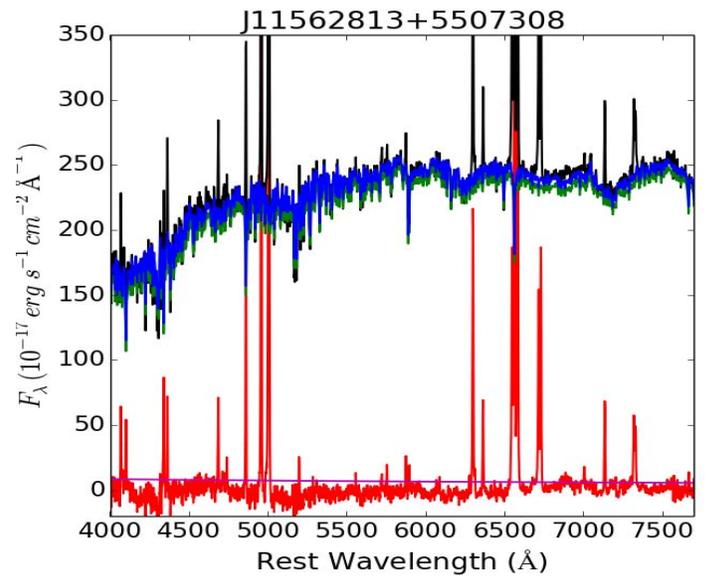
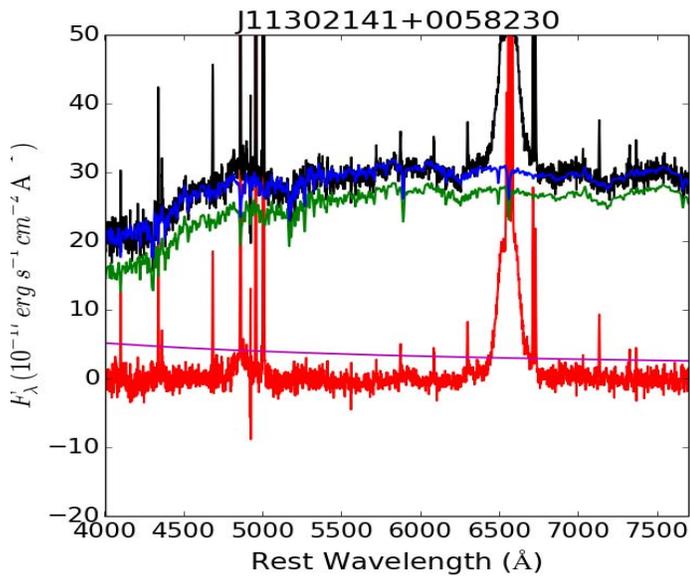


Figura 3-4: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J11302141+0058230 y J11562813+5507308.

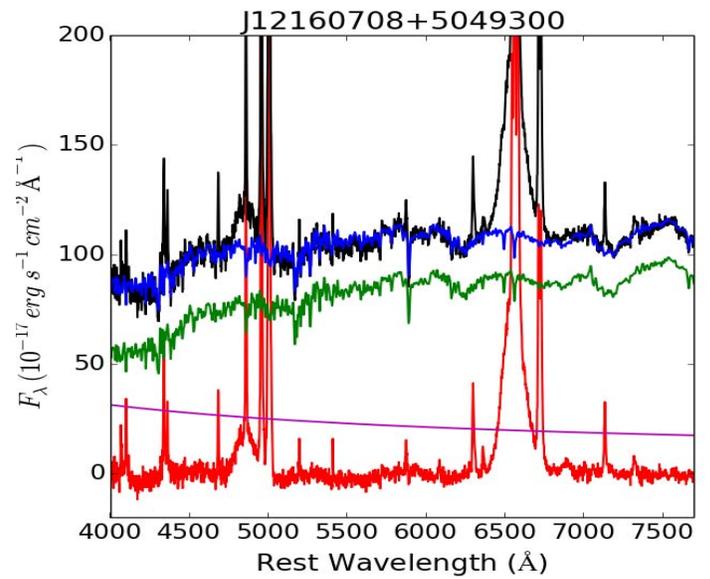
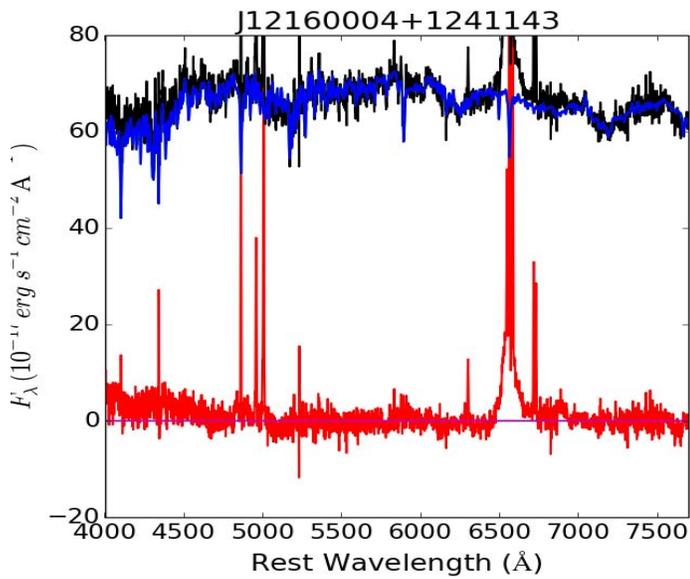


Figura 3-5: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J12160004+1241143 y J12160708+5049300.

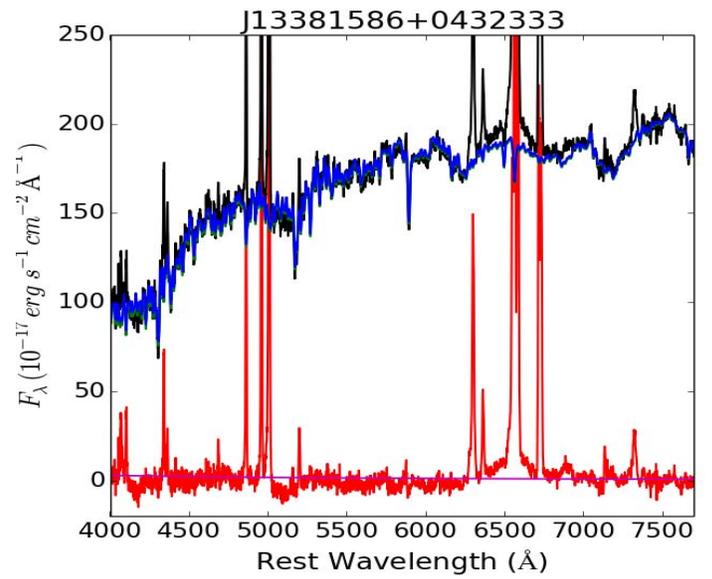
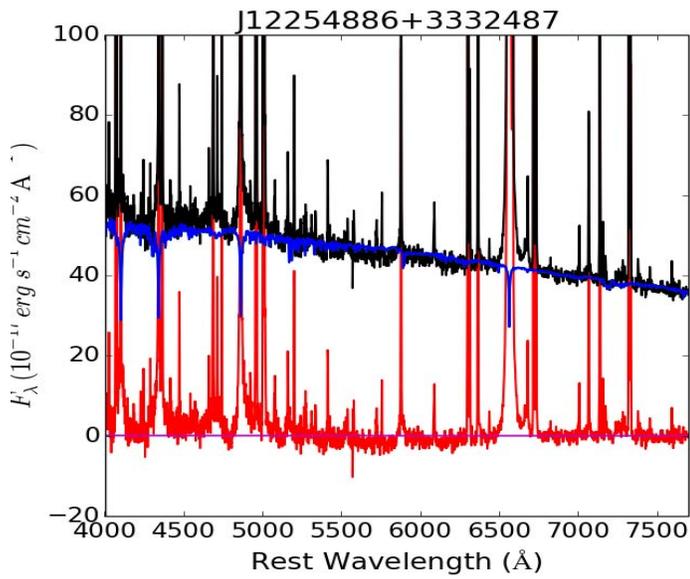


Figura 3-6: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J12254886+3332487 y J13381586+0432333.

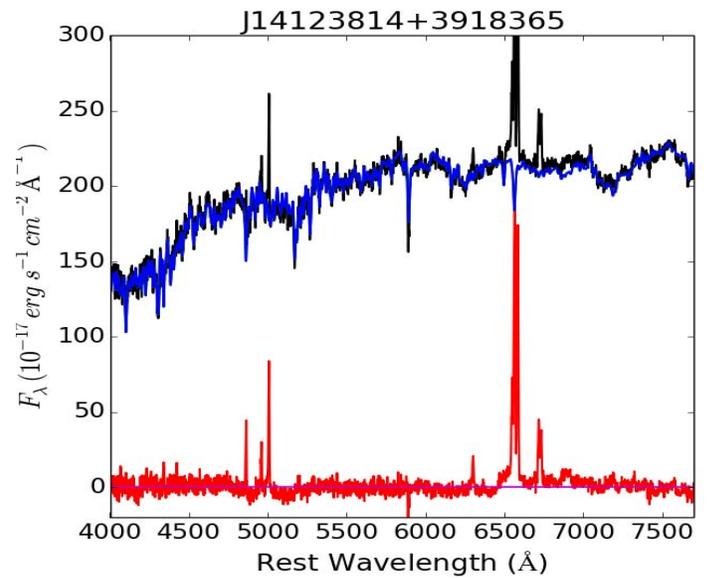
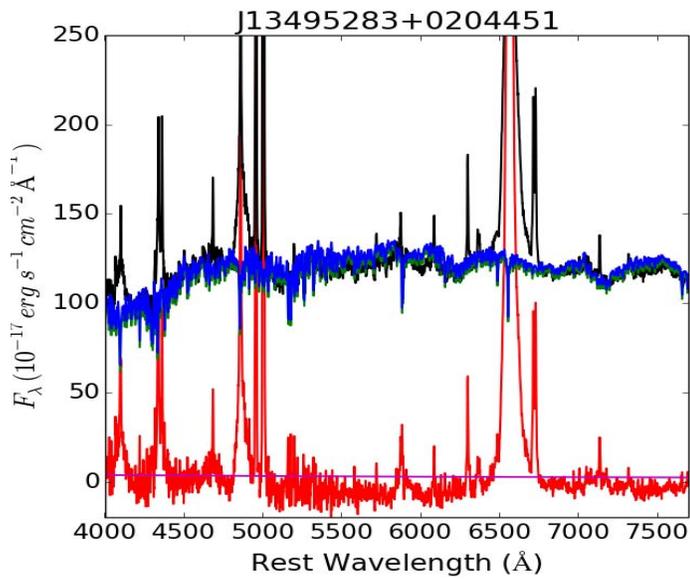


Figura 3-7: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J12254886+3332487 y J14123814+3918365.

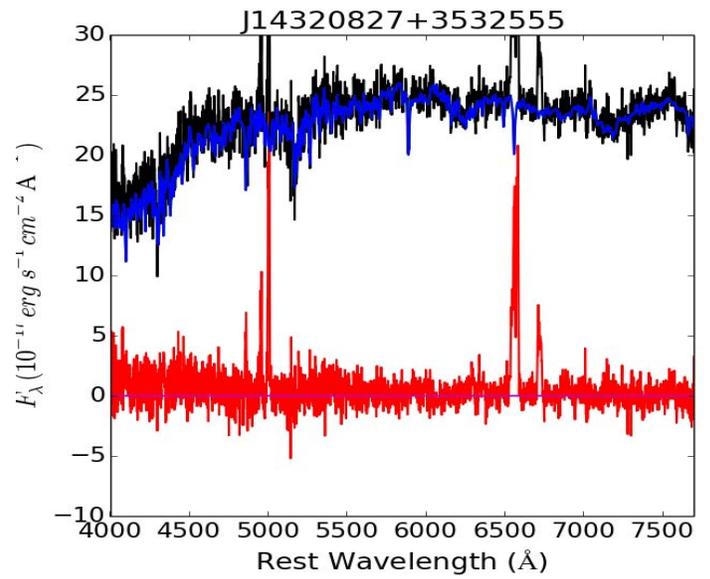
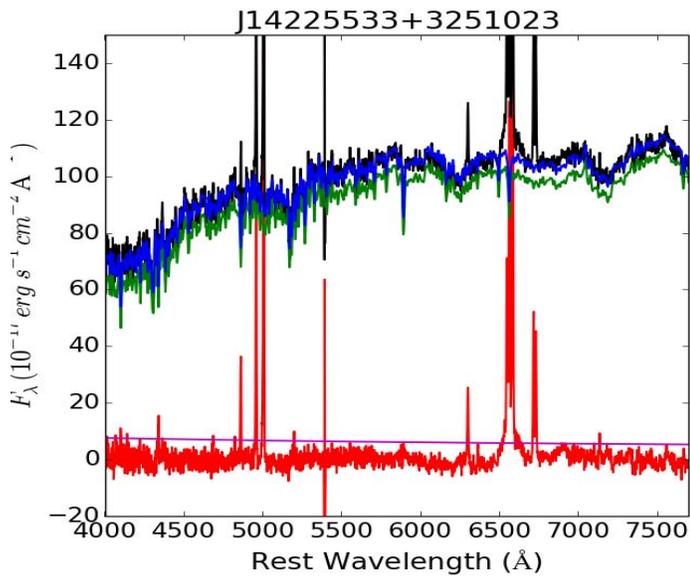


Figura 3-8: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J14225533+3251023 y J14320827+3532555.

