



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

POSGRADO EN ASTROFÍSICA

ASTROFÍSICA TEÓRICA

**CUASARES DEL CATÁLOGO HAMBURG/ESO EN EL CONTEXTO DEL
EIGENVECTOR 1, OBSERVADOS EN EL OAN-SPM**

T E S I S

**QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)**

PRESENTA:

TANIA MAYTE BUENDIA RIOS

TUTORAS:

**DRA. DEBORA DULTZIN KESSLER
DRA. CASTALIA ALENKA NEGRETE PEÑALOZA
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA**

CIUDAD UNIVERSITARIA, CIUDAD DE MÉXICO, JULIO 2019



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.

Resumen

En este trabajo se presentan observaciones espectroscópicas en la región de $H\beta$ para 89 galaxias con núcleo activo (Active Galactic Nuclei -AGN) también conocidos como cuasares. Estos objetos fueron seleccionados del catálogo Hamburg-ESO (HE) por ser AGNs de tipo 1 con $z \leq 0.8$ de los cuales 74 son espectros nuevos no existentes en el SDSS (DR14). Las observaciones de los objetos a una magnitud límite de $M_v < 17$ se realizaron en el Telescopio de 2.1 m localizado en San Pedro Mártir, Ensenada, alcanzando una S/N promedio en el continuo de ~ 53 , aunque para algunos objetos se obtuvo una $S/N \sim 98$. Las observaciones fueron realizadas entre los años 2003 y 2008. Una de las características de los cuasares del catálogo HE es que las fuentes seleccionadas no presentan un sesgo debido al exceso fotométrico en el UV (que se conoce como exceso en el azul). Esto permite comparar las propiedades con objetos que tienen este exceso, particularmente con las relacionadas al catálogo de Palomar & Green (PG) los cuales si están sesgados por este exceso. Se analizaron los cuasares de la muestra en el contexto del espacio de parámetros conocido como Eigenvector 1 (E1) de Sulentic, Marziani y Dultzin-Hacyan, 2000 (S00). En particular, se estudió el espacio que incluye los parámetros en el óptico: $FWHM(H\beta_{BC})$ y el cociente de anchos equivalentes de FeII y $H\beta$, R_{FeII} . El E1 es un espacio de cuatro dimensiones (4DE1) con datos en el UV, óptico y rayos-X y se considera análogo al Diagrama Hertzsprung-Russell (HR) en el sentido de que plantea una clasificación de los AGNs de líneas de emisión anchas considerando las propiedades físicas y dinámicas del gas alrededor del agujero negro super masivo.

Dentro de la muestra, se encontró que 6 objetos muestran una componente estelar significativa, y a los objetos restantes se les observó la presencia de líneas de emisión anchas en la región de $H\beta$. Una vez hecha la reducción de los espectros observados, se realizaron dos métodos de clasificación para diferenciar los espectros dentro de las poblaciones A y B dependiendo del valor de $FWHM(H\beta_{BC})$, < 4000 km s^{-1} para Pop A y > 4000 km s^{-1} para Pop B. Primero usando el método más simple que es a través de mediciones automáticas, de esta forma se le asigna el tipo de perfil de línea asociado: lorentziano y gaussiano, para las poblaciones A y B siguiendo a S00, respectivamente. Segundo, una vez clasificados los cuasares en las poblaciones, se realizaron los ajustes con la rutina **specfit** de manera más precisa para cada línea de emisión en la región de 4450-5400 Å que abarcan las líneas tanto anchas como angostas asociadas a $\text{HeII}\lambda 4685$, el multiplete de FeII,

$H\beta$, [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$, [FeVI] $\lambda 5177$ y [NI] $\lambda 5200$.

Con las mediciones obtenidas del modelo de líneas de emisión (es decir, con **specfit**), se estimaron los parámetros físicos de los objetos de la muestra, tales como la luminosidad bolométrica, la masa del agujero negro (M_{BH}) y los cocientes de Eddington. El intervalo de valores encontrados del logaritmo para la masa (M_{BH}) fue de 5.93 ± 0.17 y 9.38 ± 0.23 (M_{\odot}), lo que cae dentro del régimen de baja ($< 6 M_{\odot}$), intermedia (7-8 M_{\odot}) y alta masa ($> 8 M_{\odot}$) para objetos de bajo corrimiento al rojo. El logaritmo de las luminosidades bolométricas ($\log L_{bol}$) van entre 43.35 ± 0.02 a 47.31 ± 0.1 (erg s^{-1}) y los cocientes de Eddington (L_{bol}/L_{Edd}), el 90 % de la muestra tiene valores sub Eddington (< 1) y lo demás se encuentra en el régimen super Eddington (> 1). Respecto a los parámetros espectrales se encontró indicios de una relación entre la emisión semiancha (Semibroad-SB) de [OIII] $\lambda 5007$ y la componente azul de $H\beta$ ([OIII] $\lambda 5007$ SB vs. $H\beta$ Blue) ya que muestra que mientras uno aumenta, el otro lo hará de manera proporcional. Por otro lado, se encontró consistencia entre las componentes angostas de $H\beta$ y [OIII] $\lambda 5007$ ($H\beta$ NC y [OIII] $\lambda 5007$ NC) ya que se encuentra que la dispersión de los puntos es baja ($\sim 209 \text{ km s}^{-1}$) lo que nos confirma que usar estas componentes para estimar los corrimientos al rojo parece ser de confianza. Además se hizo el estudio para encontrar la relación entre el ancho equivalente de [OIII] $\lambda 5007$ y la luminosidad en el continuo a 5100 \AA o lo que se conoce como efecto Baldwin encontrándose que para esta muestra no hay dicha relación como lo es para otras muestras ya estudiadas (Baldwin 1977, Baldwin et al. 1978). Respecto a las diferencias posibles en las propiedades físicas encontradas hasta el momento, se relaciona el exceso en el azul con los cuasares de poblaciones A3-A4 no observados en este trabajo, pero si en la muestra de los PG. Esto muestra un indicio de que los cuasares xA son aquellos que podrían presentar un exceso fotométrico en el azul, se necesita hacer un análisis más exhaustivo para apoyar esta idea.

Para trabajo a futuro se planea hacer la comparación de los cuasares de esta muestra con los objetos en el catálogo de Palomar-Green con el objetivo de identificar posibles diferencias en los parámetros físicos (masa del agujero negro, luminosidades de Eddington, cocientes R_{FeII} , entre otros). Con esta comparación se analizarán las posibles implicaciones que puedan surgir. De manera sistemática, serán analizados los perfiles de líneas, particularmente el índice de asimetría de las líneas de emisión $H\beta$ y [OIII] $\lambda 5007$. Por otro lado, se identificó objetos peculiares (HE1122-1315, HE0934+3259 y HS1102+3441), los cuales se caracterizan por tener que añadir más componentes para ajustar correctamente el espectro observado, se realizará un estudio más detallado de los perfiles de líneas así como se buscará información en la literatura que permita explicar el origen de estas componentes.

Índice general

Índice general	I
1. Introducción	1
1.1. Fenomenología de los AGNs	2
1.1.1. Taxonomía de los AGNs	4
1.2. Catálogos de Cuasares brillantes	9
1.2.1. Catastro Palomar-Green	10
1.2.2. Catastro Hamburg-ESO	10
1.3. Modelo Unificado de los AGNs	11
1.3.1. AGNs tipo 1 y tipo 2	13
1.4. Eigenvector 1	14
1.4.1. Análisis de Componentes Principales	14
1.4.2. Plano óptico del E1	15
1.5. Motivación de la investigación	18
2. Selección de la muestra y reducción de los espectros	19
2.1. Selección de la muestra original	19
2.1.1. Análisis preliminar	21
2.2. Reducción de los espectros	22
3. Ajustes a los espectros	25
3.1. Mediciones automáticas, 1ra aproximación	25
3.1.1. IRAF splot	25
3.2. Ajustes con SPECFIT	26
3.3. Cuasares con galaxia anfitriona	45
4. Mediciones espectrales y estimación de parámetros	47
4.1. Parámetros observables	47
4.1.1. Anchos equivalentes	47
4.2. Parámetros físicos	48
4.2.1. Distancia	48
4.2.2. Luminosidad	49
4.2.3. Luminosidad de Eddington	49
4.2.4. Masa del Agujero Negro	51
4.3. Parámetros espectrales de las líneas de emisión anchas y angostas.	54

5. Resultados y Discusiones	57
5.1. Plano óptico del E1	57
5.2. Cociente de Eddington en función de R_{FeII}	58
5.3. Emisión de [OIII] y su relación con $H\beta$	60
5.4. Efecto Baldwin	63
5.5. Discusión	65
6. Conclusiones y trabajo a futuro	67
A. Tablas	71
A.1. Muestra final	71
A.2. Corrimientos al rojo	76
A.3. Parámetros físicos	78
B. Espectros de la muestra	83
C. Estimación de errores	95
C.1. Parámetros observables	95
C.2. Parámetros físicos	96

Capítulo 1

Introducción

Las galaxias activas, o galaxias de núcleo activo (Active Galactic Nuclei-AGN) están dentro de las fuentes de energía más intensas en el Universo. Los AGNs pueden emitir en todo el espectro electromagnético y algunos de ellos tienen emisiones variables en las bandas que se observan. Una galaxia activa es aquella que muestra signos inusuales cualitativa y cuantitativamente de actividad energética (es decir, actividad que no está asociada con la evolución de estrellas) que es visible y se puede conectar de alguna forma al núcleo (Ballick & Heckman, 1982). La emisión en radio y rayos X generalmente se utiliza también para encontrar actividad en las galaxias y así identificar a los AGNs (Miley 1980, Giacconi 1978). El núcleo de una galaxia activa se cree que contiene un agujero negro super masivo (con un rango de 10^6 a $10^{10} M_{\odot}$); el cual en el proceso de acreción de material al interior de éste, la energía potencial de la materia se convierte en radiación. Cuando el agujero negro ha consumido todo el gas y polvo de su vecindad, la galaxia deja de ser activa, y la emisión observada está asociada a componentes normales (estrellas, polvo y gas interestelar).

Existe una variedad de objetos que se agrupan como AGNs: cuasares, *quasi stellar objects-QSO*, galaxias Seyfert y objetos BL Lac. Se cree que el tipo de objeto que se observa depende del ángulo de inclinación, si el AGN produce o no una emisión significativa en los jets y de la luminosidad de la fuente central.

1.1. Fenomenología de los AGNs

Con unas luminosidades bolométricas de 10^{45-48} erg s $^{-1}$, los AGN están dentro de los objetos más luminosos del Universo, particularmente debido a fotones a altas energías y longitudes de onda en el radio. Dichos AGNs se caracterizan por una luminosidad muy alta producida por una región muy pequeña; las galaxias activas pueden ser cientos o miles de veces más luminosas que las estrellas contenidas en la galaxia anfitrion. La forma de la emisión del continuo de un AGN no se puede describir en términos de la emisión de un cuerpo negro a una sola temperatura o como una composición a una pequeña escala de diferentes temperaturas. El Sol emite radiación UV, rayos X, IR y radio, pero la emission es a niveles muy bajos parecido a la emission optica: en primera aproximación, el espectro del sol se puede considerar como lo de un cuerpo negro con un máximo de emisión bien definido. Así, los espectros de estrellas y regiones HII se extienden fuera de la región óptica, por lo cual es necesario considerar todos los rangos de longitudes de onda. Para la forma del continuo en los AGNs, se obtiene una ley de potencias que se extiende a lo largo de diversas longitudes de onda debido a la combinación de los mecanismos de la radiación sincrotrón y efecto Compton.

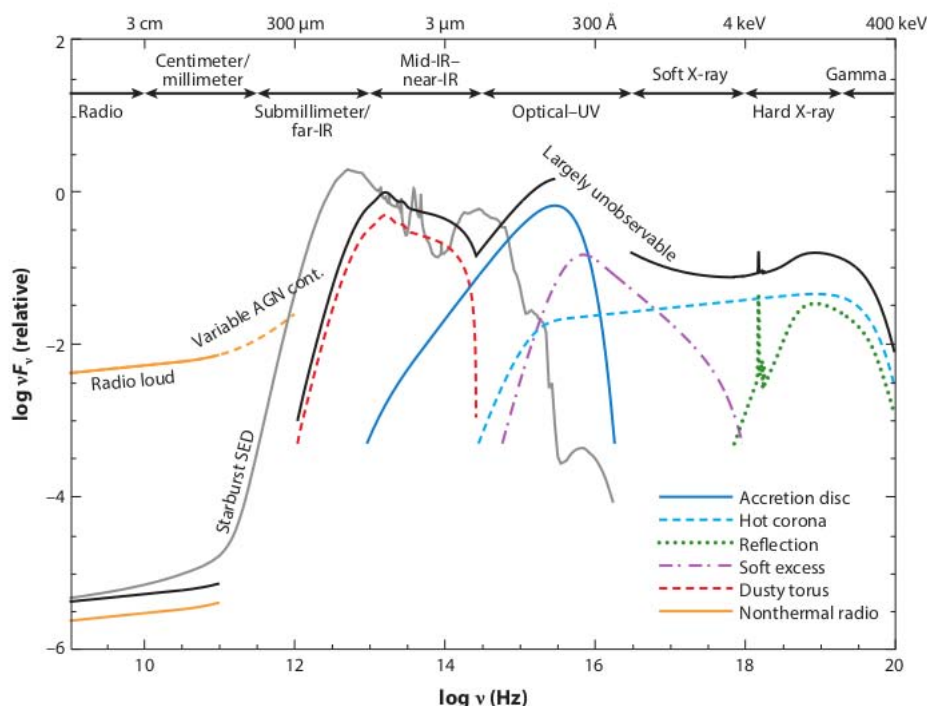


Figura 1.1: Representación esquemática de la distribución espectral de energía (SED) de un AGN tipo 1 (curva negra), separado en sus componentes principales comparado con la galaxia M82 con brotes de formación estelar (curva gris) tomada de Silva et al. (1998). Figura adaptada de Harrison (2014) extraída de Hickox & Alexander (2018).

El espectro a todas las longitudes de onda se denomina distribución espectral de energía (Spectral Energy Distribution-SED). Para una galaxia normal la distribución de intensidad en el UV cercano, el visible y el infrarrojo cercano (Near Infrared-NIR), cubre la parte más importante de su SED. Para una galaxia con núcleo activo, la situación es diferente como lo muestra la figura 1.1. La SED, a diferencia de la asociada a las galaxias normales contiene más emisión (en varios órdenes de magnitud) en rayos X y radio. De hecho, el pico de emisión está en el UV, y a este rango espectral se le conoce como el exceso azul (big blue bump-BBB). Aparte del mencionado exceso azul, en ciertas galaxias con AGN también aparece un exceso en el infrarrojo (Infrared-IR). Es decir, la emisión IR es prominente. Una galaxia normal (de tamaño comparable a la Vía Láctea) contiene típicamente $10^{10} - 10^{11}$ estrellas, y las estrellas no pueden explicar la emisión observada de los AGNs y por tanto se necesita una fuente distinta que genere toda la energía.