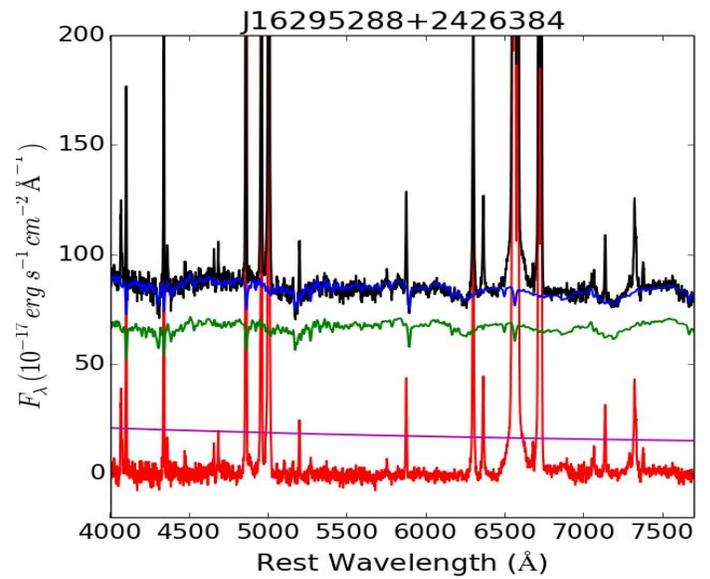
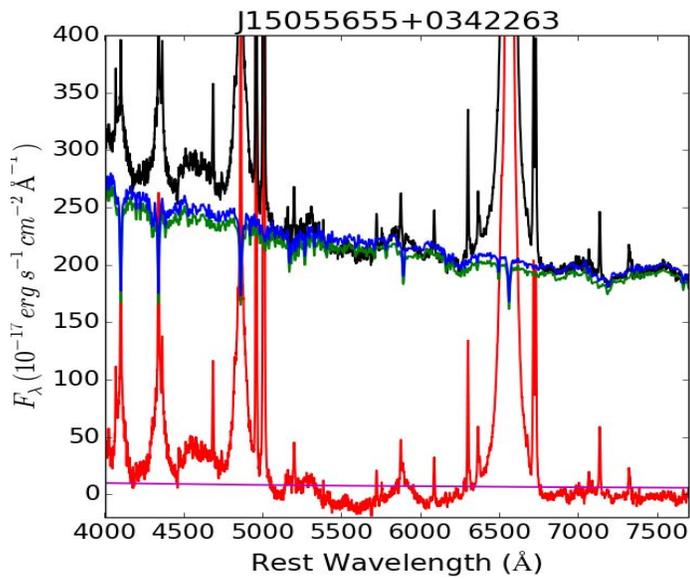


Figura 3-9: Ajuste de STARLIGHT de los espectros del SDSS para las galaxias J15055655+0342263 y J16295288+2426384.

3.3. Ajustes de PeakFit

El estudio espectroscópico de los objetos fue realizado con el algoritmo PeakFit³. Este programa nos permite seleccionar una región de nuestro espectro y modelarla usando distintas funciones matemáticas. En este trabajo se usaron curvas Gaussianas para modelar los perfiles de línea. Se modelaron dos intervalos de longitudes de onda para cada uno de nuestros espectros: $\lambda \in [4800\text{\AA}, 5100\text{\AA}]$ y $\lambda \in [6400\text{\AA}/6500\text{\AA}, 6800\text{\AA}]$. Se comenzó a modelar la segunda región a partir de 6400 cuando la BLR fuera tal que no estuviera completamente contenida en $[6500\text{\AA}, 6800\text{\AA}]$.

Se hicieron dos modelos de cada AGN, el primero asumiendo que las líneas de emisión de la NLR tienen un perfil sencillo y el segundo asumiendo que tienen un perfil doble. Es decir, en el primer modelo todas las líneas asociadas a la NLR se modelaron con una gaussiana y en el segundo con dos. A partir de este momento llamaremos *componente azul* de una línea de emisión con perfil doble al pico con la menor longitud de onda central entre las dos componentes que conforman la línea y llamaremos *componente rojo* a su compañera.

Las líneas asociadas a la NLR que modelamos fueron $H\beta$, $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$, $[NII]\lambda\lambda 6548, 6583$, $H\alpha$ y $[SII]\lambda\lambda 6716, 6731$. Además se agregó una curva gaussiana para representar la componente ancha (emitida en la BLR) de $H\alpha$ y en los casos en los que mejorara el ajuste se agregó también una componente ancha para $H\beta$. En el caso particular de la galaxia J02061598-0017291 fue necesario utilizar dos curvas gaussianas para modelar las líneas de la BLR (ver Figura 3-12).

Puesto que el ensanchamiento de una línea es consecuencia de la dispersión de velocidades de las partículas de la nube que la emite, es de esperarse que líneas emitidas en la misma nube de gas tengan el mismo ancho. Por lo tanto, en los modelos en los que asumimos una sola componente se forzó a que todas los perfiles de línea de la NLR tuvieran el mismo ancho y en los modelos en los que se asumió un perfil doble se le asignó un ancho común a todos los picos de la componente roja y otro distinto a todos los de la componente azul. También, si un espectro presentó componentes de la BLR tanto en $H\alpha$ como en $H\beta$ se exigió que ambas tuvieran el mismo ancho.

En general la intensidad de las líneas de emisión (área bajo las curvas Gaussianas) se dejó como un parámetro libre, con la excepción de los cocientes entre $[OIII]\lambda 5007/\lambda 4959 = 3$ y

³Systat Software Inc. <http://www.sigmaplot.com>.

$[NII]\lambda 6584/\lambda 6548 = 3$ que se fijaron al valor teórico dado por la física atómica (Osterbrock & Ferland, 2006).

3.4. Selección de ajuste de perfiles

Como mencionamos al modelar las líneas de emisión de la NLR se realizaron dos modelos para cada galaxia, uno usando dos picos y otro utilizando uno sólo. Ahora, es necesario decidir cual de los dos modelos realiza un mejor ajuste a nuestros espectros. Es importante notar que en general un modelo con más gaussianas será un mejor ajuste que uno con menos. Por lo tanto, para decidir que modelo utilizar buscaremos si la mejoría que se tiene al agregar más curvas es significativa o no.

La prueba χ^2 de Pearson nos indica la bondad de un ajuste (Lupton, 1993, Chap. 11.4).

$$\chi^2 = \sum_i \frac{(f_{obs}(i) - f_{mod}(i))^2}{f_{mod}(i)} \quad (3-1)$$

donde f_{obs} es el valor del flujo observado y f_{mod} es el valor del flujo modelado, la suma es sobre todos los pixeles del ajuste. Se pueden usar los valores de χ^2 para realizar un Test-F que nos permita encontrar si la mejora al ajuste que nos da el modelo de dos gaussianas es significativo (Lupton, 1993, Chap. 12.1):

$$f = \frac{(\chi_1^2 - \chi_2^2)/r}{\chi_2^2/(n - k)} \quad (3-2)$$

donde χ_1^2 y χ_2^2 son las estadísticas χ^2 de Pearson para los modelos con una y dos gaussianas respectivamente, n es el número total de pixeles de todo el espectro, k es el número de parámetros del modelo con dos gaussianas y r el número de parámetros del modelo con una gaussiana (en este caso el número de parámetros será el doble del número de picos usados en cada modelo pues cada gaussiana está completamente definida si se conocen su media μ y su desviación estándar σ^2). Esta forma de decidir qué modelo utilizar es muy usada para clasificar AGNs en la literatura (e.g. Ge et al., 2012; Comerford et al., 2013; Hao et al., 2005).

Para modelos con varios puntos el procedimiento no es tan directo, notemos que para un número lo suficientemente elevado de pixeles el valor de χ^2 será grande incluso para buenos

ajustes (pues tenemos una suma de cuadrados con muchos sumandos), por lo tanto el valor de χ^2 podría ser bastante distinto para ajustes que no son significativamente diferentes y nuestro **Test-f** encontraría que la mejora es significativa para el modelo con dos picos incluso cuando ambos ajustes sean muy similares.

Los espectros que nosotros analizamos consideran cientos de pixeles, por lo tanto si utilizamos directamente la ecuación (3-1) sobre todos nuestros puntos nos arriesgamos a clasificar varias galaxias en las que la diferencia entre ambos modelos sea insignificante como galaxias con doble pico. No hay un método general para abordar este problema en la literatura, algunos investigadores proponen empíricamente un valor del Test-F que ellos consideran adecuado como cota a partir de la cuál considerar un modelo sobre otro (e.g. Comerford et al., 2013; Hao et al., 2005).

Para resolver este problema nosotros elegimos setenta puntos de todo nuestro espectro sobre los cuales calculamos las estadísticas χ^2 . Nuestra principal preocupación fue encontrar una manera de elegir estos puntos de forma que fueran una muestra verdaderamente representativa de todo el ajuste: Puesto que los espectros para cada galaxia tienen entre 700 y 800 puntos (juntando las dos regiones de interés), elegir solo setenta de ellos al azar, podría resultar en una muestra poco significativa, por ejemplo podría suceder que la mayoría de estos puntos cayeran en la zona del continuo y muy pocos en la región donde están nuestros picos, en tal caso nuestro Test-f nos indicará si la mejoría de un modelo sobre el otro, es o no es significativa en la región del continuo, lo cual es de poco interés para nosotros.

Se desarrolló un programa que en cada pico encuentra el subconjunto de los pixeles en los que el valor del flujo de la gaussiana asociada a ese pico es mayor al 40 % del valor de la media μ de dicha gaussiana. Después el programa elige al azar un cierto número de esos pixeles, el número de pixeles elegidos depende de la intensidad de cada línea, por ejemplo el programa elige 16 puntos de la componente ancha de $H\alpha$ (la línea más intensa que esperamos encontrar) pero solo 5 de la componente angosta de $H\beta$ (que en general es de las componentes más débiles de nuestros espectros). Después, se calcula el Test-F sobre los 70 puntos elegidos, en principio el valor de este Test-f puede variar en cada prueba, pues cada que se corre el programa se eligen setenta puntos distintos, pero en nuestra muestra las variaciones fueron lo suficientemente chicas para que esto no afectara la clasificación.

Si el valor de Test-F indica una mejoría para un nivel de significancia $\alpha = 0.01$ en las tablas de test F entonces se elige el modelo con dos picos sobre el modelo con uno solo. En la Tabla 3-2 se indica cual modelo se eligió para cada AGN.

A continuación presento las gráficas de las regiones [4800-5100] y [6500-6800] para cada una de las dieciocho galaxias. Las líneas negras representan el ajuste realizado por STARLIGHT al espectro conjunto de la NLR y la BLR, en azul se muestran las gaussianas que se usaron en el ajuste y en rojo el ajuste que realizamos. Este ajuste esta compuesto de la suma de todas las curvas gaussianas más una línea recta que le pedimos a PeakFit que incluyera para modelar el continuo cerca de los picos (puesto que ya restamos la componente que representa la luz del disco de acreción esperamos que el continuo sea plano).

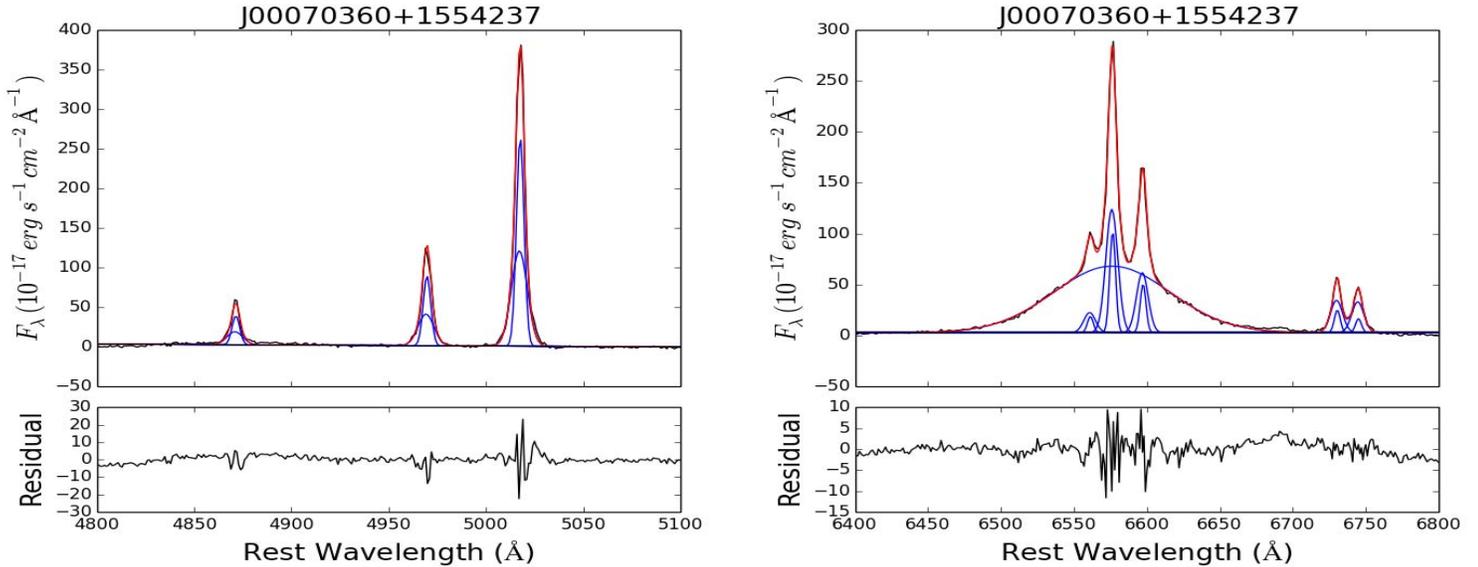


Figura 3-10: Espectro de J00070360+1554237. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente. En negro se muestra el ajuste realizado por STARLIGHT a la región de las líneas de emisión, en azul las componentes gaussianas usadas en el ajuste y en rojo el ajuste final. Los residuos son la diferencia entre la curva negra y la roja.

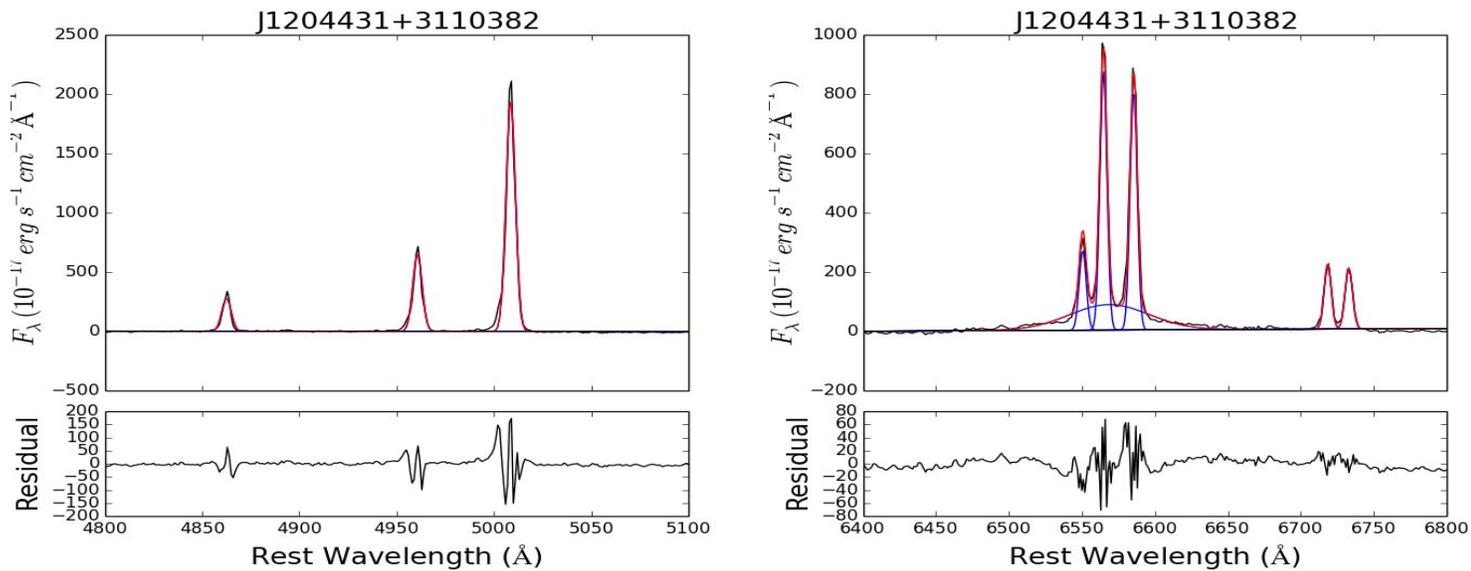


Figura 3-11: Descomposición Espectral de J1204431+3110382. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

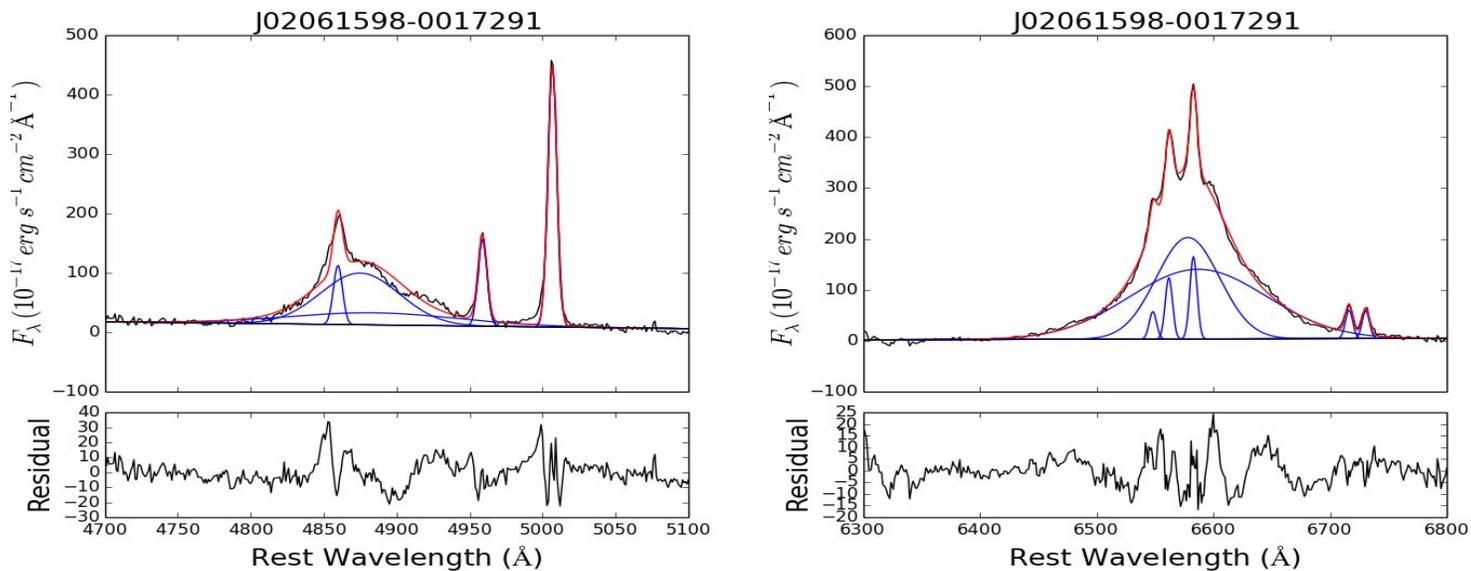


Figura 3-12: Descomposición Espectral de J02061598-0017291. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

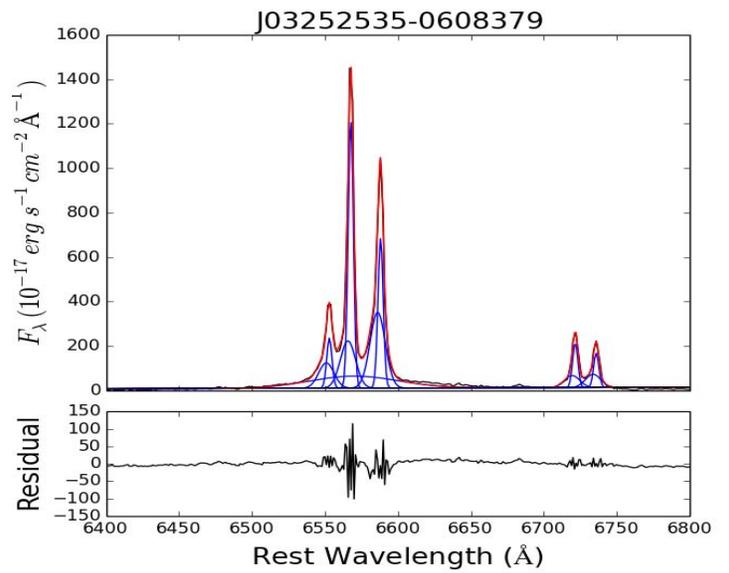
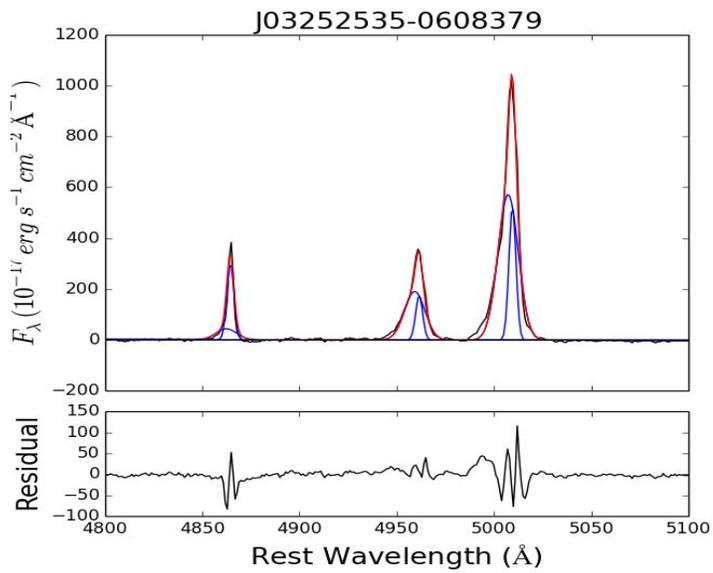


Figura 3-13: Descomposición Espectral de J03252535-0608379. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

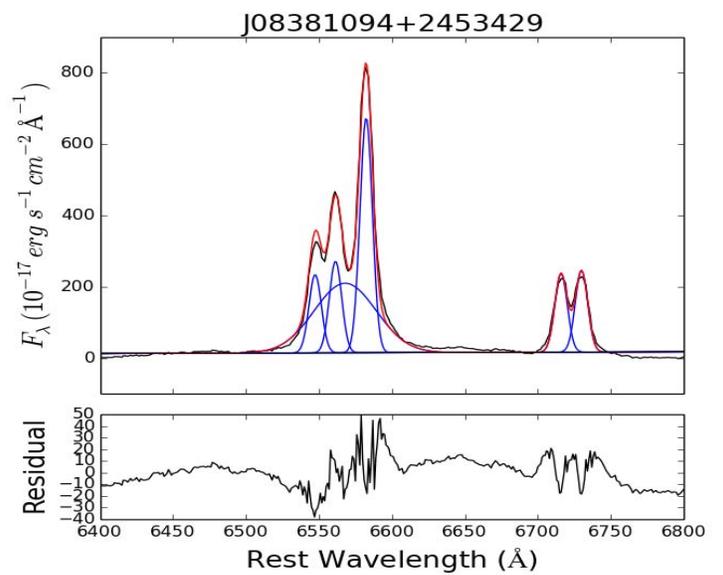
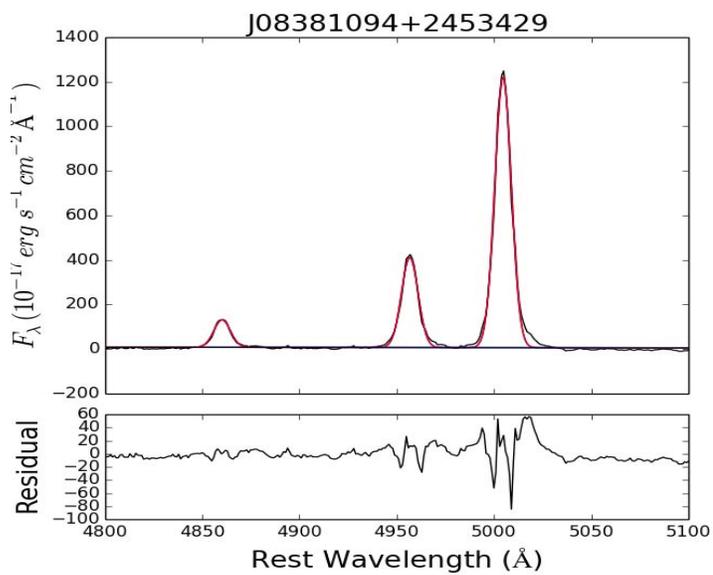


Figura 3-14: Descomposición Espectral de J08381094+2453429. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

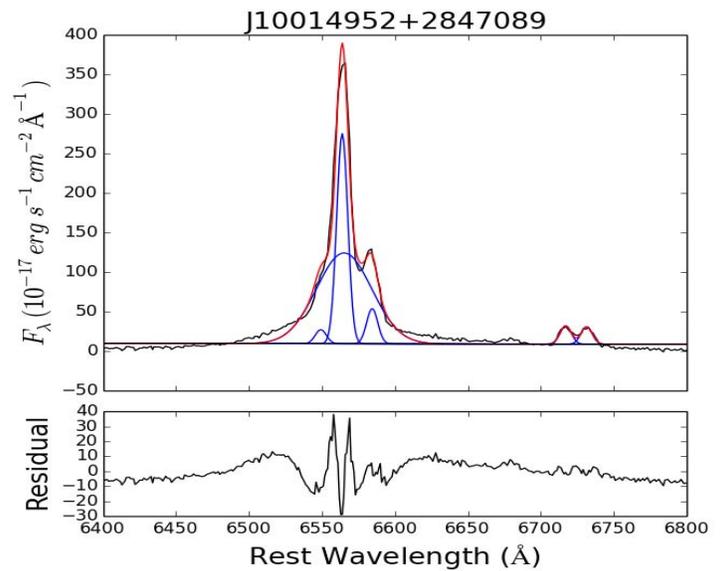
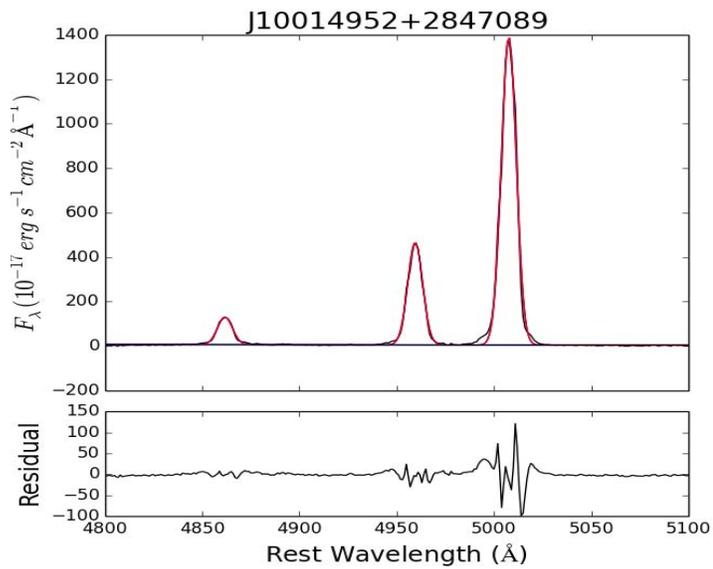