Las primeras formas de identificación de los AGNs comenzaron al analizar la emisión en radio debido a un par de fuentes localizadas perpendicularmente al disco de la galaxia anfitriona (los llamados lóbulos dobles), así entonces el principal método para encontrar AGNs fue debido a la emisión en radio (Matthews et al., 1964). Las galaxias activas también son fuentes luminosas en el IR; AGNs típicos con luminosidades en el IR van de 10^{44-46} erg s⁻¹ y representa una fracción significativa de la luminosidad bolométrica, alrededor del $\sim 10\%$ en promedio (Treister et al., 2008).

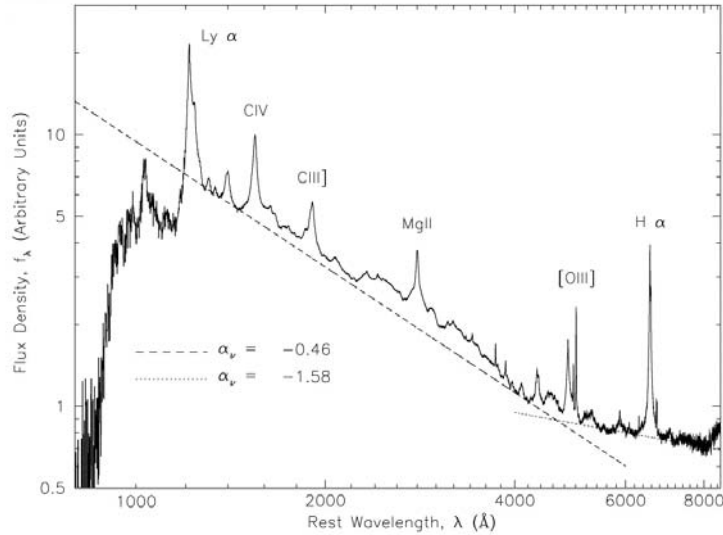


Figura 1.2: Espectro compuesto en el marco de referencia en reposo en la región óptico/UV de cuasáres ópticamente seleccionados del Sloan Digital Sky Survey extraído de Vanden Berk et al. (2001). Las líneas punteadas representan el ajuste de ley de potencias realizado a la emisión del continuo.

El espectro en el UV-óptico de los QSOs se distingue por la presencia de líneas anchas de emisión prominentes. Las líneas más intensas observadas son las series

de Balmer de hidrógeno ($H\alpha\lambda 6563$, $H\beta\lambda 4861$ y $H\gamma\lambda 4340$), $Ly\alpha\lambda 1216$ y líneas prominentes de iones abundantes como son $Mg\ II\lambda 2799$, $C\ III\ \lambda 1909$ y $C\ IV\ \lambda 1549$ (figura 1.2). Las regiones de formación estelar (Star Forming Regions-SFR) presentan líneas de emisión intensas, sin embargo Baldwin et al. (1981) reportaron que el espectro fotoionizante de una fuente en el continuo con una ley de potencias, tales como los AGN, produce cocientes de intensidades de las líneas de emisión muy diferentes a las SFR típicas (debido a emisión de estrellas tipo O o B). Entonces, las líneas de emisión pueden ser utilizadas para identificar la presencia de un AGN en incluso aquellas galaxias donde el espectro no muestra una huella característica de AGN como son las líneas anchas.

Los AGNs también son fuertes emisores de rayos X (Elvis et al., 1978). Dicha emisión se extiende de 0.1 keV a 300 keV y los AGNs son típicamente de uno a cinco ordenes de magnitud más brillantes en rayos X que en galaxias normales. El hecho de que los AGNs son altamente luminosos en los rayos X, sugiere que también deberían serlo en los rayos γ . Esto se confirma por las diversas fuentes asociadas a AGNs observadas con el Fermi-LAT (Abdo et al., 2010).

Una característica importante en la mayoría de los AGNs es que muestran variabilidad en las líneas de emisión y en el continuo en cada una de las bandas donde se han estudiado. Esta variación puede ser a diferentes escalas de tiempo, desde días hasta meses e incluso tan cortas como de horas (Patiño-Álvarez et al., 2013 y sus referencias). Y estudiando esta variabilidad, se conoce ahora que la región donde la mayor parte de la energía se produce en los AGNs viene de una región compacta del orden de parsecs (Ulrich et al., 1977).

1.1.1. Taxonomía de los AGNs

Galaxias Seyfert

El primer espectro óptico de una galaxia activa fue obtenido en el Observatorio Lick por E. A. Fath en 1908. Notó la presencia de fuertes líneas de emisión en la Nebulosa NGC 1068. En el Observatorio Lowell, V. M. Sphipher, obtuvo una imagen espectral con mejor calidad y resolución de dicho objeto y comentó que las líneas de emisión eran similares a las nebulosas planetarias. Además, hizo la importante observación de que dichas líneas eran continuas y tenían una anchura de cientos de kilómetros por segundo.

Carl Seyfert (1943) fue el primero en notar que existían galaxias que forman una clase distinta a las conocidas hasta entonces. Seyfert seleccionó un grupo de galaxias con base en la intensidad de su luminosidad central. Construyó un catálogo de galaxias que tenían apariencia de espirales normales, pero que en su centro tenían una región extremadamente brillante que podía dominar al de la galaxia anfitriona y las analizó para obtener información relevante relacionada al núcleo. Obtuvo el espectro de distintas galaxias y encontró que sus espectros ópticos estaban do-

minados por líneas de emisión por una alta excitación en el núcleo. Uno de los parámetros que se estudió fue el asociado a las variaciones de brillo, y mostró que la región nuclear debe ser muy pequeña a comparación del tamaño de la galaxia misma. El brillo del núcleo puede variar en períodos del orden de meses o semanas, lo que aporta información sobre el tamaño de la fuente.

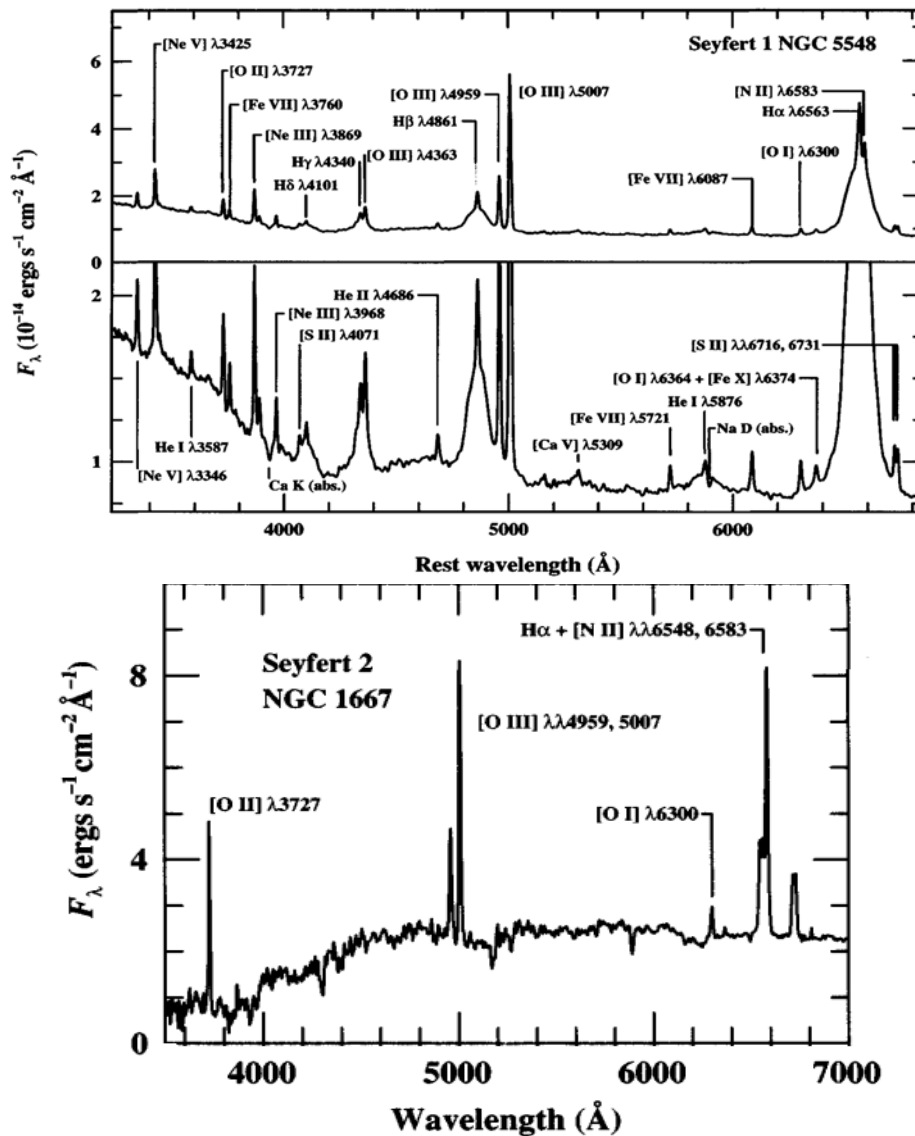


Figura 1.3: Arriba: Espectro óptico de la galaxia seyfert de tipo 1 NGC 5548 en la que se muestran las líneas de emisión prominentes además de las bandas de absorción que caracterizan a una galaxia anfitriona (en el recuadro de abajo se hace una expansión para observar mejor las emisiones más débiles). Abajo: Espectro óptico de la galaxia seyfert de tipo 2 NGC 1667 junto con las líneas de emisión. Imágenes tomadas de Peterson (1997).

Para las galaxias Seyfert se tienen dos categorías diferentes que se distinguen por

la luminosidad del AGN y el espectro de la galaxia observado, se les conocen como galaxias Seyfert de tipo 1 y de tipo 2. Así, las Seyfert 1 presentan un núcleo muy luminoso ($L_{AGN} \sim 10^{8-9} L_{\odot}$) y su espectro óptico contiene a la vez líneas anchas permitidas y líneas delgadas prohibidas, mientras que las Seyfert 2 tienen una luminosidad central menos marcada (decenas o miles de veces menor que las de tipo 1) y únicamente líneas angostas en el espectro (ver figura 1.3). Las galaxias Seyfert no recibieron más atención hasta 1955, cuando NGC 1068 y NGC 1275 fueron detectadas como fuentes de radio (Peterson, 1997).

Radio galaxias

Al igual que las galaxias Seyfert, las radio-galaxias se clasifican en dos tipos: radio galaxias con líneas anchas (Broad Line Radio Galaxies-BLRG) y radio galaxias que sólo contienen líneas estrechas (Narrow Line Radio Galaxies-NLRG) que se pueden considerar como el análogo de las galaxias Seyfert tipo 1 y 2 (Peterson, 1997). Este tipo de galaxias fueron detectadas gracias a observaciones en el radio, ya que esta radiación procede de dos regiones gigantescas, llamados lóbulos, situadas por una y otra parte del plano de la galaxia. Aparecen unidos al núcleo de la galaxia por filamentos o chorros de materia, conocidos como jets. Estos chorros, perpendiculares al plano, están vinculados a los electrones que son expulsados del núcleo, y dan origen a los lóbulos de radio.

Morfológicamente, las radio galaxias se dividen por su emisión en radio a su vez en dos grupos debido al cociente, R , entre la distancia de los lóbulos brillantes y la emisión extendida de radio observada: Fanaroff-Riley (FR I) si $R < 0.5$ y Fanaroff-Riley (FR II) si $R > 0.5$ (Fanaroff & Riley, 1974). Bridle & Perley (1984) definen una luminosidad en la que se tiene la transición entre los dos tipos, L_{ν} (1.4 GHz) = 10^{32} erg s⁻¹ Hz⁻¹. La primera radio galaxia que se descubrió fue Cygnus A. Es la más brillante de las conocidas, y sus radio-mapas incluyen dos lóbulos, uno a cada lado del núcleo compacto (figura 1.4).

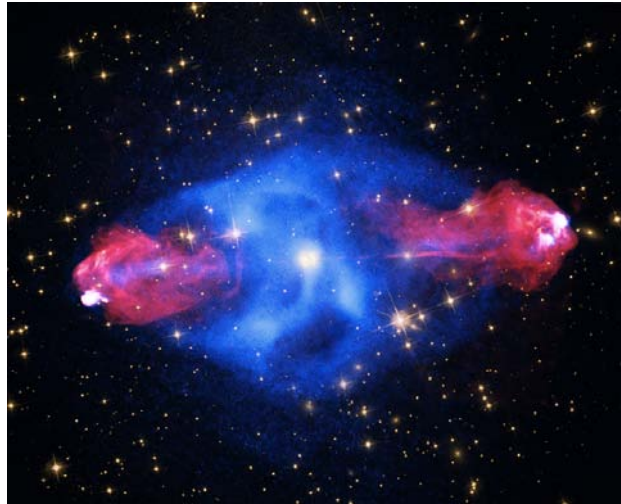


Figura 1.4: Cygnus A: Primer radio galaxia descubierta. En colores falsos: rayos X (azul) obtenidos de la colaboración NASA/CXC/SAO, radio (rojo) se observan los jets obtenidos por NSF/NRAO/AUI/VLA y la parte óptica gracias a NASA/S-TScI. Imagen extraída de apod.nasa.gov/apod/ap150124.html

Partiendo de las propiedades espectrales, las radiogalaxias se dividen en: las que tienen una pendiente pronunciada (steep spectrum) y las que tienen una pendiente plana (flat spectrum) dependiendo del espectro de la región central de la galaxia (Peterson, 1997). Para un espectro cuyo flujo F_ν puede expresarse en función de un índice espectral α ($F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$), la separación se toma generalmente alrededor de $\alpha = 0.4$. Las radiogalaxias con espectro plano suelen ser compactas y variables, y en ellas aparecen de vez en cuando componentes compactas nuevas ópticamente gruesas a la radiación sincrotrón. Por el contrario, aquellas galaxias con pendiente espectral pronunciada suelen ser ópticamente delgadas y extendidas (Kellerman & Owen, 1988).

Cuasares

Los cuasares fueron descubiertos originalmente por su emisión en radio, en los últimos años de la década de los 50's y principios de los 60's. Para ese entonces, la resolución angular de las observaciones en radio era lo suficientemente buenas para identificar las fuentes de radio más fuertes con objetos ópticos individuales, comúnmente galaxias, pero a veces se asociaban con fuentes que parecen estrellas. La mayoría de las fuentes de radio a altas longitudes galácticas fueron identificadas con galaxias determinadas. Sin embargo, se encontró que las posiciones de estas fuentes de radio, coincidían con objetos que parecían estrellas azules, si se les observaba en la región del óptico.

A finales de 1964, Schmidt ya había estudiado un número considerable de cuasares para poder definir ciertas propiedades:

- Objetos cuasi-estelares identificados como fuentes de radio.
- Flujo de un continuo variable con el tiempo.
- Líneas de emisión anchas.
- Corrimientos al rojo grandes.