Figura 3-15: Descomposición Espectral de J10014952+2847089. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

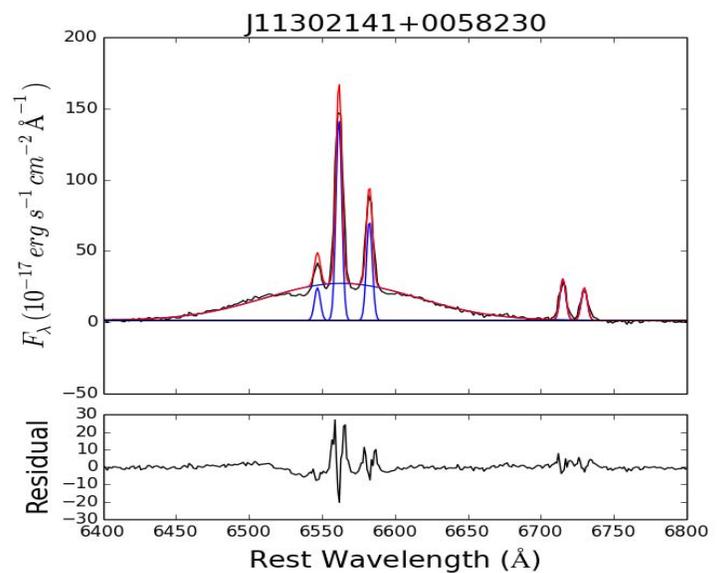
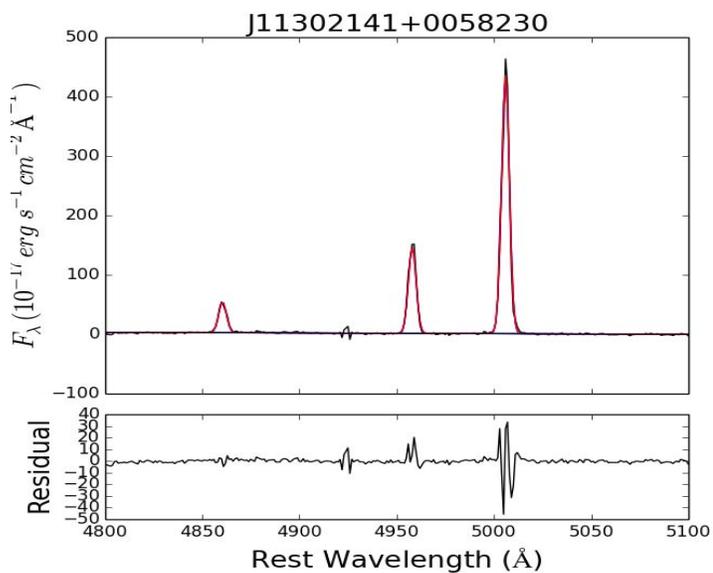


Figura 3-16: Descomposición Espectral de J11302141+0058230. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

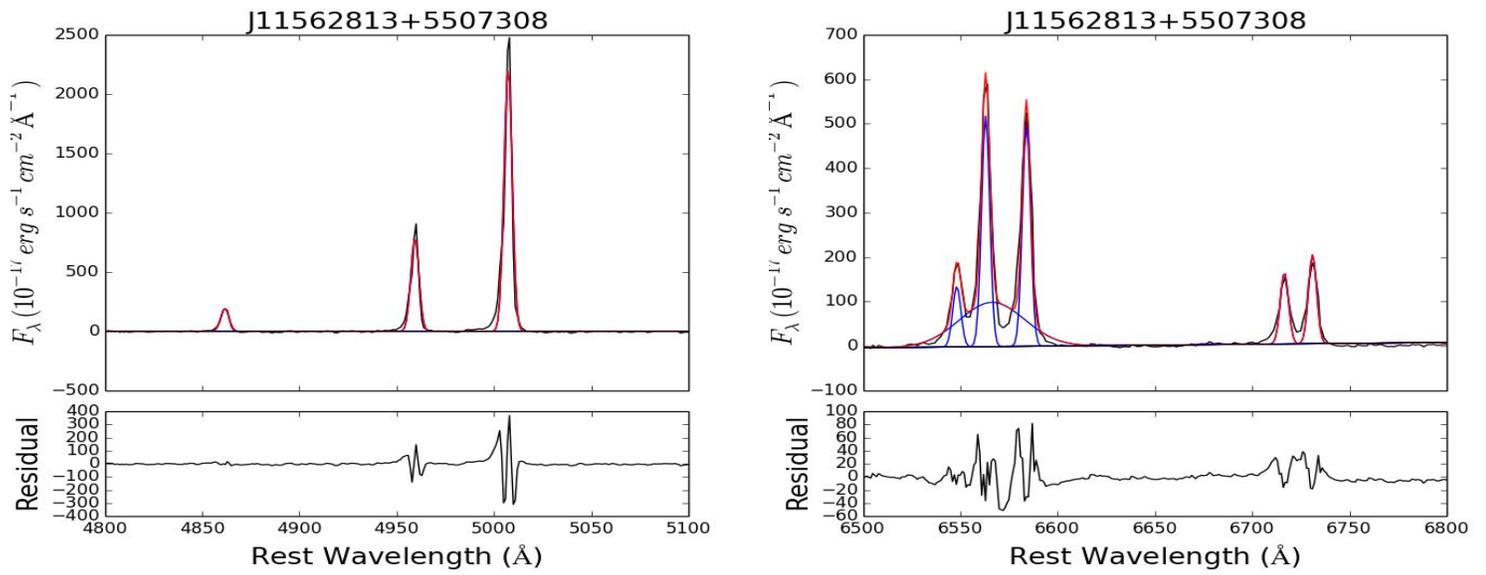


Figura 3-17: Descomposición Espectral de J11562813+5507308. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

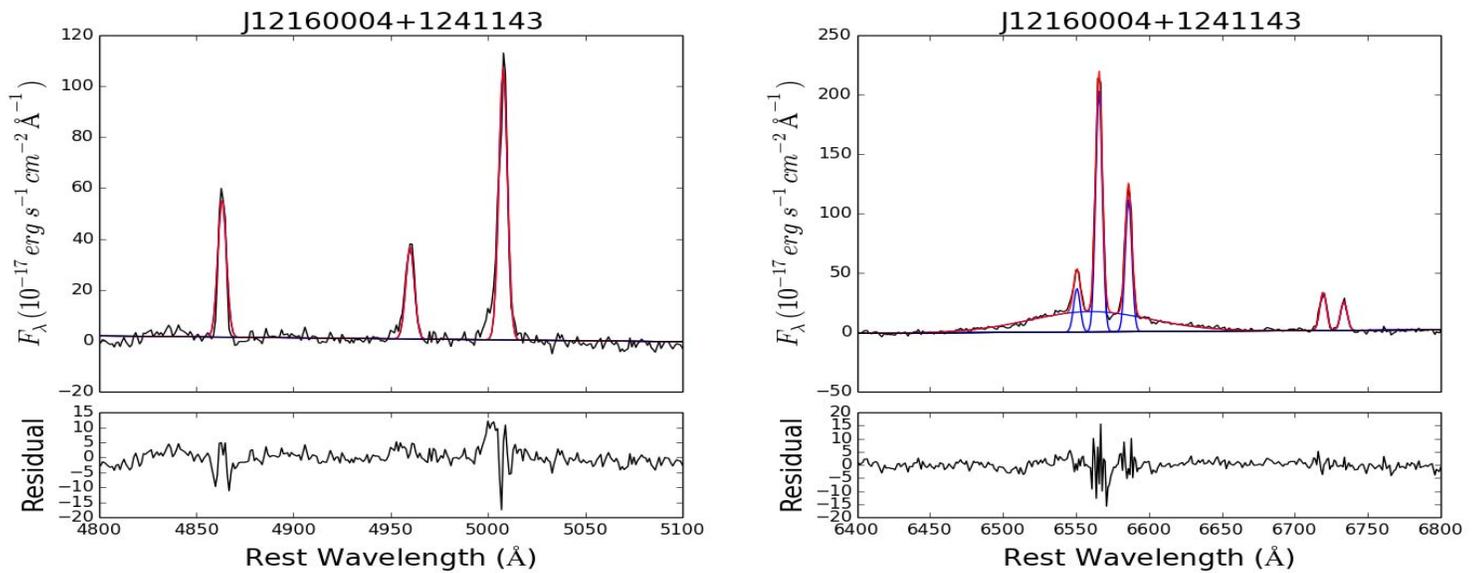


Figura 3-18: Descomposición Espectral de J12160004+1241143. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

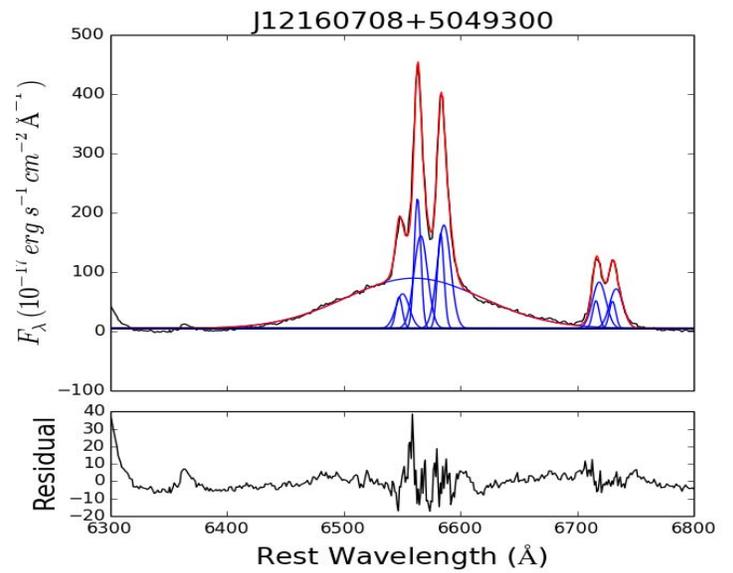
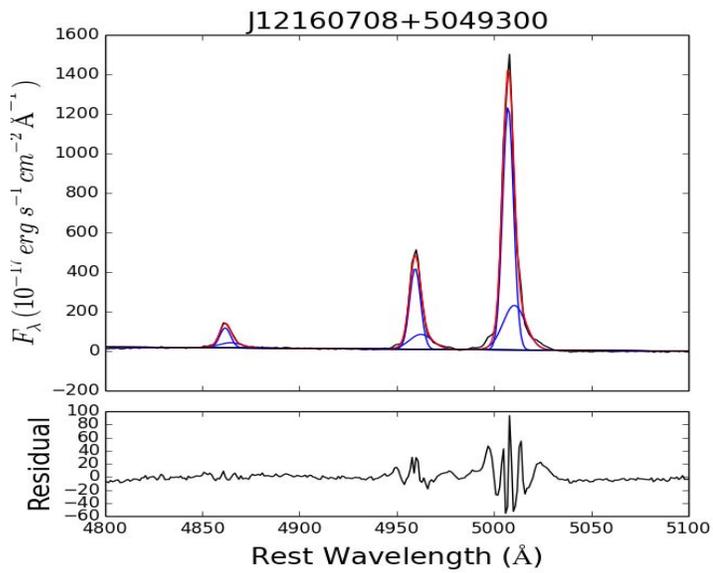


Figura 3-19: Descomposición Espectral de J12160708+5049300. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

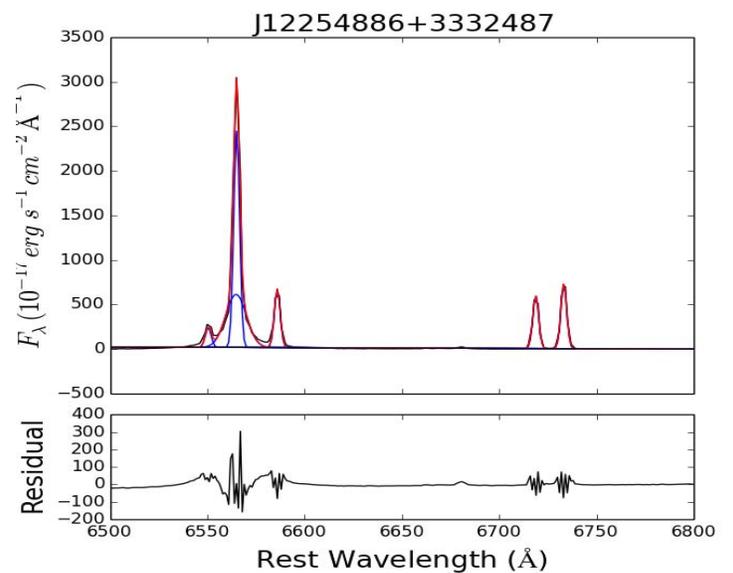
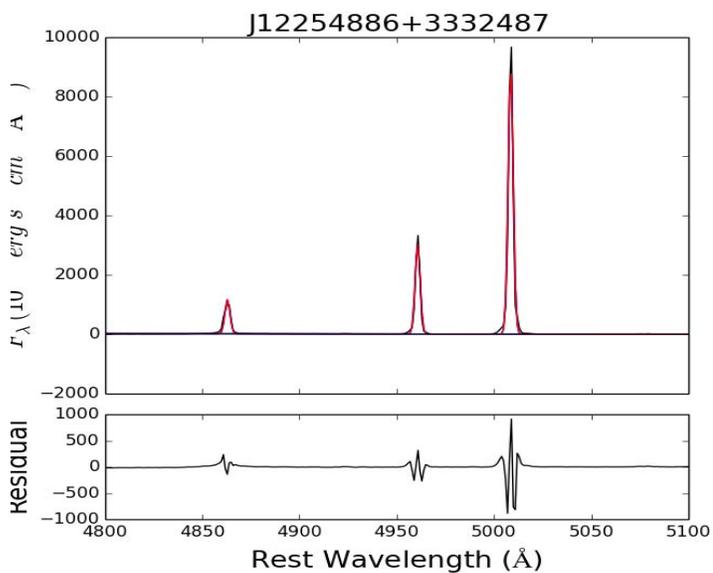