La característica más común de las galaxias activas es que todas son fuentes luminosas de rayos X (Elvis et al. 1978). Los cuasares comprenden una de las subclases de los AGNs más luminosos, con magnitudes en el azul en la parte central de $M_B < -23$ (Osterbrock, 1989). Una pequeña mayoría de éstas son radio fuertes que antes definían lo que se conocía como cuasares. El espectro de un cuásar es muy parecido al de una galaxia Seyfert, excepto que:

1. Las propiedades de absorción estelar son muy débiles, casi no detectables.
2. Las líneas angostas son generalmente débiles en relación con las de las galaxias Seyfert.

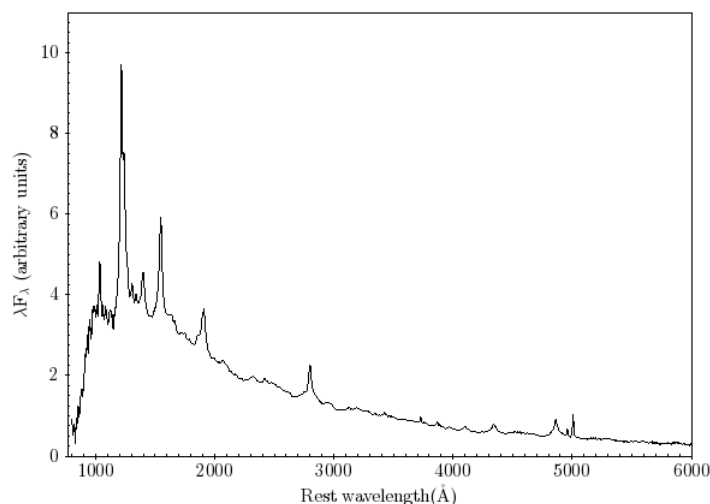


Figura 1.5: Espectro compuesto de ~ 700 objetos del LBQs Survey obtenida por Francis et al. (1991)

Un espectro compuesto de un cuásar se puede apreciar en la figura 1.5 obtenido ~ 700 espectros de cuasares del catastro *Large Bright Quasar* (Francis et al. 1991).

Blazares

Los blazares parecen como objetos puntuales, muy brillantes y fuertemente variables. Se cree que los blazares en el campo de radio probablemente son un caso particular de cuasares radio fuertes. Su aspecto particular proviene simplemente debido a que son observados en una dirección preferencial respecto al observador.

Esta explicación está confirmada por la observación de chorros que parecen desplazarse más rápido que la luz, debido a movimientos relativistas que se producen a lo largo de nuestra línea visual.

Sus propiedades en radio son parecidas a las de los cuasares con espectro plano, pero las líneas de emisión están ausentes o apenas detectables. La emisión en flujo de estos objetos es muy variable temporalmente en todos los rangos espectrales (óptico, radio, rayos X) y presenta un alto grado de polarización, también variable tanto en ángulo como en grado. Las escalas de tiempo de variación son del orden de minutos hasta años, con las variaciones de mayor amplitud (≈ 1 mag) correspondientes a los mayores tiempos. Las variaciones en escalas de minutos pueden llegar hasta unas pocas décimas de magnitud en el óptico. En algunos de ellos aún no ha sido posible establecer su corrimiento al rojo por la falta de líneas de emisión.

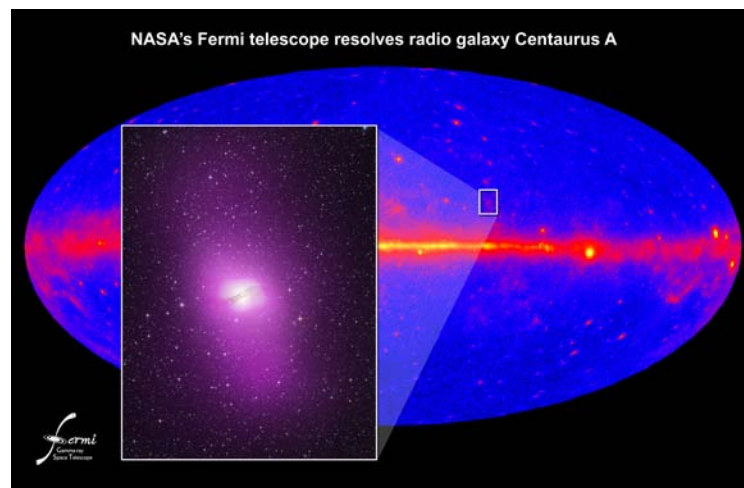


Figura 1.6: Centaurus A: Imagen observada en el telescopio Fermi LAT y óptico en el mapa de dicho telescopio de fuentes de rayos gamma. Créditos de la imagen Colaboración NASA/DOE/Fermi LAT y Observatorio Capella.

Un ejemplo de un blazar es Centaurus A (ver figura 1.6), donde se ha detectado la emisión en altas energías (rayos gamma).

1.2. Catálogos de Cuasares brillantes

Los cuasares brillantes son fuentes importantes para poder estudiar la variabilidad los AGNs. Sin embargo, éstos son difíciles de detectar debido al flujo observado a corrimientos al rojo cada vez mayores. Para obtener un catastro de la población de cuasares más brillantes se necesita cubrir todo el cielo extragaláctico del cual, el que se tiene disponible es el *Palomar-Green Bright Quasar Sample* (BQS, Green et al. 1986) que cubre el hemisferio norte. Otro catálogo, pero en el hemisferio Sur,

el *Edinburgh/Cape Survey* (ECS, Stobie et al. 1997). Ambos BQS y ECS son de cuasares a bajo corrimiento al rojo con galaxias anfitrionas presentes y la selección del exceso en el UV, tal que, para ambos catálogos se tiene un límite de $z < 2.2$ para sus objetos.

1.2.1. Catastro Palomar-Green

La muestra de objetos brillantes más estudiada es el BQS, que es parte del *Palomar-Green Survey* (PG) de objetos estelares con un exceso en el ultravioleta observados con el telescopio Schmidt en Palomar. Estos objetos fueron seleccionados con el criterio de color $U - B < -0.44$ y un límite de corrimiento al rojo $z < 0.5$.

El siguiente criterio para ser parte del BQS es que los objetos deben presentar líneas de emisión con un corrimiento al rojo (z) substancial, donde el menor valor para un objeto fue de $z = 0.025$; así no hay confusión con objetos que puedan corresponder con los de nuestra galaxia (con un corrimiento al rojo promedio de ~ 0.002 ¹). El criterio utilizado para los anchos de línea fue el mismo que se utiliza normalmente para las galaxias Seyfert I, así pues, dentro del BQS no se encuentran objetos con líneas de emisión angostas observadas en las galaxias Seyfert II (~ 2000 km s⁻¹).

Los objetos que cumplieron dichos criterios fueron en total 114, de los cuales la magnitud aparente promedio es $B = 16.16$, y 92 objetos tienen $M_B < -23$. Así entonces la magnitud límite promedio es de $B_{lm} = 16.16$; el área efectiva es de más de 10,000 deg² (Green et. al 1986).

1.2.2. Catastro Hamburg-ESO

Si bien el catálogo BQS es el más estudiado, se ha encontrado que no está completo debido a los grandes errores en las mediciones de las magnitudes y colores de los objetos (Wampler & Ponz 1985, Goldschmidt et al. 1992), además el método del exceso en el azul falla en detectar cuasares con $z > 2.2$, perdiendo así a los objetos más luminosos (Schmidt & Green, 1983). En 1990, ESO realizó una compilación de los cuasares más brillantes y las galaxias Seyfert observadas. Éste se conoce como *Hamburg/ESO Survey* (HE, Wisotzki et al. 1996, 2000) y está basado en las fotografías tomadas con el telescopio ESO Schmidt de 1m que cubre 5000deg²el cielo del hemisferio Sur. Una descripción original del diseño de HE se encuentra en Wisotzki et al. (1996), en el que se detallan los objetivos principales de HE tales como son el estudio de los objetos brillantes como los cuasares en la función de luminosidad para cuasares, entre otros.

¹Los corrimientos al rojo (dentro de nuestra galaxia), se asocian usualmente a las velocidades en la línea de visión de los objetos observados.

HE fue planeado para que trabajara en conjunto con el *Hamburg Quasar Survey* (HS, Hagen et al. 1995) el cual cubría casi en su totalidad el hemisferio norte del cielo extragaláctico con un límite en magnitudes similares ($13 \leq B \leq 17.5$) al usado en HE ($12.5 \leq B \leq 17.5$). Los detalles de la selección están detallados en el artículo de Wisotzki et al. (1996), pero aquí se mencionan brevemente los más importantes:

1. Bandas anchas en los pseudo-colores. El rango espectral del IIIa-J se dividió en 3 bandas, cada una en bandas rectangulares: u de 3300 a 3900 Å, b de 3900 a 4500 Å y v de 4500 a 5300 Å. En cada banda se toma la intensidad promedio convertida en una magnitud interna, y el color se definió como la diferencia de las magnitudes de dos bandas.
2. Centro de Gravedad. El centro de cada espectro se definió como el promedio pesado en longitud de onda en un rango de 5000-3300 Å.
3. Pendiente del continuo. Un polinomio de 2do orden se ajusto al espectro y en 4400 Å se tomo como el valor de la pendiente.
4. Intensidad de las líneas de emisión. La técnica de Hewett et al. (1985) por la clasificación automática de los espectros no se pudo aplicar, así que se adoptó un método más sencillo; una estimación del continuo obtenido por un filtro de un promedio para cada espectro. El valor del rms del espectro residual fue utilizado como un indicador cuantitativo de la presencia de líneas de emisión intensas.

1.3. Modelo Unificado de los AGNs

Antonucci (1993) fue de los primeros en proponer este modelo de unificación, que se basa en la presencia de un agujero negro supermasivo que forma un disco de acreción con el material circundante en las regiones centrales de una galaxia activa. Así, tratando de combinar las subclases de AGNs ya mencionadas (galaxias Seyfert, radiogalaxias, blazares y cuasares) en un gran esquema y la diversidad de objetos que se pueden llegar a observar y clasificar de manera diferente, son en realidad producto de la presencia de un toro de polvo opaco en torno al agujero negro y la inclinación con la que son observados, además de la luminosidad de la fuente central. El esquema gráfico del Modelo Unificado (Unified Models-UM) de los AGNs se puede apreciar en la figura 1.7. Este modelo plantea que el disco de acreción está rodeado por una región en la cual se encuentran numerosas nubes de gas que giran muy rápidamente.

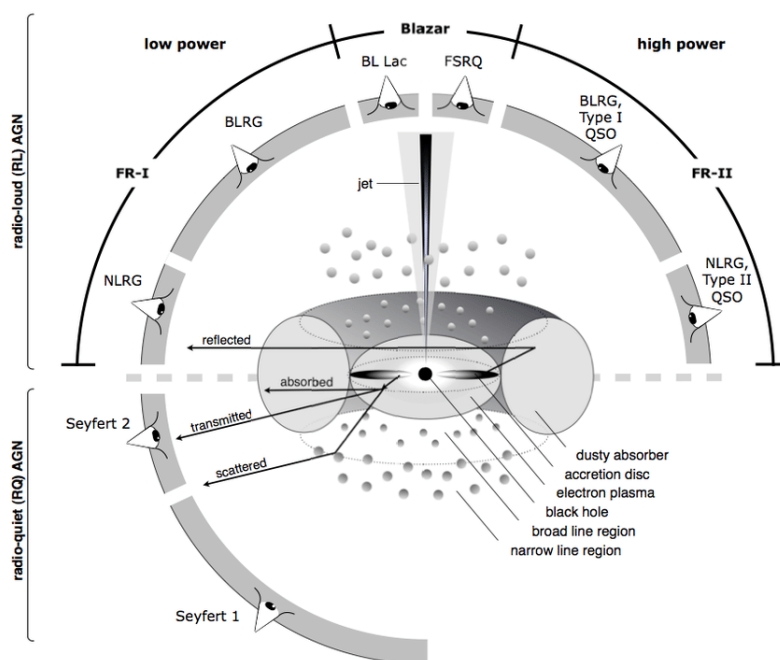


Figura 1.7: Esquema gráfico de lo que se conoce como Modelo Unificado de los AGNs, (Beckmann & Shrader, 2012)

Se pueden resaltar algunas propiedades de los AGNs como son las altas luminosidades, masas asociados a los agujeros negros de entre $10^6-9 M_{\odot}$, un disco de acreción que se encuentra en la región nuclear de la fuente; la llamada región de líneas anchas donde el movimiento del gas es el de un sistema virializado siguiendo órbitas keplerianas y la distancia de estas nubes desde la región central; un toro de polvo que se encuentra entre las dos regiones de líneas anchas y angostas que puede tener una estructura *suave* o *grumosa* dependiendo del ambiente en el que este inmerso el AGN, que puede llegar a tener un tamaño de 0.1 a 10 pc; una región de nubes que ya no siguen el movimiento kepleriano, la llamada región de líneas angostas que pueden alcanzar hasta los 1000 pc de distancia respecto a la fuente central; y en la mayoría de los casos, cuando se presenta emisión fuerte en radio, los lóbulos y jets relativistas pueden alcanzar unos cuantos kpc.

Las líneas del espectro asociado a dichas nubes más cercanas al agujero negro están sometidas por efecto Doppler; son estas líneas de emisión anchas las que se observan en las galaxias Seyfert tipo 1. Alrededor de la BLR (pero en el plano del disco de acreción) se encuentra el toro de polvo descrito anteriormente que opaca la luz visible/UV. Dependiendo de nuestra línea de visión el toro impide que la radiación del disco y de la BLR salgan del AGN, las líneas de emisión se ven angostas dado que el movimiento cinemático bajo el efecto Doppler es inaccesible ópticamente. En la dirección perpendicular al plano del disco el oscurecimiento debido al toro de polvo es casi nulo, por tanto las nubes de gas que orbitan alrededor del agujero negro a una distancia del orden de unos cientos pc no se ve afectada dominante-

mente por el efecto Doppler ², gracias a esto se observen las galaxias Seyfert tipo 2, a dichas nubes se les conoce como la región de líneas angostas (Narrow Line Region-NRL). En dirección perpendicular al disco de acreción se encuentran los jets de partículas muy energéticas que provienen de regiones próximas al agujero negro, que se escapan a lo largo del eje de rotación del sistema. Estas partículas altamente energéticas son la causa de la radiación sincrotrón observada en el radio de los AGNs.

1.3.1. AGNs tipo 1 y tipo 2

Una división básica de los AGNs está basada en el ancho a medio altura del perfil de línea (Full Width at Half Maximum-FWHM) de las líneas permitidas tales como $H\alpha$, $H\beta$, $CIV\lambda 1549$, $MgII\lambda 2798$ que se encuentran en los rangos del UV y óptico. La implementación de este método depende de la luminosidad de la fuente ya que líneas anchas son difíciles de detectar en objetos de baja luminosidad.

Para la clasificación de los AGNs según el ángulo de orientación y del grado de oscurecimiento debido a la presencia del toro de polvo en la región central se tienen dos tipos: los AGNs de **tipo 1** son aquellos donde la radiación de la región central no está oscurecida por lo que se pueden observar líneas anchas debido a que son observadas con un ángulo $i > 45$ deg. Los AGNs de **tipo 2** son aquellas fuentes cuya región central se encuentra totalmente oscurecida (debido a la presencia del toro de polvo) para el UV, óptico y cercano infrarrojo (NIR), las líneas permitidas presentan un FWHM mucho menor comparadas con las de tipo I y son consistentes con las velocidades de las estrellas de la galaxia anfitrion. Para que se considere como línea angosta, el valor del FWHM no debe ser mayor a los 1000 km s^{-1} , y para las líneas anchas el valor del FWHM debe ser mayor a 2500 km s^{-1} .