Figura 3-20: Descomposición Espectral de J12254886+3332487. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

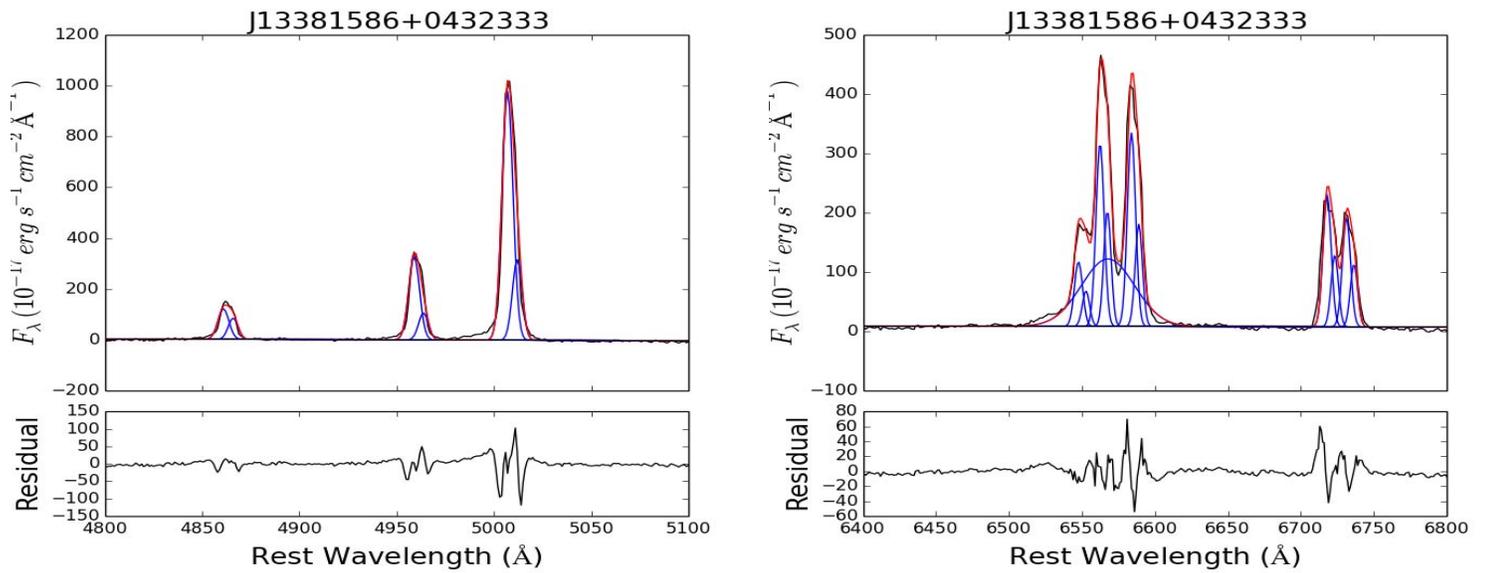


Figura 3-21: Descomposición Espectral de J13381586+0432333. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

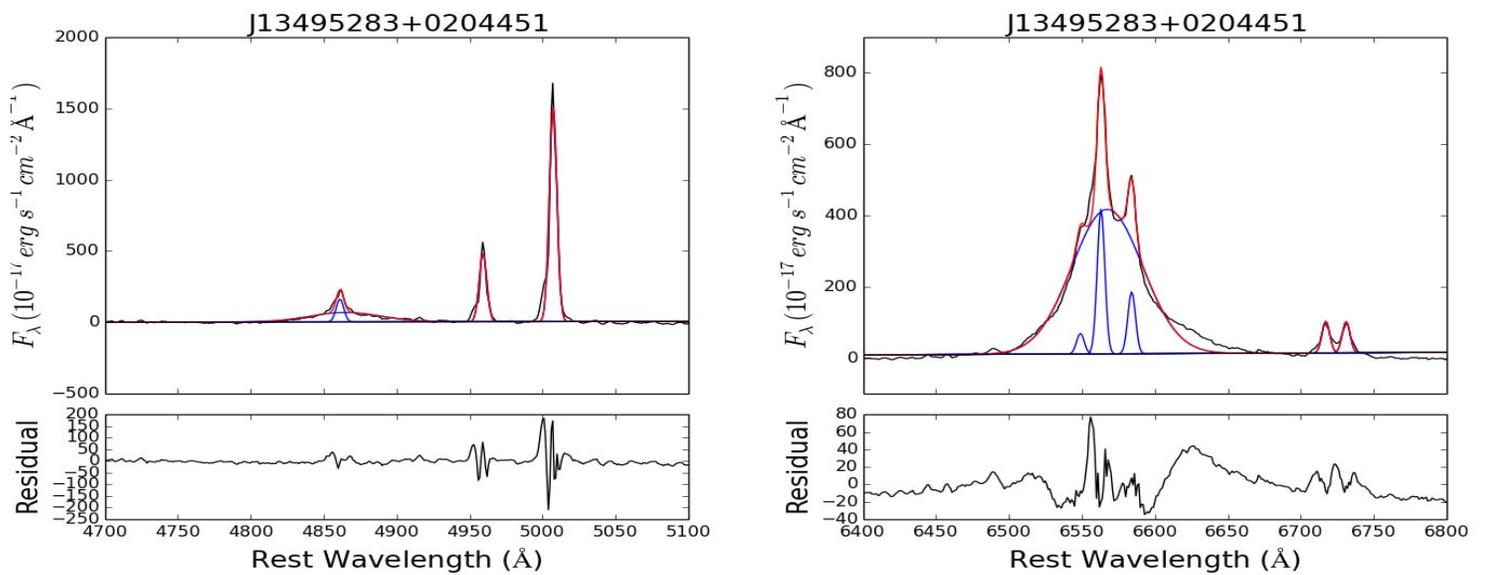


Figura 3-22: Descomposición Espectral de J13495283+0204451. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

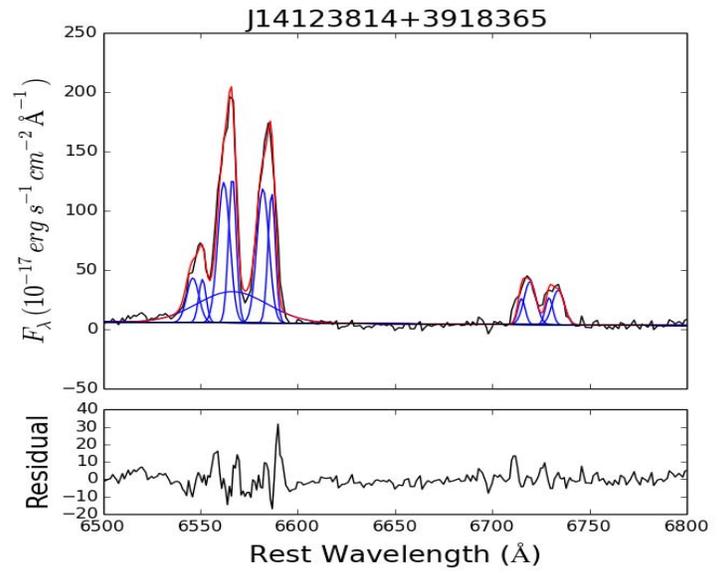
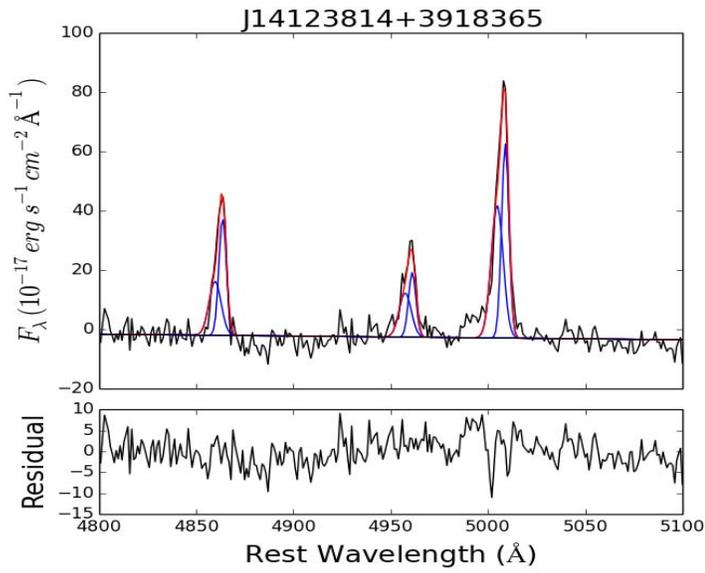


Figura 3-23: Descomposición Espectral de J14123814+3918365. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

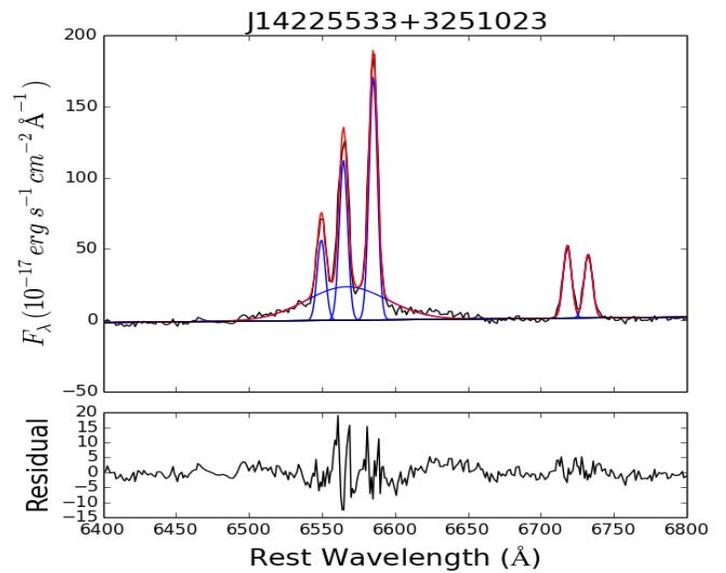
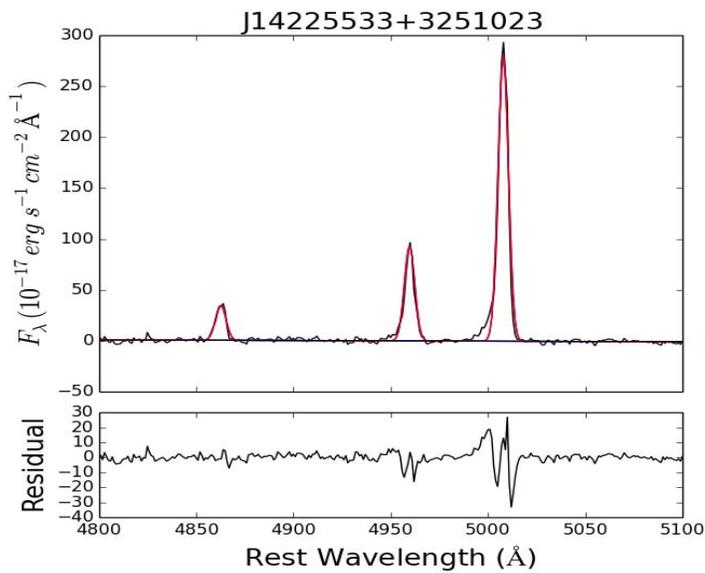


Figura 3-24: Descomposición Espectral de J14225533+3251023. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

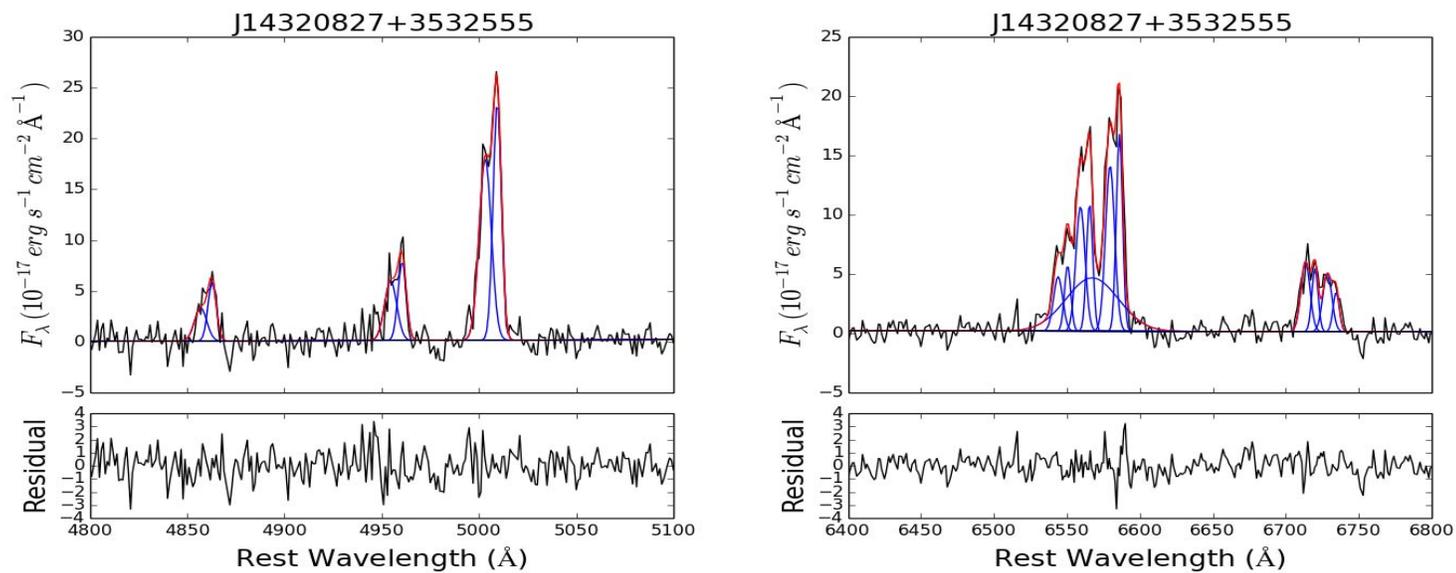


Figura 3-25: Descomposición Espectral de J14320827+3532555. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