La mayoría de los AGNs tipo 1 y 2 muestran fuertes emisiones de las líneas prohibidas en la parte óptica y MIR. Algunas de dichas líneas son $[OIV]25.9 \mu\text{m}$, $[OIII]\lambda 5007$, $[OII]\lambda 3727$, $[NII]\lambda 6584$, entre otras. En la mayoría de los objetos de tipo I, los anchos de las líneas prohibidas³ son más angostas que las líneas permitidas debido a que ya no se encuentran bajo el efecto Doppler. En los objetos de tipo 2, el ancho y otros parámetros de los perfiles de línea son muy similares. Como ya se mencionó anteriormente, el que se observen AGNs de tipo 1 y 2 en

²La región donde las líneas de emisión angostas son emitidas que se conoce como NLR, está muy por fuera de la esfera de influencia que está siendo afectada por el agujero negro. Dichas líneas se cree que son emitidas en nubes cuya cinemática está determinada por dos factores importantes: el potencial gravitacional de la galaxia anfitriona y fuerza de presión de radiación debida a la fuerte radiación del AGN (Netzer, 2013).

³Línea espectral emitida por átomos sometidos a transiciones de energía no permitidas normalmente por las reglas de selección de la mecánica cuántica. Se observan en gases de extremadamente baja densidad y toda vez que un átomo o molécula ha sido excitada, por cualquier motivo, hacia un estado metaestable, es casi seguro que degenerará emitiendo fotones de líneas prohibidas. (Osterbrock, 1989)

algunas ocasiones depende de la orientación y del grado de oscurecimiento del toro de polvo en la región central.

1.4. Eigenvector 1

1.4.1. Análisis de Componentes Principales

El análisis de componentes principales (Principal Component Analysis-PCA) es una técnica estadística que permite visualizar la información de un conjunto de datos que contienen observaciones descritas por variables correlacionadas. Cada uno de los nuevos parámetros puede ser considerado como una nueva dimensión. Si se tienen más de 3 variables en el conjunto de datos, se vuelve bastante complicado la visualización de las multidimensiones. Así, el PCA se utiliza para extraer información relevante de un conjunto multivariable para poder expresarlo en términos de nuevos parámetros llamados componentes principales (Principal Components-PC), dado que se está trabajando con matrices también se les llama a los PC como eigenvectores. Las nuevas variables son descritas como una combinación lineal de las originales, y pueden llegar a ser de igual dimensión o menor a las que se tenía en la muestra inicial.

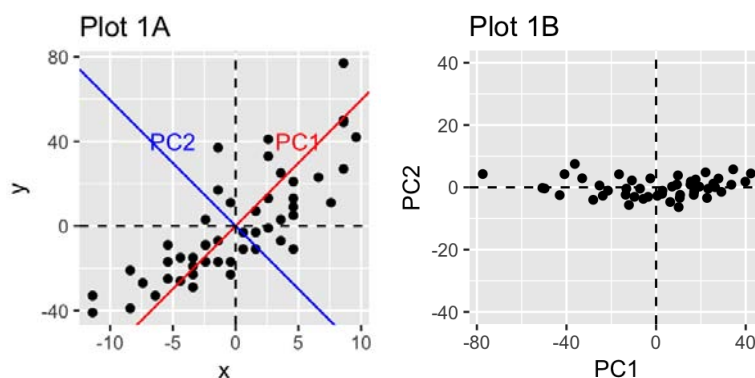


Figura 1.8: Izquierda: Representación gráfica del sistema de coordenadas (x,y) y los componentes principales que se obtienen de la muestra. Derecha: Gráfica de los datos visualizados en el sistema de coordenadas de los componentes principales $(PC1,PC2)$ y el eigenvector resultante de la tendencia que muestra la varianza máxima encontrada. Imágenes recuperadas de <http://www.sthda.com/english/articles/31-principal-component-methods-in-r-practical-guide/112-pca-principal-component-analysis-essentials/>

El propósito del PCA es identificar las PC o eigenvectores, sobre la cual la varianza explicada sobre toda la muestra es mayor. En otras palabras, el PCA reduce la dimensionalidad de un conjunto multivariable que puede ser observado gráficamente con el menor número de parámetros sin perder información fundamental de

la muestra original. En la figura 1.8 (panel izquierdo) los datos están representados en un sistema de coordenadas (x,y). La reducción de la dimensionalidad se obtiene al identificar las principales direcciones, llamados componentes principales, en los cuales la información de los datos varía.

El PCA asume que las direcciones con mayor varianza son las más importantes en el sentido de que son las que mayor peso estadístico tienen. En la figura 1.8 (panel derecho), el sistema de coordenadas cambió por las direcciones de los componentes principales sobre los cuales la muestra se extiende. La dimensionalidad de los datos se reduce si se grafica sobre estos PC de tal forma que la proyección nos da el eigenvalor de la máxima varianza.

1.4.2. Plano óptico del E1

Boroson & Green (1992) identificaron una serie de correlaciones realizando PCA sobre su muestra de bajos corrimientos al rojo para poder estudiar las propiedades de sus líneas de emisión en objetos muy brillantes. La muestra de Boroson & Green (BG) contenía 87 cuasares tipo Palomar-Green (sección 1.2.1) con un rango de $z \leq 0.15$. Los parámetros que se incluyeron M_V , $\log R$, el ancho equivalente (Equivalent Width-EW) de $H\beta$, los cocientes de las componentes de $[OIII]\lambda 5007$, $HeII\lambda 4686$ y $FeII$, cada una respecto a $H\beta$, el $FWHM(H\beta_{BC})$, la magnitud de $[OIII]\lambda 5007$, el corrimiento en el marco en reposo de $H\beta$ y la asimetría del perfil de línea observado de $H\beta$. Los eigenvectores encontrados detallaban: (E1) la correlación de $FeII$ y $[OIII]$, la asimetría y ancho de la línea de $H\beta$, (E2) luminosidad en el óptico, la intensidad de $HeII\lambda 4686$ y el índice α_{ox} definido por Tananbaum et al. (1986), (E3,E4 y E5) el EW, perfil de línea y el corrimiento en el marco en reposo de $H\beta$.

Parámetro	Pop A	Pop B
$FWHM(H\beta_{BC})$	$< 4000 \text{ km s}^{-1}$	$> 4000 \text{ km s}^{-1}$
R_{FeII}	~ 0.7	~ 0.3
Perfil de línea de $H\beta$	Lorentziano	Gaussiano
$\log M_{BH}$	6.5 - 8.5 M_{\odot}	8.0 - 9.5 M_{\odot}
L / L_{edd}	$\sim 0.2 - 1.0$	$\sim 0.01 - 0.2$

Cuadro 1.1: Parámetros principales del E1 extraídos de Fraix-Burnet et al. (2017)

El Eigenvector 1 (E1) está fuertemente correlacionado con el cociente de anchos equivalentes $W(FeII)/W(H\beta_{BC})$ respecto al $FWHM(H\beta_{BC})$. Sulentic, Marziani & Dultzin-Hacyan (2000) realizaron un análisis de las propiedades de los AGNs considerando el cociente de $FeII$ y $H\beta_{BC}$ vs. el $FWHM(H\beta_{BC})$, así como el índice fotométrico de los rayos X suaves (Γ_{soft}).

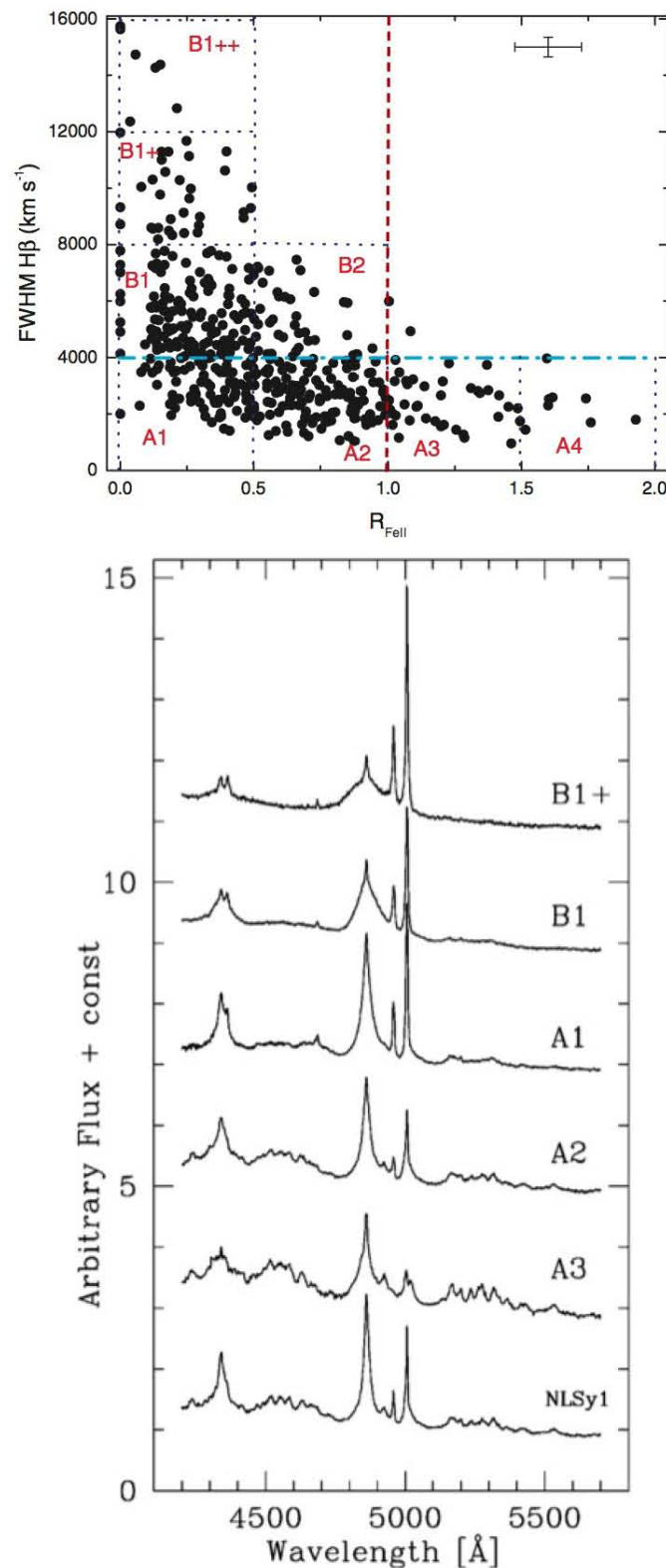


Figura 1.9: Arriba: Gráfica que muestra la secuencia del E1 en el plano óptico, imagen tomada de Zamfir et al. (2010). La línea horizontal azul diferencia a las dos poblaciones A y B, la línea roja punteada delimita a los objetos con $R_{FeII} > 1$, y son los objetos que se conocen como altamente acretores (xA). Abajo: Muestra los distintos tipos espectrales de las dos poblaciones del artículo de Sulentic et al. (2002)

En la figura 1.9 (panel inferior) se observa la diversidad de espectros que se pueden encontrar, y gracias a esto es como se pudo realizar la clasificación de las diferentes poblaciones respecto a la intensidad de FeII y el ensanchamiento de la línea de emisión asociada a $H\beta$. Las características principales del E1 de acuerdo al análisis realizado por Fraix-Burnet et al. (2017) se encuentran en la Tabla 1.1. Los objetos se puede clasificar según el $\text{FWHM}(H\beta_{BC})$. Si es mayor que 4000 km s^{-1} se le llama de población B (Pop B) y si es menor, entonces se le denomina como población A (Pop A), se encontró que para cada población se le asigna un tipo de perfil de línea para ajustar $H\beta$, de tipo Lorentziano para los objetos Pop A y Gaussiano para los objetos Pop B. Dependiendo del valor obtenido en el cociente R_{FeII} , se pueden dividir en intervalos: A1 ($R_{FeII} < 0.5$), A2 ($0.5 < R_{FeII} < 1$), A3 ($1 < R_{FeII} < 1.5$) y A4 ($1.5 < R_{FeII} < 2$). A los objetos de tipo Pop A con $R_{FeII} > 1$ se les conoce como altamente acretores (xA) según Marziani & Sulentic (2014).

Sulentic et al. (2000) propusieron un parámetro más que aumenta la dimensionalidad, de tener tres variables ahora serán cuatro (4DE1) las cuales son:

1. El FWHM de la componente ancha de $H\beta$,
2. El cociente de los anchos equivalentes del FeII_{opt} en 4750\AA y $H\beta_{BC}$, R_{FeII} ,
3. El índice de fotones en los rayos X suaves, Γ_{soft} ,
4. El centroide de CIV $\lambda 1549$, que es una línea de alta ionización (High Ionization Line-HIL) que traza la emisión proveniente de un viento que se observa como una componente corrida al azul.

Este diagrama 4DE1 para los cuasares se relaciona (como después se explica en las secciones posteriores) de manera directa con el cociente de Eddington $R_{Edd} = L/L_{Edd}$, donde la L_{Edd} es la luminosidad de Eddington (Boroson & Green 1992, Sulentic et al. 2000, entre otros). Si bien existe el 4DE1, en la región del óptico sólo se utilizan los dos primeros parámetros y se les conoce como el plano óptico de los cuasares (o secuencia principal) según Sulentic et al. 2011, Marziani et al. 2018, y sus referencias.

1.5. Motivación de la investigación

Haciendo una recopilación de los objetos que pueden o no mostrar un exceso en el UV (HE) observados en el OAN-SPM a diferencia de los PG que están sesgados por este efecto, surgió la pregunta si dicha selección representaba una diferencia significativa en las propiedades físicas de los cuasares en particular la descrita por el formalismo del E1 en comparación con otras muestras similares como las de los cuasares PG. En esta tesis, se realizó lo siguiente para abordar dicho objetivo:

1. Obtención de los parámetros físicos de la muestra para localizar los objetos en el plano óptico del E1.
2. Estudiar los objetos respecto a las mediciones espectrales de las líneas de emisión prominentes alrededor de $H\beta$ y comparar los resultados obtenidos con otras muestras (Negrete et al., 2018).

Uno de los objetivos a la fecha de observación (~ 2008) fue expandir el catálogo de cuasares observados en el *Sloan Digital Sky Survey-SDSS* con aquellos observados en el OAN-SPM.

En el **Capítulo 2** se describen los criterios de selección de la muestra en la cual se incluye los tiempos de observación, magnitudes límite, corrimientos al rojo, entre otros. Además, se detalla de manera breve la reducción de los espectros.

El **Capítulo 3** se mencionan los métodos de ajustes a los objetos, realizando primero mediciones automáticas y luego un análisis multicomponente más detallado. Se muestran también los ajustes para cada uno de los cuasares en el rango de interés, es decir, alrededor de $H\beta$ que es de 4400-5400Å.

Las mediciones espectrales y estimación de parámetros se encuentran en el **Capítulo 4**, de manera detallada se describen los cálculos realizados para encontrar los valores de los parámetros físicos de los objetos de la muestra.

En el **Capítulo 5** se describen los resultados. El plano óptico del E1 y parámetros como la luminosidad bolométrica, luminosidad de Eddington, masa del agujero negro, entre otras, se muestran en este capítulo. Además de las relaciones que existen con las emisiones de $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007$, el estudio del efecto Baldwin para la muestra de este trabajo comparando los resultados obtenidos con otros trabajos en la literatura.

Finalmente, en el **Capítulo 6** se muestran las conclusiones y el trabajo a futuro.

Capítulo 2

Selección de la muestra y reducción de los espectros

Los cuasares de tipo 1 (línea de emisión ancha asociada a $H\beta$) que se estudian durante este trabajo fueron obtenidos en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN), ubicado en la Sierra de San Pedro Mártir (SPM) en Baja California, noroeste de México (figura 2.1, panel izquierdo). El telescopio empleado fue el de 2.12m usando el espectrógrafo Boller & Chivens (figura 2.1, panel derecho). Dicho telescopio ubicado en SPM se encuentra a una altitud de ~ 2800 metros con una declinación de < -30 deg.

2.1. Selección de la muestra original

Para obtener la muestra de este trabajo, se realizaron observaciones en dos intervalos: de 2003 a 2005 por el Dr. Primož Kajdič (llamado temporada 1 de ahora en adelante) y de 2006 a 2008 por la Dra. Castalia Alenka Negrete Peñaloza (temporada 2) de 136 cuasares que fueron identificados anteriormente en los catálogos Hamburg-ESO (HE) que se localiza en el hemisferio Sur y el Hamburg-Survey (HS) que se encuentra en el hemisferio Norte. Durante este trabajo se usó el programa *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF), y las paqueterías del *National Optical Astronomy Observations* (NOAO).

1. Los objetos que se estudiaron de manera detallada se limitan a un corrimiento al rojo $z < 0.8$, esto es porque la región de $H\beta$ se encuentra en la región del visible junto con los multipletes de FeII en el rango 4570-5260Å; los objetos con un valor de z mayor fueron observados para estudiar la región UV y el comportamiento de CIV, y para este trabajo, no son de interés. Como primera aproximación, se usaron los valores de z extraídos de *NASA/IPAC Extragalactic Database* (NED) y después se calcularon de manera más precisa utilizando las líneas de emisión asociadas a [OIII]5007Å y la componente angosta de $H\beta$.



Figura 2.1: Observatorio Astronómico Nacional y Espectrógrafo Boller & Chivens. Imágenes tomadas de: astrossp.unam.mx/indexspm.html

- Los valores de z que fueron calculados para los cuasares de la muestra final se encuentran en el apéndice A.
2. De los 136 objetos observados, sólo 89 cumplieron con el punto 1 (descritos en la Tabla A.1). Algunos de los objetos que se descartaron tenían un valor superior al establecido en z ; para otros se encontró un par de objetos que, bajo una inspección visual, pertenecían a AGNs de tipo 2 (para el límite de z establecido en el punto 1) y en este trabajo se centra en observar líneas anchas en H_{β} .
 3. El tiempo de exposición de cada objeto es de ~ 3600 - 5400 s, dividido en tres exposiciones por objeto. Para los objetos que tuvieran más de un espectro asociado observado, se les aplicó el comando de IRAF **scombine** y se hizo un promedio o una media de los flujos para dos o tres espectros, respectivamente.
 4. La magnitud absoluta límite de los objetos fue $B_{lm} < 17$ tal que los objetos fueran lo más brillantes posible y no hubiese problema en ser observados desde el OAN-SPM.
 5. La S/N promedio en la ventana del continuo fue de ~ 53 , aunque para algunos objetos se obtuvo una $S/N \sim 192$. En la gráfica 2.2 se puede observar los valores de la señal a ruido para la muestra. Para cada una de las poblaciones también

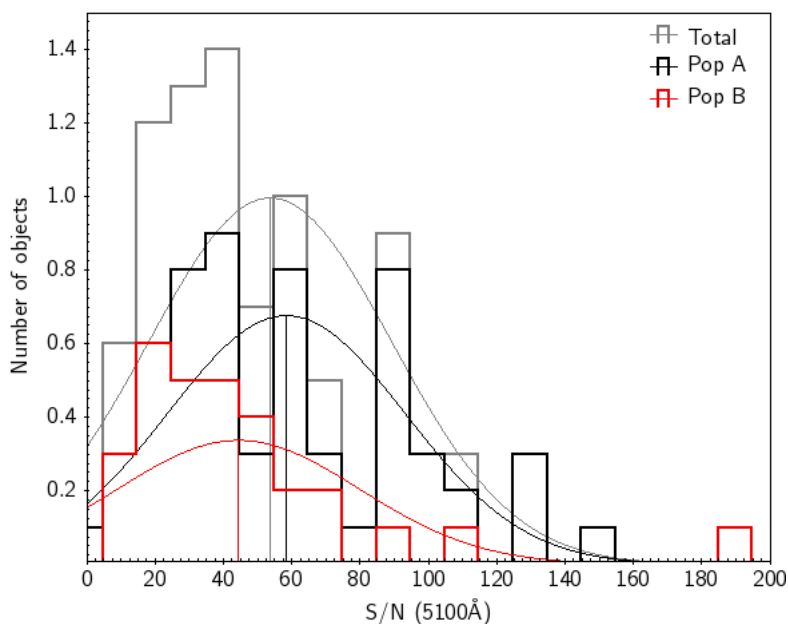


Figura 2.2: Gráfica de la distribución de los valores del cociente señal a ruido (S/N) de la muestra de HE en la ventana del continuo a 5100Å. La S/N promedio fue de ~ 53 , para la Pop A fue de 58 y para Pop B de 44.

se muestra la S/N promedio al ajustar una gaussiana a cada población, que es de ~ 58 (Pop A) y ~ 44 (Pop B) todas con una desviación estándar de ~ 35 .

2.1.1. Análisis preliminar

Se encontró que algunos espectros no estaban calibrados de manera adecuada y presentaban una emisión en la región de FeII que no era de esperarse. Del templete calculado de I Zw1 por Marziani et al. (2009) se observa que la emisión en la parte azul del FeII es aproximadamente de la misma intensidad que la parte roja dado que la emisión de dichos multipletes se asocia a una misma región en el disco de acreción, y si se observa que existe un pseudo exceso entonces el espectro no fue bien reducido. Si bien hay otros autores que argumentan que la emisión de FeII es debida a diferentes regiones de la BLR (Kovačević et al. 2010), en este trabajo se utilizó el templete de Marziani et al. (2009) y se supone que la emisión es aproximadamente la misma en la parte azul y roja del espectro dado que se originan de la misma región.

Por lo tanto, se repitió la reducción para encontrar la fuente de dicho error. Realizando una inspección a los espectros que se obtienen en cada paso, se encontró que el error recaía en la calibración por flujo de las estrellas estándar utilizadas. Al utilizar el espectro de una estrella u otra, el flujo del espectro del cuasar cambia y se obtienen diferentes valores para el continuo que pueden sobreestimar el índice de α utilizado para ajustar la ley de potencias. Para corregir este problema, se utilizó

Cuadro 2.1: Estrellas estándar utilizadas durante las noches de observación. *: Estrellas del catálogo de Oke, J. B. (1990). **: Estrellas del catálogo de la colaboración CTIO, Hamuy M. (1992,1994).

Nombre	AR	DEC	Tipo	V	Temporada
G191B2B*	05:05:30.6	+52:49:54	DAO	11.78	Febrero2007
Feige 34*	10:39:36.7	+43:06:10	DO	11.18	Nov 2006, Feb 2007
Feige 56*	12:06:47.3	+11:40:13	B5p	-	Marzo 2004
Feige 67*	12:41:51.8	+17:31:20	sdO	11.81	Junio2005
BD+332642*	15:51:59.9	+32:56:55	B2IV	10.81	Mar 2004, Jun 2006, Mar 2008
BD+284211*	21:51:11.1	+28:51:52	Op	10.51	Jun 2005, Jun 2006, Mar 2008
GD 50*	03:48:50.1	-00:58:30	DA2	14.06	Febrero 2007
GD 108*	10:00:47.3	-07:33:31	sdB?	13.56	Febrero 2007
LTT 1020**	01:54:49.7	-27:28:29	g	11.52	Noviembre 2006
LTT 2415**	05:56:24.2	-27:51:26	-	12.21	Nov 2006, Mar 2008
LTT 6248*	15:38:59.8	-28:35:34	a	11.79	Febrero 2007
Hiltner600**	06:45:13.5	+02:08:15	B1	10.44	Nov 2003, Mar 2004
EG247**	16:22:32.7	-39:11:45	DA	11.00	Noviembre 2003

las estrellas que presentaban un espectro *suave* en la parte azul de FeII, es decir, no se observaban excesos o faltantes de flujo al archivo de la estrella obtenida de las paqueterías de IRAF.

2.2. Reducción de los espectros

Los pasos para la reducción de los datos es la siguiente:

1. Extraer los espectros 2D,
2. Corregir por bias, arcos y flats,
3. Calibración por longitud de onda y sustraer líneas del cielo
4. Aplicar corrección por la extinción atmosférica de SPM,
5. Extraer los espectros de las aperturas y hacerlos unidimensionales para así trabajar con ellos,
6. Realizar la calibración por flujo tanto a las estrellas de calibración como a los espectros utilizando las estrellas estándar de cada noche (Tabla 2.1),
7. Corregir por la extinción interestelar usando la función de extinción de Cardelli et al. (1989),
8. Extraer las bandas telúricas B (6860-6890Å) y A (7600-7630Å), asociadas a la absorción de OII en la atmósfera, de los espectros usando las estrellas de

calibración y por último,

9. Corregir por el corrimiento al rojo usando las componentes angostas de $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007$.

De los 89 objetos de la muestra, las correcciones que serán descritas en esta sección (pasos 4 al 9) sólo se realizaron a los 54 objetos que pertenecían a la temporada 2. Para los demás objetos de la temporada 1 se les corrigió solamente por las bandas atmosféricas y corrimiento al rojo (pasos 8 y 9). Esta clasificación de temporadas fue para simplificar el manejo de los archivos en cuestión para cada paso de la reducción.

Se corrigieron por extinción atmosférica de San Pedro Mártir (SPM) usando la curva determinada por Schuster & Parrao (2001). Posteriormente se extrajeron los espectros usando el comando **apsum** que suma los pixeles a lo largo del eje de dispersión de cada longitud de onda sobre el eje de dispersión de las aperturas que tenga. El siguiente paso fue calibrar por flujo, para lo cual se aplicó a los espectros de las estrellas para después hacerlo a los espectros de los cuasares. Para esto se utilizaron las rutinas de IRAF **standard**, **sensfunc** y **calibrate**. A continuación, cada espectro se corrige por extinción interestelar, o enrojecimiento, con el comando **deredden** usando la función de extinción de Cardelli et al. (1989).

Un punto muy importante en la reducción de los datos es la corrección de los objetos por las bandas atmosféricas asociadas a la absorción de OII en las regiones 6860-6890Å para la banda B y 7600-7630Å para la banda A. Para ello se construyó un templete de estas bandas usando los espectros de las estrellas calibradas para cada noche y se cortaron dos bandas, correspondientes a las bandas A y B. Los cortes de interés fueron alrededor de 6870Å (6750-7020) y 7600Å (7490-7800) para las bandas B y A, respectivamente. Este ajuste se hizo para todos los espectros que estuvieran a $z > 0.3$ de la muestra total.

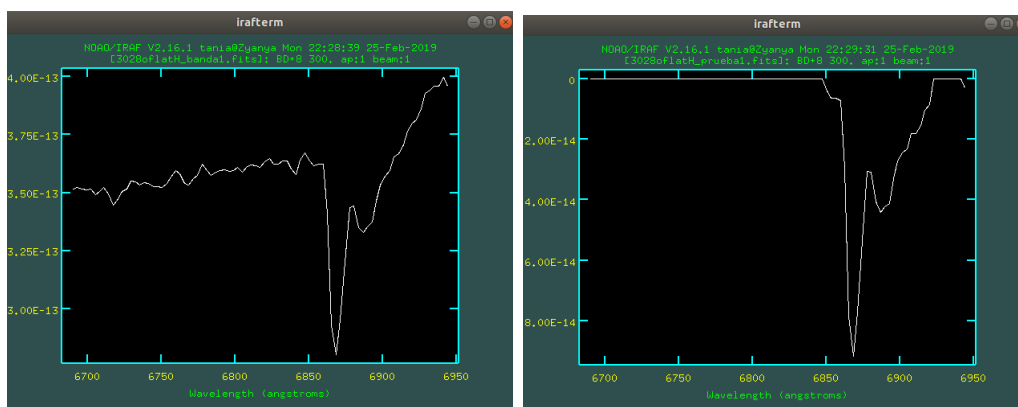


Figura 2.3: Izquierda: Banda atmosférica que se extrae directamente de las estrellas estándar. Derecha: Aspecto del espectro una vez obtenida sólo la absorción producida por la bandas.

Una vez obtenidas las bandas telúricas correspondientes a cada estrella se hizo la

normalización a flujo cero en la parte azul y roja, quedándose únicamente con la banda de absorción, esto es para evitar que al momento de corregir por dichas bandas se obtenga una sobreestimación del flujo (ver figura 2.3). Una vez hecho esto, se tomó el valor del flujo al valor inicial de la banda A. Se hicieron iteraciones de cinco valores hacia arriba y cinco abajo (en múltiplos de 50 del valor inicial); así entonces se tienen 10 posibles ajustes que bajo inspección visual se determina después cuál es el mejor de ellos para poder efectuar la corrección adecuada. Una vez obtenida la curva que mejor ajustara al flujo de la primer banda se aplicó el mismo procedimiento para aquellos objetos que presentaran ambas bandas, es decir, la banda B y A.

De esta forma, se realiza el ajuste de las bandas a cada uno de los espectros, tomando en cuenta los 89 cuasares de la muestra final; siempre y cuando estuviesen en el límite de z ya mencionado, ya que las bandas A y B se encuentran dentro del rango de 4440 a 5400 Å y éste es justo la región que se estudia de manera detallada para la obtención de los parámetros físicos y espectrales, por tanto se desea evitar una mala estimación de los valores correctos.

Ya teniendo los espectros sin las absorciones de las bandas A y B, se pueden hacer las correcciones debido al corrimiento al rojo. En la tabla A.2 se muestran los valores para la z calculada usando dos líneas de emisión; las componentes angostas de [OIII] λ 5007 y H β , para las que no se mostrara claramente la componente angosta de H β se tomo el valor de la longitud de onda del centroide de una gaussiana tomando en cuenta el máximo de la intensidad de esta emisión. Tomando el promedio de ambas estimaciones, se obtiene así obtener el valor final de z . En la tabla también se muestran los valores donde se encuentran ambas líneas de emisión del espectro observado. Finalmente se utilizó el comando **dopcor**; la estimación para los espectros con el comando *dopcor* corrige por factor de $(1+z)^3$ al flujo específico en el marco de referencia.