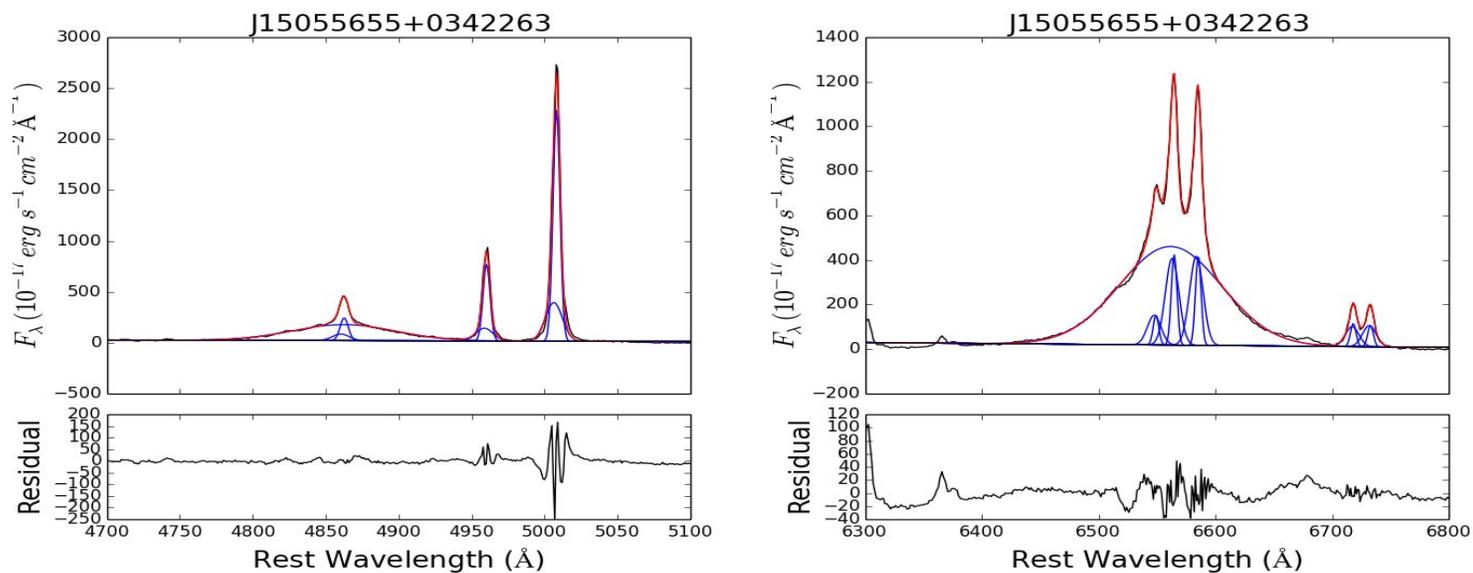


Figura 3-26: Descomposición Espectral de J15055655+0342263. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

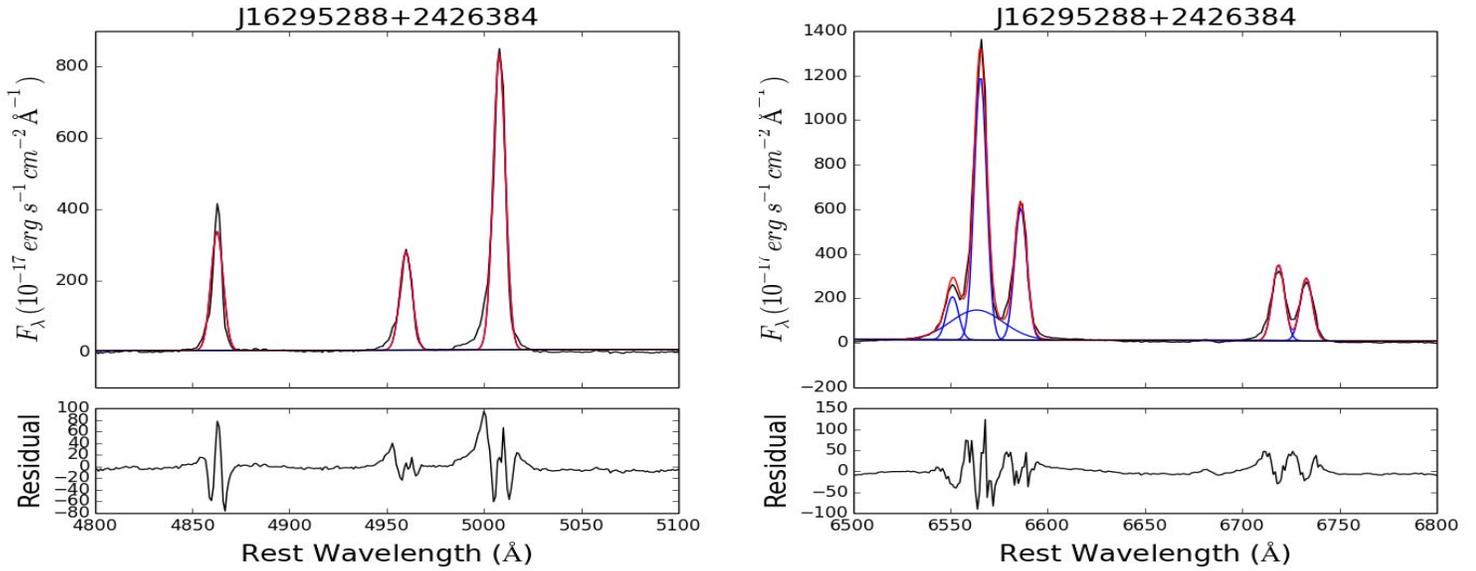


Figura 3-27: Descomposición Espectral de J16295288+2426384. El lado izquierdo y derecho muestran las parte azul y roja del espectro respectivamente.

3.5. Flujos y errores

Para continuar con el análisis de nuestros datos es necesario conocer la densidad de flujo asociada a cada una de nuestras gaussianas, es decir necesitamos el valor del flujo de cada pico integrado sobre todas las longitudes de onda. Este valor estará representado como el área bajo la curva de cada una de nuestros picos y Peak Fit lo calcula automáticamente cuando hace el ajuste.

Puesto que es nuestra intención utilizar los cocientes de las densidades para poder colocar a nuestras galaxias en los diagramas BPT es importante conocer el error asociado a la densidad de flujo de cada uno de nuestros picos (pues esto nos indicará si nuestra galaxia está realmente en una cierta región del diagrama o si son necesarias mediciones más precisas para asegurarlo) para encontrar los errores asociados a la densidad de flujo de un pico utilizamos la siguiente fórmula (Tresse et al., 1999):

$$\sigma_f = \sigma_c D \sqrt{2N_{pix} + \frac{W}{D}} \quad (3-3)$$

donde σ_c es la desviación estándar del continuo cerca de la línea, D es la dispersión de la línea (en unidades de \AA por pixel), W es el ancho equivalente de cada línea y N el número de pixeles por pico. Para encontrar estos valores se desarrolló un programa usando el lenguaje de programación *Python*.

El programa adquiere los valores de los archivos de salida de STARLIGHT y de Peak fit y los regresa a la dispersión original del SDSS. El espectrógrafo del SDSS registra sus datos de manera que el espaciado de la longitud de onda entre cada pixel está dado por la siguiente expresión:

$$\log(\lambda_{i+1}) - \log(\lambda_i) = 0.0001 \quad (3-4)$$

por lo tanto la dispersión de los espectros del SDSS está dada como:

$$\Delta\lambda = 10^{-4} \times \ln(10) \times \lambda \quad (3-5)$$

El número de pixeles de cada uno de los picos es un valor ambiguo, pues técnicamente las curvas gaussianas lejos de su máximo tienen un valor muy pequeño, pero distinto de cero, para este trabajo consideramos el número de pixeles en los cuales el valor del flujo del pico es mayor al 1 % del valor máximo. La dispersión de un pico se consideró como el promedio de los valores obtenidos con la Eq.(3-5) sobre cada uno de los pixeles considerados.

El ancho equivalente se encontró haciendo la siguiente integración sobre los pixeles de cada pico:

$$W = \sum_N \frac{f_c - f_\lambda}{f_c} \Delta\lambda \quad (3-6)$$

donde f_c es el valor del continuo en ese pixel, en este caso el valor predicho por STARLIGHT para el pico (recordemos que las regiones donde están los picos no son modeladas por STARLIGHT) y f_λ es el valor del flujo total (continuo +AGN) en ese pixel. La desviación estándar del continuo se consideró como la desviación estándar de los primeros 50 pixeles que no contribuían significativamente a ninguno de los picos (es decir que los valores del flujo de todas las gaussianas fuera menor al 1 % de sus respectivos máximos para todos los picos). Notemos de la ecuación (3-6) que para una línea de emisión el valor del ancho equivalente será negativo (pues

$f_c < f_\lambda$), por lo tanto utilizamos el valor absoluto de W en nuestras fórmulas.

3.6. Resultados Finales

En las últimas dos secciones explicamos como elegimos entre los dos ajustes hechos para cada galaxia, y como podemos extraer de los datos de salida del algoritmo *PeakFit* el valor de la intensidad de cada línea. Puesto que nuestro objetivo es encontrar la posición de nuestros AGNs en un diagrama BPT utilizaremos los valores de los cocientes de estas intensidades; en particular usaremos los siguientes cocientes: $\log[OIII]/H\beta$, $\log[NII]/H\alpha$, $\log[SII]/H\alpha$.

La ecuación (3-3) nos da los errores para la intensidad de cada línea de emisión, para calcular los errores de los cocientes de línea utilizamos la fórmula de la derivada para la propagación de errores: Si $X = f(x, y)$ entonces

$$dX = \left| \frac{df}{dx} \right| dx + \left| \frac{df}{dy} \right| dy \quad (3-7)$$

en nuestro caso $f = \log\left(\frac{x}{y}\right)$ por lo tanto la fórmula para calcular el error de nuestros cocientes de línea fue:

$$dX = \left(\frac{dx}{x} + \frac{dy}{y} \right) \frac{1}{\ln(10)} \quad (3-8)$$

Los valores de los cocientes de línea y sus respectivos errores se pueden encontrar en la Tabla 3-2. Inmediatamente después se presenta la posición de cada objeto en el diagrama de diagnóstico BPT $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[NII]/H\alpha$ (ver Fig.3-28), que a partir de ahora será referido como BPT1; y en el diagrama de $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[SII]/H\alpha$ (ver Fig.3-29), que a partir de ahora será referido como BPT2. Los puntos negros del diagrama representan a los AGNs con un solo pico y los de colores representan a las componentes roja y azul de los objetos de doble perfil.

Tabla 3-2: Cocientes de línea

| Número de Galaxia | Número de picos | $\log[OIII]/H\beta$ | | | $\log[NII]/H\alpha$ | | | $\log[SII]/H\alpha$ | | |
|-------------------|-----------------|---------------------|------------------|------------------|---------------------|-------------------|-------------------|---------------------|-------------------|-------------------|
| | | Azul | Rojo | SP | Azul | Rojo | SP | Azul | Rojo | SP |
| 1 | 2 | 0.87 ± 0.064 | 0.86 ± 0.047 | | -0.32 ± 0.013 | -0.32 ± 0.026 | | -0.29 ± 0.016 | -0.44 ± 0.040 | |
| 2 | 1 | | | 0.85 ± 0.012 | | | -0.03 ± 0.005 | | | -0.30 ± 0.010 |
| 3 | 1 | | | 0.64 ± 0.018 | | | 0.13 ± 0.036 | | | 1.34 ± 0.021 |
| 4 | 2 | 1.13 ± 0.040 | 0.25 ± 0.016 | | 0.21 ± 0.009 | -0.25 ± 0.006 | | -0.27 ± 0.023 | -0.53 ± 0.012 | |
| 5 | 1 | | | 1.13 ± 0.036 | | | 0.41 ± 0.014 | | | 0.24 ± 0.019 |
| 6 | 1 | | | 1.05 ± 0.017 | | | -0.78 ± 0.033 | | | -0.77 ± 0.040 |
| 7 | 1 | | | 0.93 ± 0.015 | | | -0.31 ± 0.012 | | | -0.44 ± 0.019 |
| 8 | 1 | | | 1.06 ± 0.016 | | | -0.02 ± 0.008 | | | -0.16 ± 0.013 |
| 9 | 1 | | | 0.29 ± 0.030 | | | -0.26 ± 0.010 | | | -0.55 ± 0.026 |
| 10 | 2 | 1.09 ± 0.016 | 0.93 ± 0.042 | | -0.14 ± 0.057 | 0.05 ± 0.041 | | -0.37 ± 0.111 | -0.03 ± 0.059 | |
| 11 | 1 | | | 0.90 ± 0.015 | | | -0.57 ± 0.036 | | | -0.26 ± 0.036 |
| 12 | 2 | 0.91 ± 0.016 | 0.58 ± 0.029 | | 0.02 ± 0.009 | -0.05 ± 0.016 | | 0.12 ± 0.011 | 0.07 ± 0.020 | |
| 13 | 1 | | | 0.98 ± 0.013 | | | -0.37 ± 0.021 | | | -0.36 ± 0.025 |
| 14 | 2 | 0.39 ± 0.149 | 0.22 ± 0.102 | | -0.02 ± 0.029 | -0.07 ± 0.037 | | -0.64 ± 0.099 | -0.08 ± 0.063 | |
| 15 | 1 | | | 0.91 ± 0.035 | | | 0.18 ± 0.012 | | | -0.07 ± 0.021 |
| 16 | 2 | 0.74 ± 0.174 | 0.61 ± 0.130 | | 0.12 ± 0.044 | 0.19 ± 0.050 | | 0.01 ± 0.070 | -0.10 ± 0.103 | |
| 17 | 2 | 0.77 ± 0.035 | 0.94 ± 0.018 | | 0.01 ± 0.068 | -0.01 ± 0.114 | | -0.32 ± 0.126 | -0.31 ± 0.196 | |
| 18 | 1 | | | 0.39 ± 0.008 | | | -0.30 ± 0.008 | | | -0.28 ± 0.010 |

^aColumna 1: Número asignado a la galaxia en nuestra lista (c.f. Tabla 3-1). Columna 2: Número de curvas Gausseanas usadas en el ajuste de una línea de la NLR. Columnas 3-5: $\log[OIII]/H\beta$ para objetos con perfil doble (rojo y azul) y para un solo pico (SP). Columnas 6-8: $\log[NII]/H\alpha$ para objetos con perfil doble y para un solo pico. Columnas 9-11: $\log[SII]/H\alpha$ para objetos con perfil doble y para un solo pico.

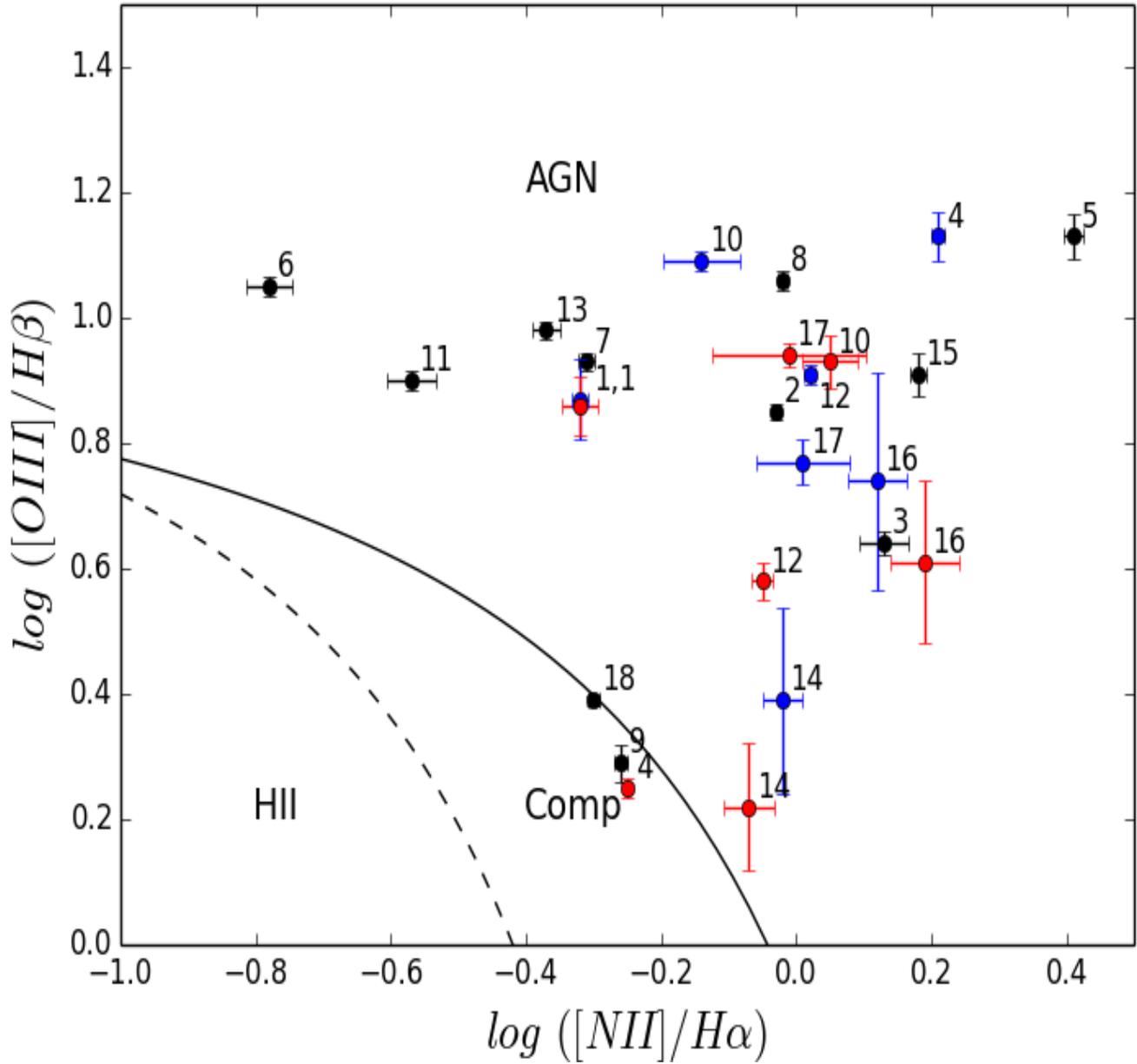


Figura 3-28: Diagrama de diagnóstico BPT de $\log([OIII]/H\beta)$ vs. $\log([NII]/H\alpha)$, los puntos negros representan a las galaxias con un solo perfil, los puntos rojos y azules son las dos componentes de las galaxias con doble perfil. EL azul simboliza al componente con menor corrimiento al rojo. La numeración de las galaxias es la que se indica en la Tabla 3-1.

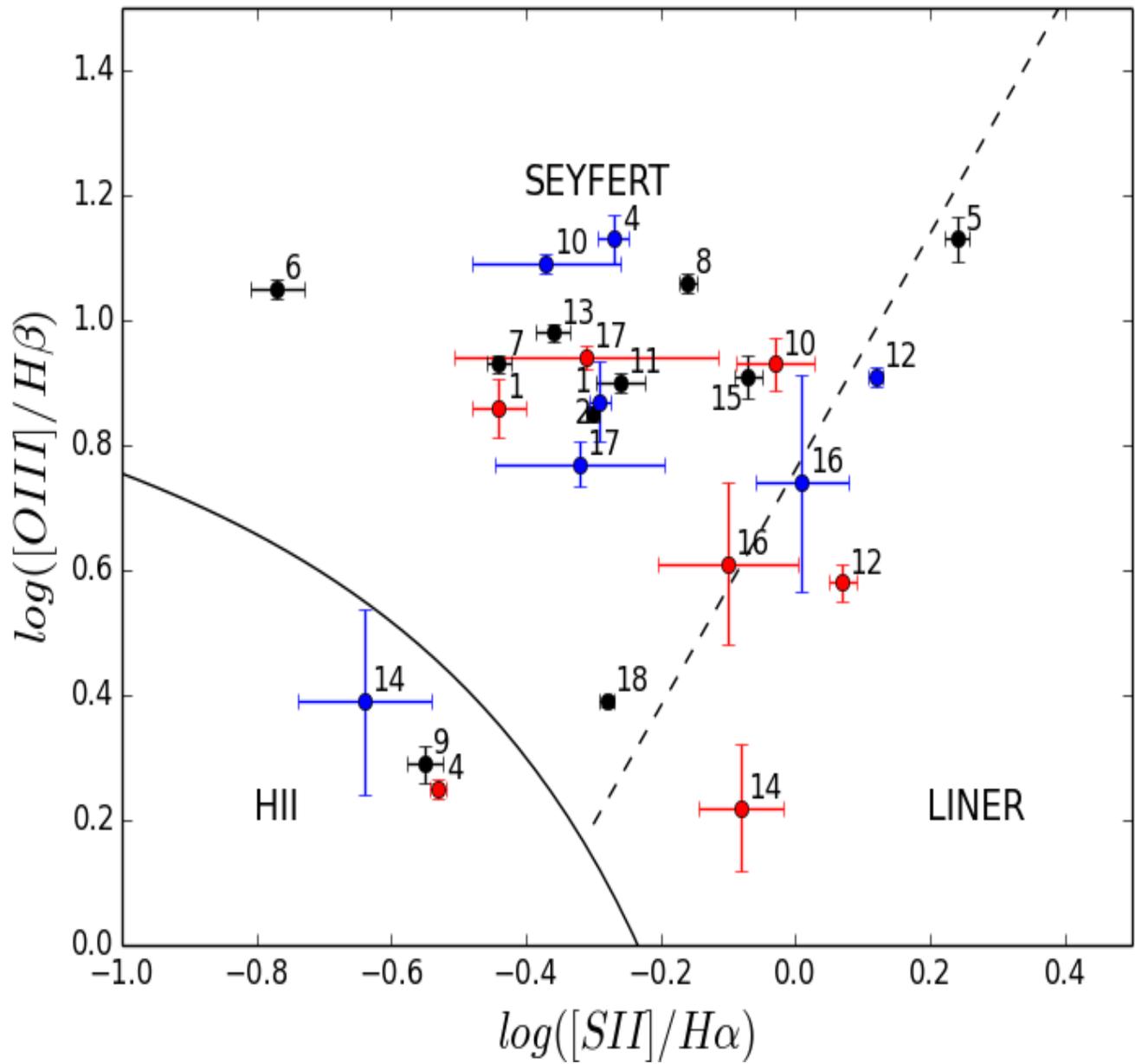


Figura 3-29: Diagrama de diagnóstico BPT de $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[SII]/H\alpha$, los puntos negros representan a las galaxias con un solo perfil, los puntos rojos y azules son las dos componentes de las galaxias con doble perfil. EL azul simboliza al componente con menor corrimiento al rojo. La numeración de las galaxias es la que se indica en la Tabla 3-1.

Capítulo 4

Conclusiones y trabajo a futuro

En este trabajo hemos analizado el espectro de 18 AGNs intermedios del SDSS, listados en la Tabla 3-1 de la página 28. Para lograr esto descompusimos cada espectro en 3 componentes: la luz de la galaxia huésped, la emisión del disco de acreción y la luz conjunta de la BLR y la NLR. En éste último componente se ajustaron las líneas $H\beta$, $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$, $[NII]\lambda\lambda 6548, 6583$, $H\alpha$ y $[SII]\lambda\lambda 6716, 6731$. Cada espectro se ajustó dos veces, la primera utilizando un perfil sencillo para la NLR y la segunda usando un perfil doble. Estos ajustes se analizaron con un test estadístico F para encontrar cuál de los dos logra una mejor aproximación. Para finalizar medimos la densidad de flujo de cada línea de emisión y colocamos a cada objeto en dos diagramas BPT: $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[NII]/H\alpha$ y $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[SII]/H\alpha$. Ahora necesitamos interpretar lo que la posición de cada objeto en nuestro diagrama significa. Estos dos diagramas son las Figuras 3-28 y 3-29, y nos referiremos a ellos como BPT1 y BPT2 respectivamente.

Podemos observar en la Tabla 3-2 que el 39% de nuestra muestra son AGNs con un perfil doble (7 objetos). De los otros once objetos, nueve fueron clasificados como AGNs en nuestro diagrama BPT (como era de esperarse pues fueron extraídos de una muestra de objetos clasificados como AGNs en el SDSS). Sin embargo, dos de ellos tuvieron una clasificación ambigua, estos fueron J16295288+2426384 y J12160708+5049300 (objetos 10 y 18 de la Tabla 3-1). Notemos que J16295288+2426384 fue clasificado como AGN en BPT2 y aunque en BPT1 las barras de error no nos permitieron saber si cayó en la región de galaxias compuestas (AGN +HII) o de AGNs, esto no contradice a la clasificación del SDSS, pero J12160708+5049300 es clasificada

como una galaxia HII en BPT2 y como un objeto compuesto en BPT1; por lo tanto, nuestro resultado está en desacuerdo con la clasificación del SDSS para esta galaxia. Cabe mencionar que este objeto también fue analizado por Benítez et al. (2013) y llegaron al mismo resultado que nosotros (AGN/HII).

Los tres objetos J02061598-0017291, J11562813+5507308 y J16295288+2426384 (objetos 3, 8 y 18 de la Tabla 3-1 respectivamente) hubieran sido catalogados como AGNs de doble perfil si el nivel de significancia del test F hubiera sido menos riguroso, en particular un valor de $\alpha = 0.1$ (ver Sección 3.4) hubiera sido suficiente para cambiar la clasificación de los tres objetos. Decidimos ser rigurosos con nuestro nivel de significancia pues un modelo con una sola gaussiana es mucho más probable físicamente que un modelo con dos y preferimos elegirlo cuando la clasificación no es muy robusta. Sin embargo, no descartamos la posibilidad de que alguno de estos tres objetos sea clasificado con un perfil doble con espectros de mayor calidad o con espectroscopia de campo integral. J16295288+2426384 fue uno de los espectros que tomamos de la muestra de Benitez et el. y ellos seleccionaron un modelo con perfil doble sobre uno sencillo. Sin embargo notemos que en la Tabla. 3-1 J16295288+2426384 presenta un radio-jet y por lo tanto, si un estudio detallado mostrara un perfil doble éste podría originarse por *outflows* de gas. En tal caso se requeriría modelar los perfiles para confirmar si el perfil doble es consecuencia de un *outflow* o de un sistema dual.