Capítulo 3

Ajustes a los espectros

3.1. Mediciones automáticas, 1ra aproximación

3.1.1. IRAF `splot`

La rutina `splot` de IRAF permite ajustar y sustraer el continuo de espectros, así como ajustar líneas de emisión y estimar anchos equivalentes en intervalos establecidos iguales para todos los objetos de forma automática. De este modo, después de normalizar el continuo (con la rutina ya mencionada) del espectro se ajustan en la línea de emisión de $H\beta$ dos perfiles de línea, un perfil gaussiano y una lorentziano, en los rangos de 4820-4910Å y 4800-4920Å, respectivamente. Se mide el ancho equivalente de las emisiones producidas por los multipletes de FeII (en el azul) de la región 4435-4685Å. Se calcula el ancho equivalente de $H\beta$ en el rango 4776-4946Å; y para [OIII] λ 5007 se le ajusta un perfil de línea gaussiano en el rango 4980-5030Å.

Para hacer las mediciones automáticas en IRAF usando `splot`, se siguió el siguiente procedimiento: obtener el cociente de señal a ruido (S/N) en dos rangos diferentes alrededor de la ventana del continuo en 5100Å, de 100Å (5050-5150) y 50Å (5080-5120), respectivamente para encontrar el rango que mejor S/N arrojara; una vez obtenido el valor del flujo, se debe normalizar sobre este flujo, tal que esté normalizado (=1) en 5100Å, esto se hizo para simplificar la medición de ajustes con las rutinas de IRAF.

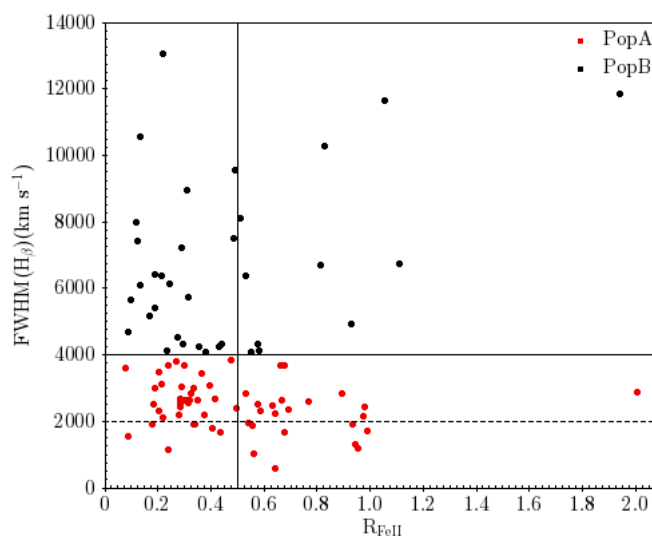


Figura 3.1: E1 de la muestra usando mediciones automáticas

Todo esto para poder tener una primera aproximación de la ubicación de la muestra según el E1, en la figura 3.1 se puede observar como es que las mediciones automáticas de **splot** no son las mejores. Esto es debido a que en la estimación de los parámetros, no se está tomando en cuenta a las galaxias que muestran contribución estelar dominante al espectro del AGN, tampoco a los objetos que muestran una fuerte contribución del templete de FeII, provocando que se ensanche la parte roja de $H\beta$ o la componente corrida al azul de $H\beta$ que de cualquier forma afecta la estimación de $\text{FWHM}(H\beta)$. En el caso de la muestra de este trabajo, las mediciones con **splot** mostraban cuasares con un valor de R_{FeII} alto, lo cual se mostrará que utilizando **spectfit**, éstos objetos en realidad estaban siendo sobreestimados; caso similar a los objetos que muestran un $\text{FWHM}(H\beta) > 10000 \text{ km s}^{-1}$.

Si bien las mediciones automáticas han sido empleadas en muestras más grandes como la de Shen & Ho (2014), el aspecto del plano óptico puede variar según el método utilizado (figura 3.2) y se puede adjudicar a la estimación de los parámetros con el método de mediciones automáticas, a la baja calidad de los espectros y a la diversidad de espectros de los cuasares contenidos sobre la muestra.

3.2. Ajustes con SPECTFIT

Para hacer las mediciones más precisas se realizaron los ajustes para cada objeto de manera individual, usando para cada línea de emisión ancha un perfil gaussiano o lorentziano dependiendo de la población a la que pertenezcan (siguiendo el valor estimado del FWHM obtenido con **splot** para tener una idea de la población a la que pertenece). Gracias a la primera aproximación realizada anteriormente, usando para todos los objetos dos tipos de ajustes (Gaussiano y Lorentziano) para el perfil de línea de $H\beta_{BC}$ se pudo clasificar a los cuasares teniendo como guía la figura 3.1,

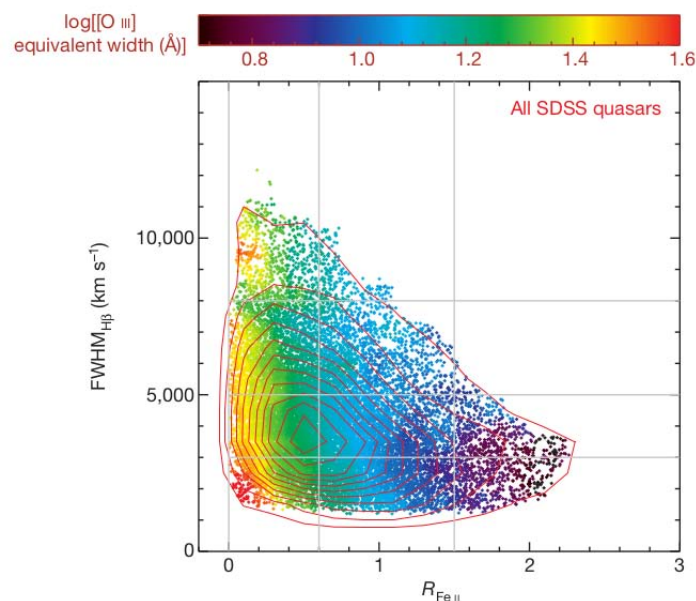


Figura 3.2: Distribución de los cuasares de la muestra obtenida del SDSS analizada por Shen & Ho (2014). Los contornos rojos muestran la distribución de densidad de la muestra. El código de color indica el ancho equivalente de $[\text{OIII}]\lambda 5007$.

si bien los ajustes con **specfit** varían respecto a las realizadas con **splot**, éstos pueden dar una idea del valor que se debe ajustar para la componente de $\text{H}\beta$. Para aquellas galaxias que presentaban componente estelar dominante, se describe en la sección 3.3 el procedimiento utilizado para estos objetos.

Para el ajuste con mayor precisión se utilizó el comando **specfit** (Kriss, 1994) que forma parte de la paquetería del *Space Telescope Science Data Analysis Software Package* (STSDAS). El rango de los ajustes en la mayoría de ellos fue de 4450 a 5400Å; en el caso de algunos objetos, por ejemplo HS0704+3835 que no estaba completo el espectro, se ajustó hasta la longitud de onda máxima del espectro (en este caso $\lambda_{mx} \sim 5200\text{Å}$). El modelo que se crea está hecho con una minimización de χ^2 no lineal utilizando el algoritmo modificado de Levenburg-Marquardt de CURFIT (Bevington, 1969) que busca obtener el mínimo local de un ajuste sin perder convergencia, usando este método de minimización con 5 iteraciones para obtener el valor de rms menor posible, y por tanto el mejor ajuste. Usar sólo 5 iteraciones permite que el tiempo de computo sea el mínimo sin llegar a perder precisión debido a que el algoritmo empleado, cuando está muy cerca del mínimo, puede ser más lento o estancarse en un mínimo local erróneo. Los errores del algoritmo alrededor del valor final de χ^2 se calculan utilizando diferencias finitas (Lampton et al. 1976, Avni, 1976)

Con el objetivo de facilitar los ajustes, el valor del flujo del continuo usando **splot** para que el valor del continuo sea =1 en 5100Å. De los ajustes (figuras 3.3 a 3.17), se observa que muchos de ellos tienen ciertas componentes que son iguales y se

ajustan de la misma manera, éstas se describen a continuación:

1. Continuo (gris). El continuo se modela con una ley de potencias $F_\lambda = (x/1000)^{-\alpha}$ o como una ley de potencias quebrada (broken power law) $F_\lambda = (y)^{-\alpha_i}$, donde i es el valor del índice α antes o después de una cierta λ . Se sustrajo el ajuste de ley de potencias al continuo en el rango del óptico, tal que el flujo de los espectros fuera a partir cero.
2. Emisión de FeII (Verde). Para la emisión de los multipletes de FeII se siguió el templete que se modela y escala de la galaxia I Zw1 (Marziani et al. 2009) mejorado de acuerdo con el código de fotoionización de Cloudi v.07.01 en donde se incluye un modelo de FeII de 371 niveles. (Marziani et al. 2003a).¹
3. Emisión de H β (gris). Dependiendo de la clasificación asignada con las mediciones automáticas de **splot** se ajustó un perfil lorentziano (para las Pop A) o gaussiano (Pop B) a H β_{BC} .
4. Doblete de [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007 (gris). Para las componentes de Oxígeno se utilizó un perfil gaussiano. Para dicho doblete se consideran las intensidades 1:3 según Dimitrijević et al. (2007).

Además de estas 4 componentes, en algunos casos fue necesario añadir otras líneas de emisión extras que son lo suficientemente intensas para ser detectadas, cuando la intensidad fue menor se observó el residuo obtenido del ajuste para identificar otras líneas de emisión débiles además de las descritas anteriormente no detectables a primera instancia.

1. Emisión de la línea angosta de H β (gris). Dicha componente cuando esta presente es muy fácil de identificar en los objetos de tipo Pop B, e incluso se puede observar en los de Pop A. Esta emisión se modela usando un perfil de línea gaussiano tomando en cuenta el FWHM de [OIII]. Esta componente se utilizó para obtener el marco de referencia en reposo de los cuasares al igual que [OIII] λ 5007, y haciendo un promedio de ambos valores para z se obtuvo el corrimiento al rojo asociado a los objetos de la muestra.
2. Emisión de una componente muy ancha de H β (gris). Esta componente se espera encontrar para aquellos objetos de población B, en la que usualmente se espera que este en la parte roja de H β . El FWHM es de ~ 10000 km s⁻¹ y se ajusta utilizando una gaussiana.

¹Los cálculos teóricos de la emisión de FeII, suponiendo que la fotoionización es el proceso que predomina en la región de líneas anchas ha mejorado durante los años (por ejemplo, Verner et al. 1999 y Sigut et al. 2004) basándose en un modelo de 371 niveles para el ion Fe⁺ y utilizando el código de fotoionización CLOUDY v.07.01 (Ferland et al. 1998). Marziani et al. 2003 implementaron una forma de medir el FWHM de las líneas de FeII λ 4570 utilizando el templete de Boroson & Green (1992), pero haciendo un "estimado" del factor de anchura de las Gaussianas utilizadas para estimar el FWHM. Esto se logra haciendo un mejor estimado de los anchos y escalamientos de las líneas para cada espectro (una vez extraído el continuo), e identificando el templete que mejor minimice la suma del residuo de mínimos cuadrados en el rango que se está ajustando (4450-4600Å)

3. Emisión de una componente al azul de $H\beta$ (gris). En ciertos objetos se observó un exceso en la parte azul de $H\beta$. Cuando la emisión es lo suficientemente intensa pareciera que $H\beta$ estuviera corrida a longitudes de onda menores que 4861\AA y cuando es de baja intensidad, se observa el residuo del modelo. Se utiliza un perfil gaussiano. Esta componente se puede asociar a vientos de material (*outflows*) que salen del cuásar cuando presentan altas tasas de acreción (Coatman et al. 2016).
4. Emisión semi-ancha de $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$ (gris). Esta componente se puede asociar a *outflows* (Zhang et al. 2011). Esta emisión se puede observar en la mayoría de los casos corrida al azul y con un FWHM mayor al de la componente angosta de $[\text{OIII}]$ de hasta $\sim 2500 \text{ km s}^{-1}$. Se ajustan con un perfil gaussiano.
5. Emisión de $\text{HeII}\lambda 4685$ (gris). Para cada objeto en particular se le podía añadir la componente ancha o angosta e incluso ambas, dependiendo del residuo obtenido del modelo.
6. Presencia de líneas de absorción (rojo). En algunos casos, ciertos espectros presentaron líneas de absorción (FWHM $\sim 1000\text{-}2000$) que no se podían explicar gracias a la presencia de la galaxia anfitrión, por tanto, se dio por hecho que eran intrínsecas de cada objeto, para estos casos el perfil de línea utilizado fue una gaussiana y la longitud de onda dependía particularmente del objeto en cuestión. El origen de dichas líneas se puede deber a nubes de gas, aunque no se sabe a ciencia cierta a que se puedan asociar.
7. Emisión de $[\text{FeVI}]\lambda 5177$ o $[\text{NI}]\lambda 5200$. (gris). De igual manera, en ocasiones gracias al residuo observado, se podía identificar la emisión perteneciente a estas líneas de emisión pero no era fácil de identificar porque son líneas débiles, se ajustan con una gaussiana.

Specfit permite ajustar de manera simultánea las componentes presentes en el espectro del cuásar mencionadas anteriormente. El valor de χ^2 refleja la diferencia entre el espectro original y el ajuste, siendo mayor para aquellos objetos que no fueron ajustados correctamente después de las cinco iteraciones.

En dichos ajustes (figuras 3.3 a 3.17) se puede observar el flujo del modelo creado por **specfit** (azul) y el flujo original (normalizado en 5100\AA , negro), además de los residuos obtenidos para cada ajuste individual de cada espectro.