Los objetos J03252535-0608379 y J13381586+0432333 (4 y 12 de la Tabla 3-1) tienen doble perfil pero no son clasificados como AGN dual. J03252535-0608379 se clasificó como un AGN acompañado de una región de clasificación ambigua (podría ser una galaxia HII o compuesta). En J13381586+0432333 ambas componentes tienen una clasificación ambigua (podrían ser o LINERS o AGNs duales), puesto que está en discusión si los LINER son AGNs este objeto aún presenta interés para nosotros.

El objeto J14320827+3532555 (objeto 16 de la Tabla 3-1) fue clasificado como un AGN dual por Comerford et al. (2013). Nosotros concordamos con su clasificación pero notamos que en el diagrama BPT2 las barras de error alcanzan la región de LINER para las dos componentes por lo tanto la clasificación es ambigua. El espectro original es bastante ruidoso (Figura 3-25) y por lo tanto las barras de error son grandes, es necesario tener un espectro de mejor calidad para saber si se trata de un AGN acompañado por un LINER o de un AGN-dual. Si resultara

ser lo primero no estaríamos en contradicción con los resultados del trabajo de Comerford et al. pues ellos solo realizaron un diagrama BPT de $\log[OIII]/H\beta$ vs. $\log[NII]/H\alpha$.

El objeto J00070360+1554237 (objeto 1 de la Tabla 3-1) muestra un doble perfil, sin embargo podemos notar en BPT1 que ambas componentes de J00070360+1554237 tienen la misma posición en el diagrama BPT, por lo tanto es más probable que el doble perfil sea consecuencia de la dinámica rotacional del gas que de un AGN dual. Notemos que J13381586+0432333 presenta un perfil doble y un radio-jet por lo tanto es un candidato a una galaxia con *outflows*.

J02061598-0017291 (objeto número 3 de la Tabla 3-1) fue un objeto muy difícil de modelar y fue necesario utilizar doble perfil para modelar la BLR (Fig. 3-12). Sin embargo nuestro test F no mostró una diferencia significativa al agregar un perfil doble en la NLR lo cual disminuye la posibilidad de que estemos viendo dos AGNs distintos cada uno con su propia BLR, pues si este fuera el caso deberíamos poder ver también dos componentes de la NLR. Por lo tanto considero que es más factible que el perfil doble sea generado por la dinámica del gas de la BLR (quizás estemos viendo una BLR en forma de disco).

Los objetos restantes de la muestra tomada de Benitez et al. fueron, J12160708+5049300 y J14123814+3918365 (objetos 10 y 14 de la Tabla 3-1) ambos fueron clasificados como AGNs duales en el trabajo de Benitez et.al, nosotros también clasificamos a J12160708+5049300 como un AGN dual, sin embargo nuestra clasificación de J14123814+3918365 fue ambigua, clasificada como un AGN dual en BPT1 y como una región HII acompañada de una región compuesta en BPT2.

J15055655+0342263 (objeto número 17 de la Tabla 3-1) es clasificado como un AGN dual tanto por BPT1 como por BPT2, notemos que sus dos componentes ocupan posiciones distintas del diagrama BPT y que no se menciona que tenga jets en la Tabla. 3-1 por lo tanto los objetos 10 y 17 de nuestra muestra fueron los mejores candidatos a AGNs duales que encontramos.

Como mencionamos en la Sección 2.3.5 hay varios estudios que podrían confirmar si nuestros espectros son AGNs duales, podríamos obtener imágenes de alta resolución espacial en rayos-X o hacer VLRI en el radio para obtener imágenes que permitan resolver espacialmente ambos núcleos y analizarlos por separado, o podemos usar *espectroscopia de gran apertura* o de *campo integral* en el óptico y cercano infrarrojo para obtener espectros con resolución espacial.

Resumiendo, encontramos tres candidatos a AGNs duales, estos fueron los objetos J15055655

+0342263, J12160708+5049300 y J14320827+3532555 (objetos 17, 10 y 16 de la Tabla 3-1 respectivamente). Los últimos dos objetos ya habían sido clasificados como AGNs duales previamente, pero el primero es un candidato nuevo. Además, J13381586+0432333 fue clasificado como un sistema dual de LINERS por el diagrama BPT pero presenta un jet, por lo tanto el doble perfil podría ser consecuencia de *outflows* de gas o de un sistema dual.

Para concluir, me gustaría comentar que este trabajo sería mucho más significativo si se hiciera para una muestra más grande de objetos. Por ejemplo, para todas las galaxias Seyfert intermedias del SDSS. Para esto sería necesario escribir programas de computadora que realizaran automáticamente los procesos para un número elevado de objetos. Casi todos los procesos que realizamos para este trabajo podrían automatizarse con relativa facilidad con la excepción de los ajustes de las líneas de emisión, en este caso utilizamos el algoritmo PeakFit que nos exige modelar a mano cada uno de los espectros. Como una continuación de este trabajo sería interesante desarrollar un código que realizara estos modelos automáticamente (a partir de leer los archivos de salida de Starlight). Esto con el fin de poder repetir este trabajo con una muestra muchísimo mayor de objetos y en consecuencia poder encontrar resultados estadísticos, generar una lista de candidatos a AGNs duales y posteriormente realizar observaciones que permitan resolver espacialmente los dos núcleos.

Bibliografía

- Aarseth, S. J., Tout, C. A., & Mardling, R. A., eds. 2008, *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 760, The Cambridge N-Body Lectures
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- Begelman, M. C., Blandford, R. D., & Rees, M. J. 1980, *Nature*, 287, 307
- Benítez, E., Méndez-Abreu, J., Fuentes-Carrera, I., Cruz-González, I., Martínez, B., López-Martin, L., Jiménez-Bailón, E., León-Tavares, J., & Chavushyan, V. H. 2013, *ApJ*, 763, 36
- Burke-Spolaor, S. 2011, *MNRAS*, 410, 2113
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, 358, 363
- Comerford, J. M. 2012, 219,107.03
- Comerford, J. M., Schluns, K., Greene, J. E., & Cool, R. J. 2013, *ApJ*, 777, 64
- de Francesco, G., Capetti, A., & Marconi, A. 2006, *A&A*, 460, 439
- Deane, R., Paragi, Z., Jarvis, M., Coriat, M., Bernardi, G., Frey, S., Heywood, I., & Kloeckner, H. R. 2015, in *Advancing Astrophysics with the Square Kilometre Array (AASKA14)*, 151
- Dyson, J. E. & Williams, D. A. 1980, *Physics of the interstellar medium*
- Eckart, A. & Genzel, R. 1998, 514, 60

Edelson, R. A., Alexander, T., Crenshaw, D. M., Kaspi, S., Malkan, M. A., Peterson, B. M., Warwick, R. S., Clavel, J., Filippenko, A. V., Horne, K., Korista, K. T., Kriss, G. A., Krolik, J. H., Maoz, D., Nandra, K., O'Brien, P. T., Penton, S. V., Yaqoob, T., Albrecht, P., Alloin, D., Ayres, T. R., Balonek, T. J., Barr, P., Barth, A. J., Bertram, R., Bromage, G. E., Carini, M., Carone, T. E., Cheng, F.-Z., Chuvaev, K. K., Dietrich, M., Dultzin-Hacyan, D., Gaskell, C. M., Glass, I. S., Goad, M. R., Hemar, S., Ho, L. C., Huchra, J. P., Hutchings, J., Johnson, W. N., Kazanas, D., Kollatschny, W., Koratkar, A. P., Kovo, O., Laor, A., MacAlpine, G. M., Magdziarz, P., Martin, P. G., Matheson, T., McCollum, B., Miller, H. R., Morris, S. L., Oknyanskij, V. L., Penfold, J., Perez, E., Perola, G. C., Pike, G., Pogge, R. W., Ptak, R. L., Qian, B.-C., Recondo-Gonzalez, M. C., Reichert, G. A., Rodriguez-Espinoza, J. M., Rodriguez-Pascual, P. M., Rokaki, E. L., Roland, J., Sadun, A. C., Salamanca, I., Santos-Lleo, M., Shields, J. C., Shull, J. M., Smith, D. A., Smith, S. M., Snijders, M. A. J., Stirpe, G. M., Stoner, R. E., Sun, W.-H., Ulrich, M.-H., van Groningen, E., Wagner, R. M., Wagner, S., Wanders, I., Welsh, W. F., Weymann, R. J., Wilkes, B. J., Wu, H., Wurster, J., Xue, S.-J., Zdziarski, A. A., Zheng, W., & Zou, Z.-L. 1996, *ApJ*, 470, 364

Fixsen, D. J. 2009, *ApJ*, 707, 916

Fu, H., Myers, A. D., Djorgovski, S. G., & Yan, L. 2011, *ApJ*, 733, 103

Gabányi, K. É., Frey, S., Xiao, T., Paragi, Z., An, T., Kun, E., & Gergely, L. Á. 2014, *MNRAS*, 443, 1509

Ge, J.-Q., Hu, C., Wang, J.-M., Bai, J.-M., & Zhang, S. 2012, *ApJS*, 201, 31

Hao, L., Strauss, M. A., Tremonti, C. A., Schlegel, D. J., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Blanton, M. R., Fan, X., Gunn, J. E., Hall, P. B., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., Krolik, J. H., Lupton, R. H., Richards, G. T., Schneider, D. P., Strateva, I. V., Zakamska, N. L., Brinkmann, J., Brunner, R. J., & Szokoly, G. P. 2005, *AJ*, 129, 1783

Hernquist, L. 1989, *Nature*, 340, 687

Ho, L. 1999, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 234, *Observational Evidence for the Black Holes in the Universe*, ed. S. K. Chakrabarti, 157

- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. 1995, *ApJS*, 98, 477
- Jaffe, A. H. & Backer, D. C. 2003, *ApJ*, 583, 616
- Jenet, F. A., Hobbs, G. B., van Straten, W., Manchester, R. N., Bailes, M., Verbiest, J. P. W.,
Edwards, R. T., Hotan, A. W., Sarkissian, J. M., & Ord, S. M. 2006, *ApJ*, 653, 1571
- Karttunen, H., Krüger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J., eds. 2007, *Fundamental
Astronomy*
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M.,
Ridgway, S. E., Brinkmann, J., Fukugita, M., Hall, P. B., Ivezić, Ž., Richards, G. T., &
Schneider, D. P. 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- Kellermann, K. I., Sramek, R., Schmidt, M., Shaffer, D. B., & Green, R. 1989, *AJ*, 98, 1195
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556,
121
- Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., & Heckman, T. 2006, *MNRAS*, 372, 961
- Khachikian, E. Y. & Weedman, D. W. 1974, *ApJ*, 192, 581
- Komossa, S. 2003, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 686, *The Astrophysics
of Gravitational Wave Sources*, ed. J. M. Centrella, 161–174
- Komossa, S., Burwitz, V., Hasinger, G., Predehl, P., Kaastra, J. S., & Ikebe, Y. 2003, *ApJL*,
582, L15
- Koss, M., Mushotzky, R., Treister, E., Veilleux, S., Vasudevan, R., & Trippe, M. 2012, *ApJL*,
746, L22
- Lacey, C. & Cole, S. 1993, *MNRAS*, 262, 627
- Landau, L. D. & Lifshitz, E. M. 1969, *Mechanics*
- Lupton, R. 1993, *Statistics in theory and practice*

- McGurk, R. C., Max, C. E., Rosario, D. J., Shields, G. A., Smith, K. L., & Wright, S. A. 2011, *ApJL*, 738, L2
- Miyoshi, M., Moran, J., Herrnstein, J., Greenhill, L., Nakai, N., Diamond, P., & Inoue, M. 1995, *Nature*, 373, 127
- Osterbrock, D. E. 1981, *ApJ*, 249, 462
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- Reines, A. E., Greene, J. E., & Geha, M. 2013, *ApJ*, 775, 116
- Richstone, D., Ajhar, E. A., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., Faber, S. M., Filippenko, A. V., Gebhardt, K., Green, R., Ho, L. C., Kormendy, J., Lauer, T. R., Magorrian, J., & Tremaine, S. 1998, *Nature*, 395, A14
- Roos, N., Kaastra, J. S., & Hummel, C. A. 1993, *ApJ*, 409, 130
- Rosario, D. J., McGurk, R. C., Max, C. E., Shields, G. A., Smith, K. L., & Ammons, S. M. 2011, *ApJ*, 739, 44
- Schneider, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology*
- Schoenmakers, A. P., de Bruyn, A. G., Röttgering, H. J. A., van der Laan, H., & Kaiser, C. R. 2000, *MNRAS*, 315, 371
- Shen, Y., Liu, X., Greene, J. E., & Strauss, M. A. 2011, *ApJ*, 735, 48
- Smith, K. L., Shields, G. A., Salviander, S., Stevens, A. C., & Rosario, D. J. 2012, *The Astrophysical Journal*, 752, 63 [LINK]
- Sokoloff, D. 2011, *Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics*, 105, 654
- Stasińska, G. 2007, *ArXiv e-prints*
- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., Schoenell, W., Sodré, Jr., L., & Seagal Collaboration. 2008, *MNRAS*, 391, L29

Tresse, L., Maddox, S., Loveday, J., & Singleton, C. 1999, MNRAS, 310, 262

Whittle, M. & Wilson, A. S. 2004, AJ, 127, 606

Glosario de Abreviaciones

- AGN: Núcleo Activo de galaxia.
- BH: Agujero negro.
- BLR: región de *líneas anchas*.
- BPT: Diagrama de diagnóstico de Baldwin–Phillips–Terlevich.
- HII: Región de formación estelar.
- LINER: Región de líneas de emisión angostas de baja ionización.
- NED: NASA/IPAC Extragalactic Database.
- NLR: Región de *líneas angostas*.
- SDSS: Catálogo *Sloan Digital Sky Server*.
- SMBH: Agujero negro supermasivo.
- VLBI: Radio-interferometría de muy larga base.