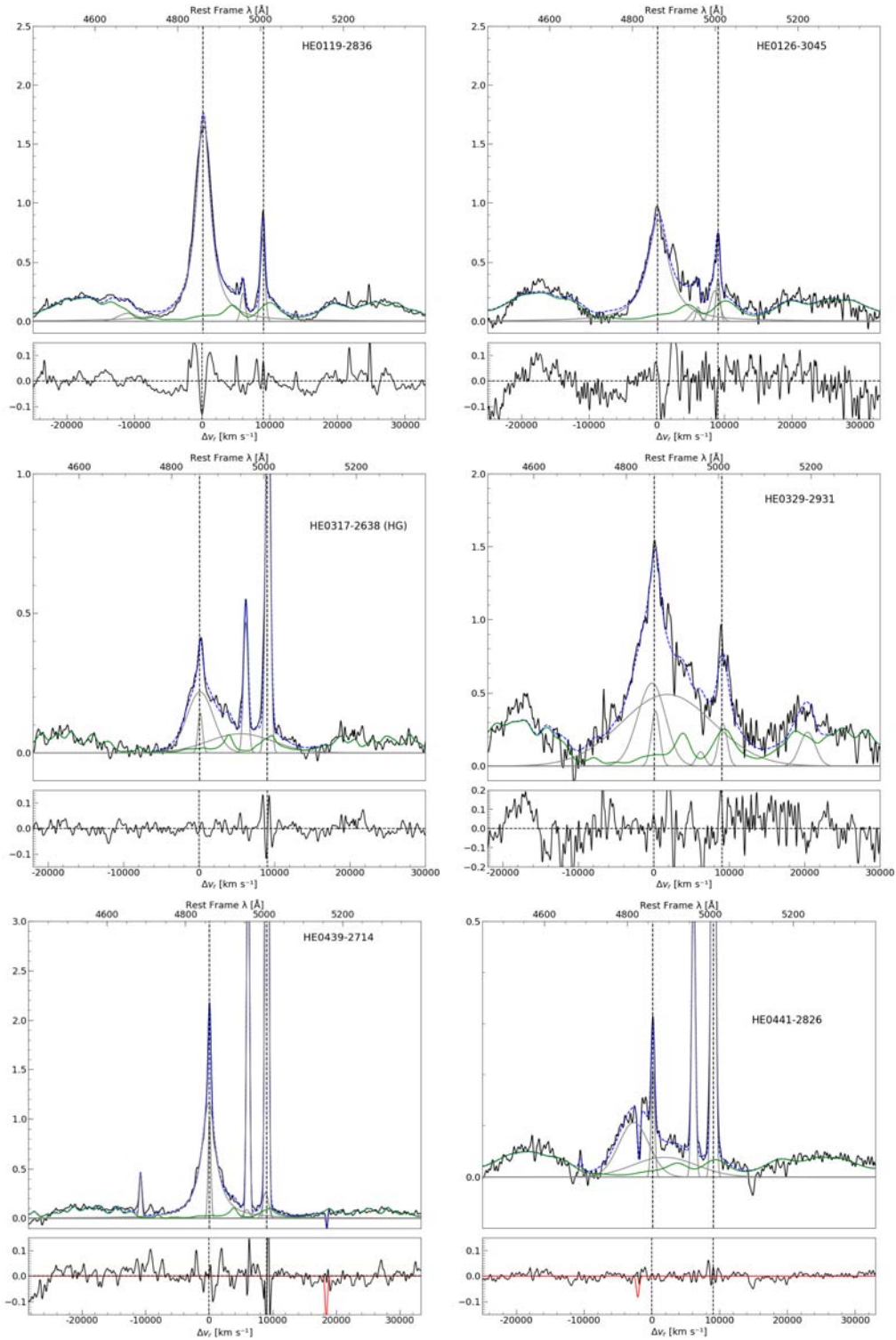


Figura 3.3: Ajustes para los 89 espectros de la muestra obtenidos con el rutina de **specfit**. El eje de las ordenadas está en unidades de longitud de onda en el marco de referencia en reposo y el eje de las abcisas se muestra el flujo normalizado en 5100\AA . Las líneas verticales corresponden a las emisiones de $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007$ en el marco de referencia. La línea roja corresponde a la presencia de una absorción que fue ajustada en algunos de los espectros.

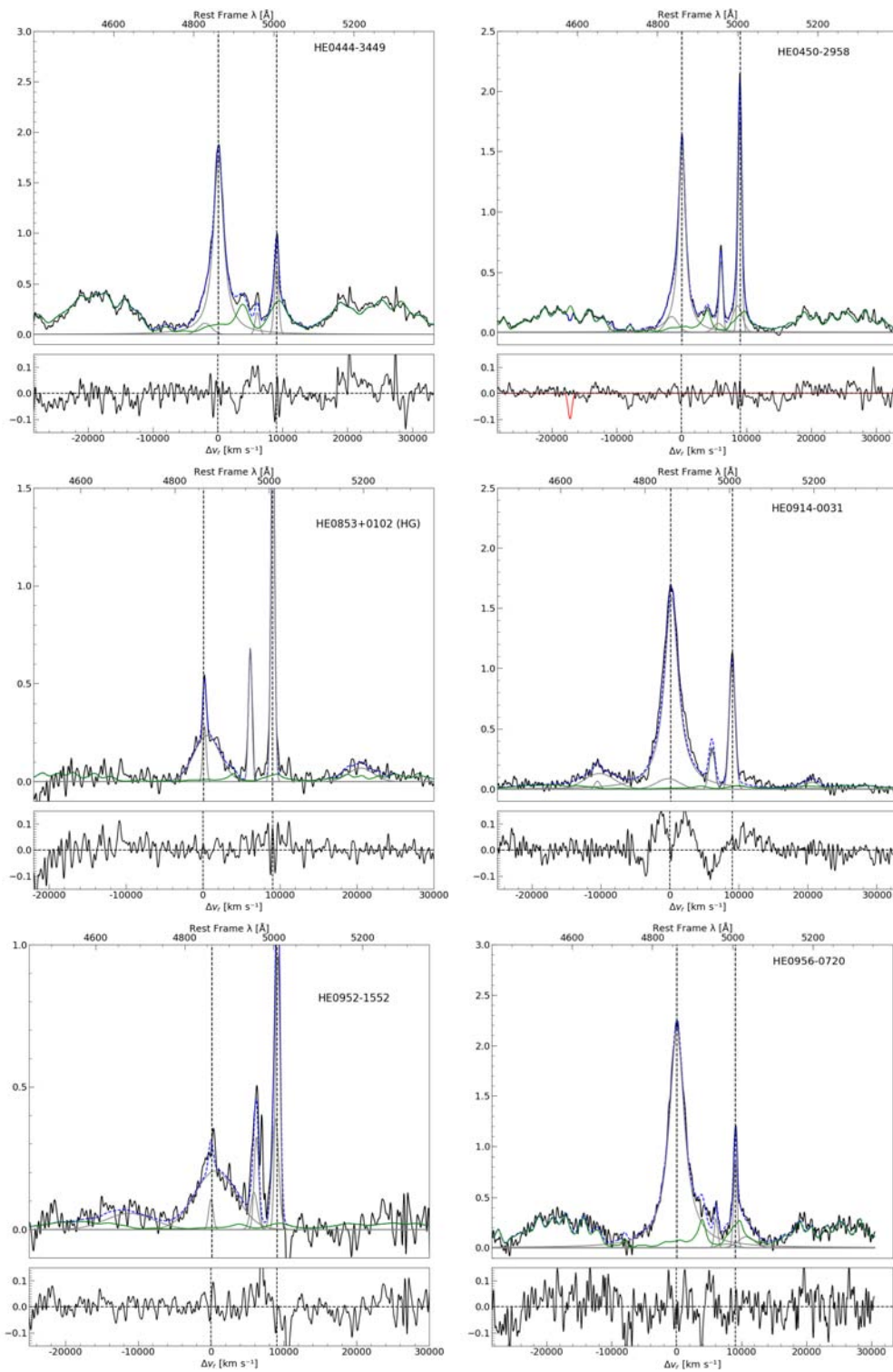


Figura 3.4: Continuación de la figura anterior.

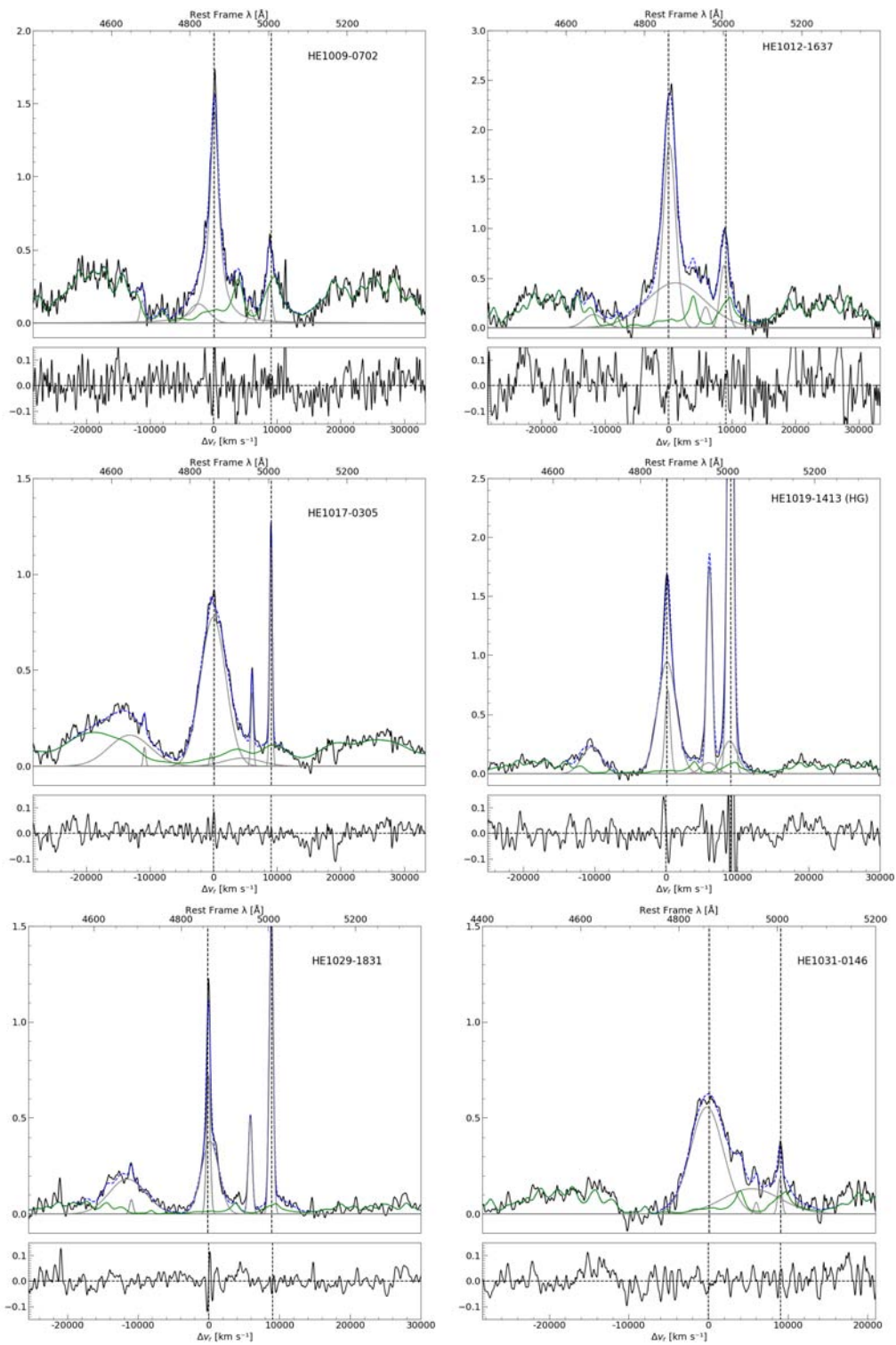


Figura 3.5: Continuación de la figura anterior.

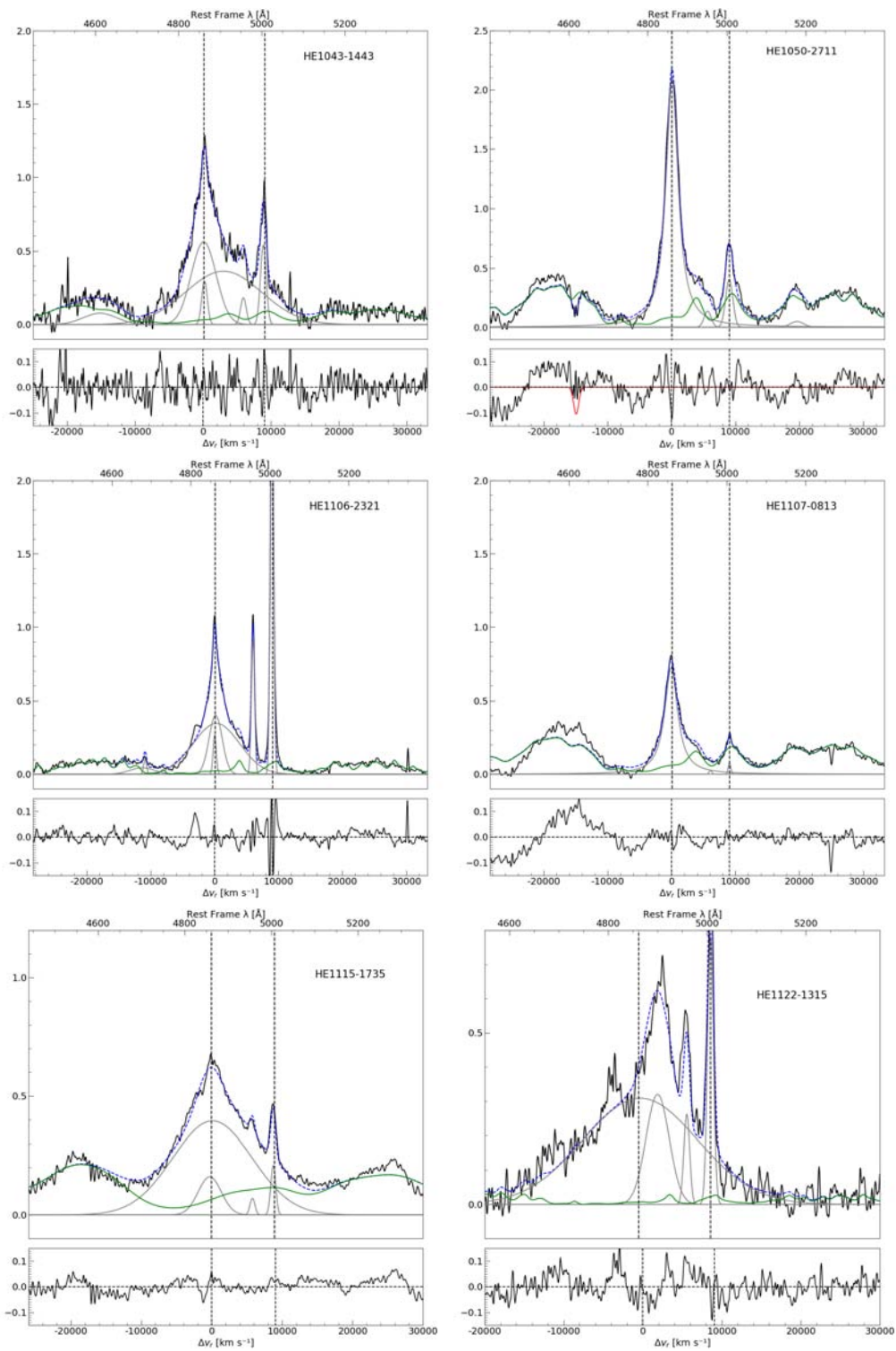


Figura 3.6: Continuación de la figura anterior.

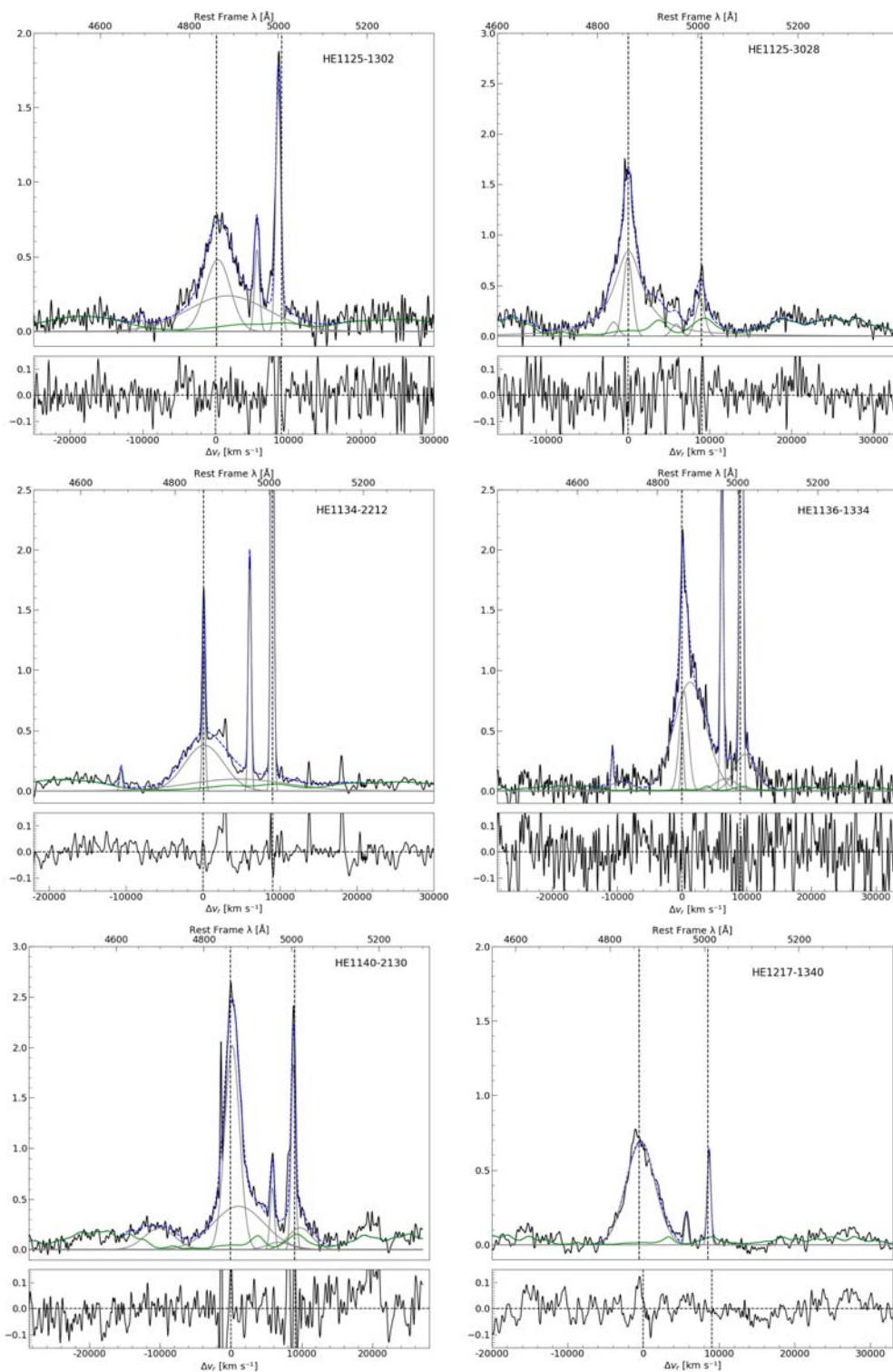


Figura 3.7: Continuación de la figura anterior.

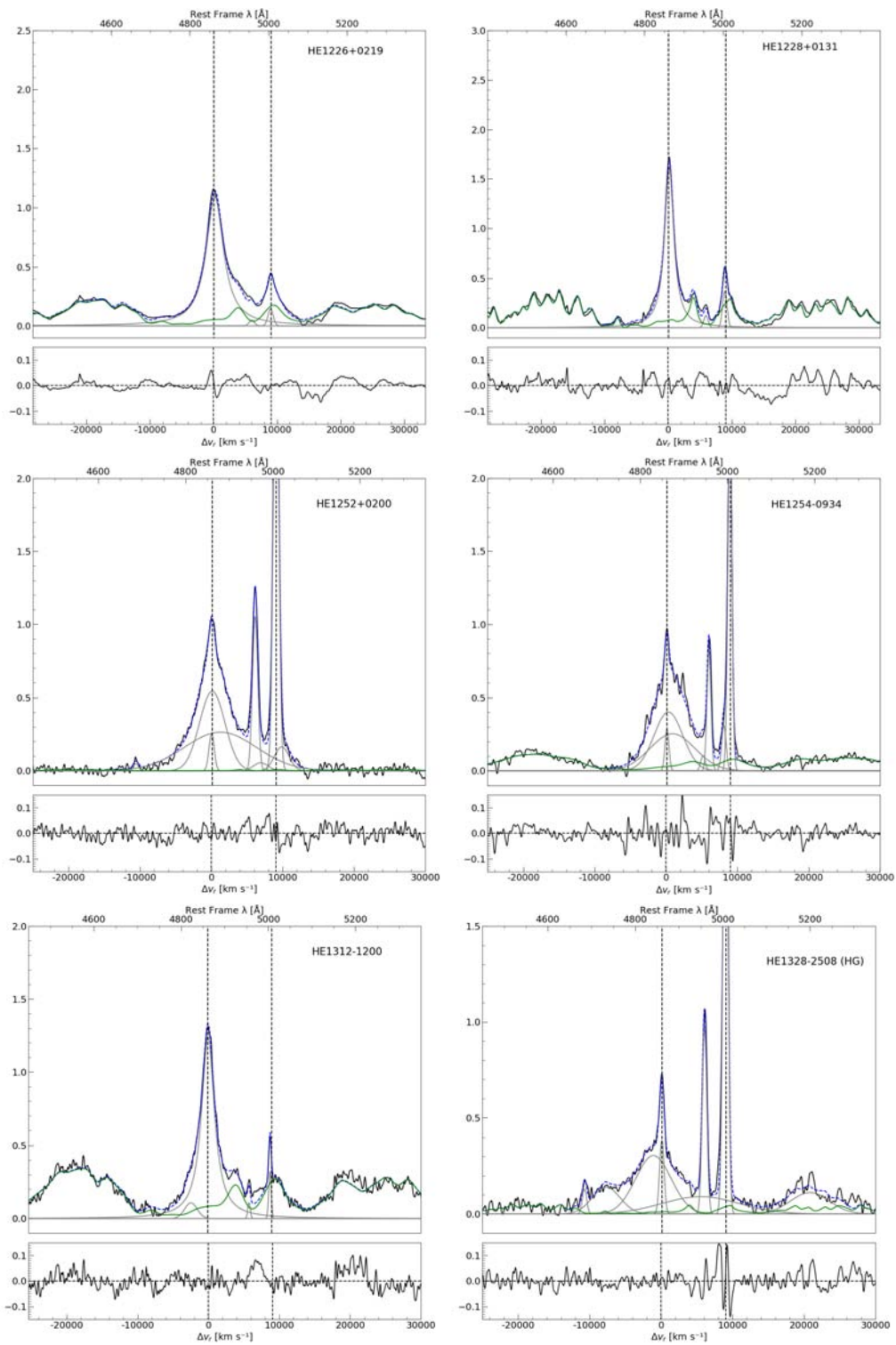


Figura 3.8: Continuación de la figura anterior.

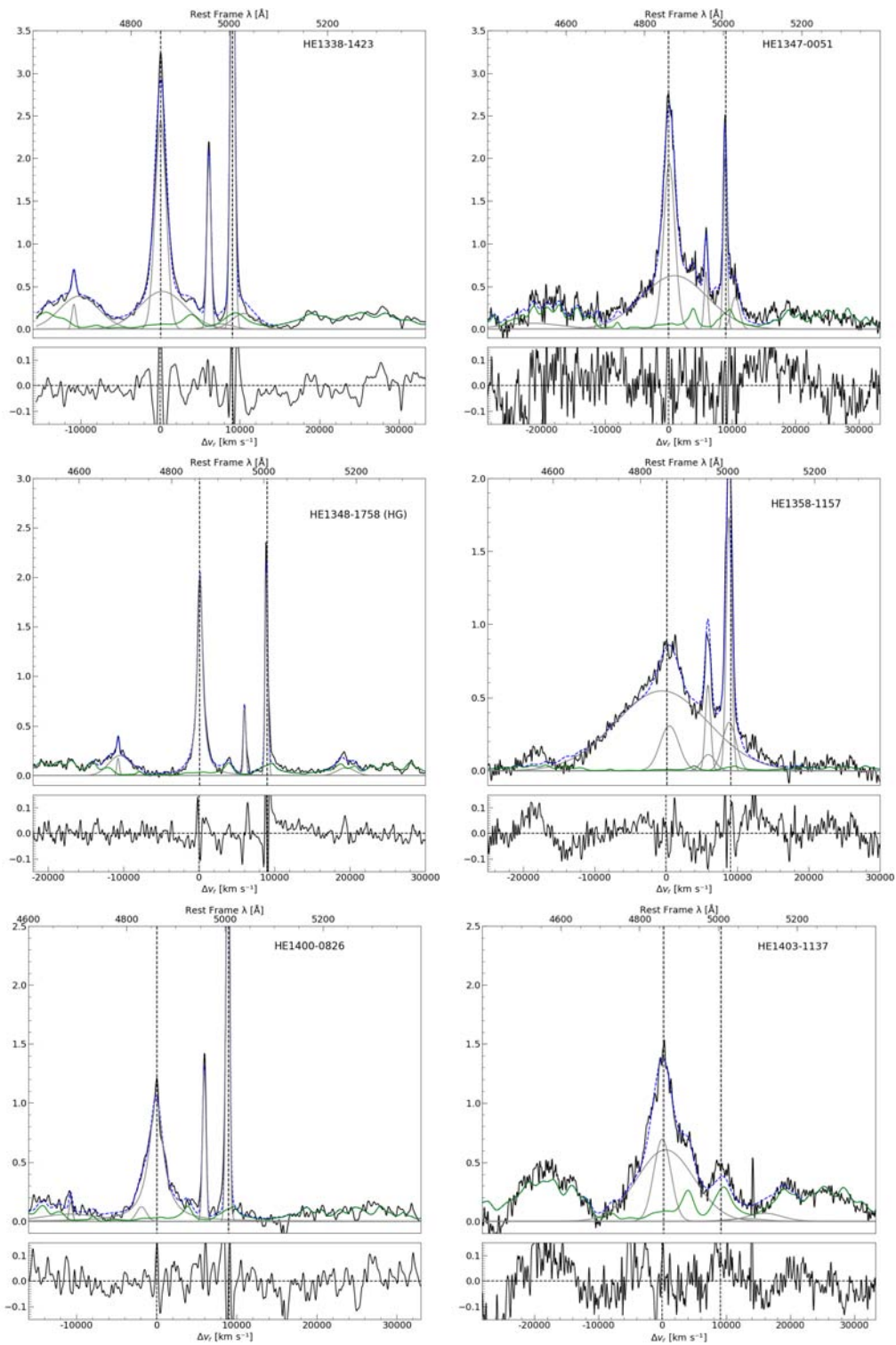


Figura 3.9: Continuación de la figura anterior.

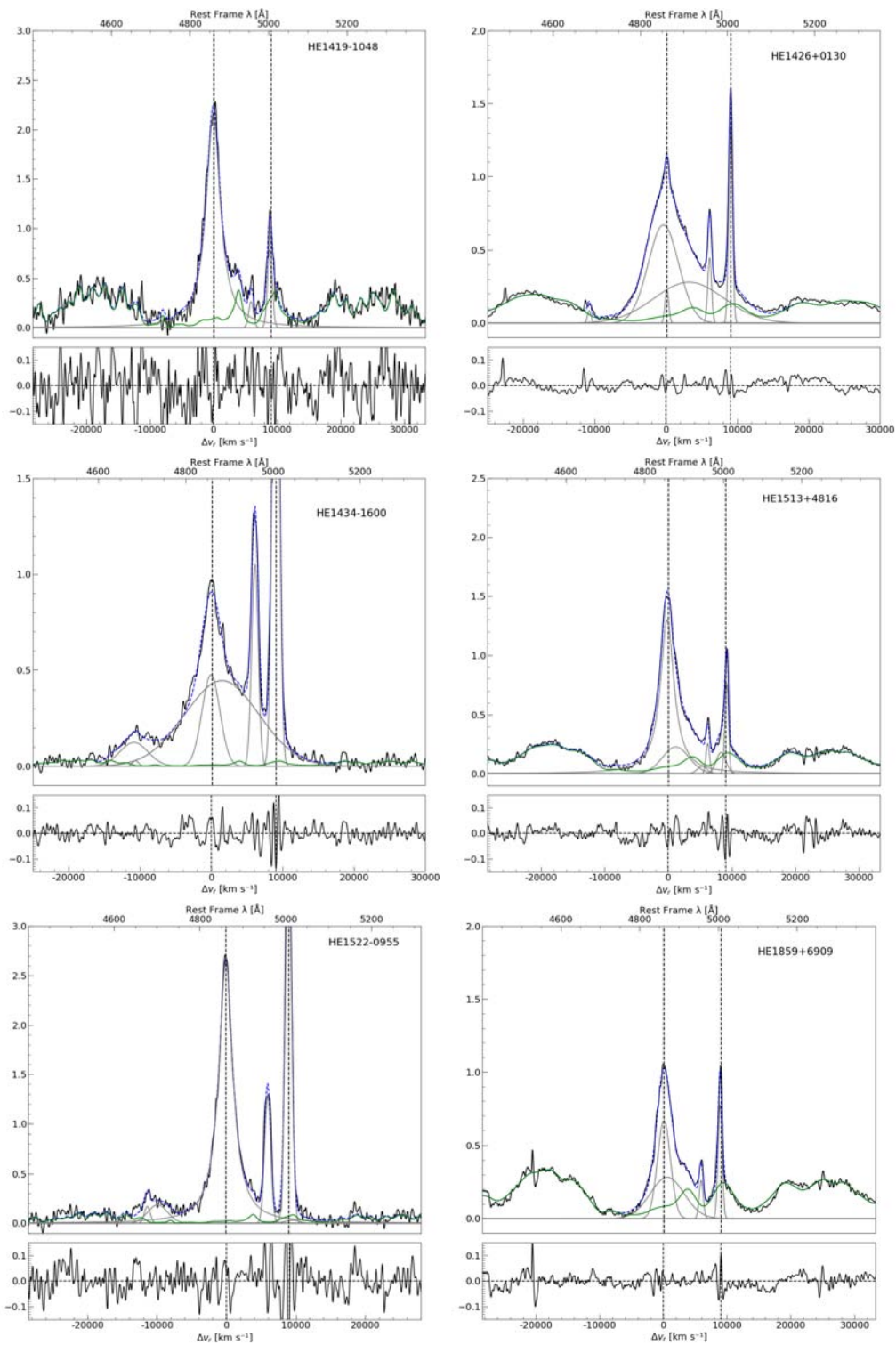


Figura 3.10: Continuación de la figura anterior.

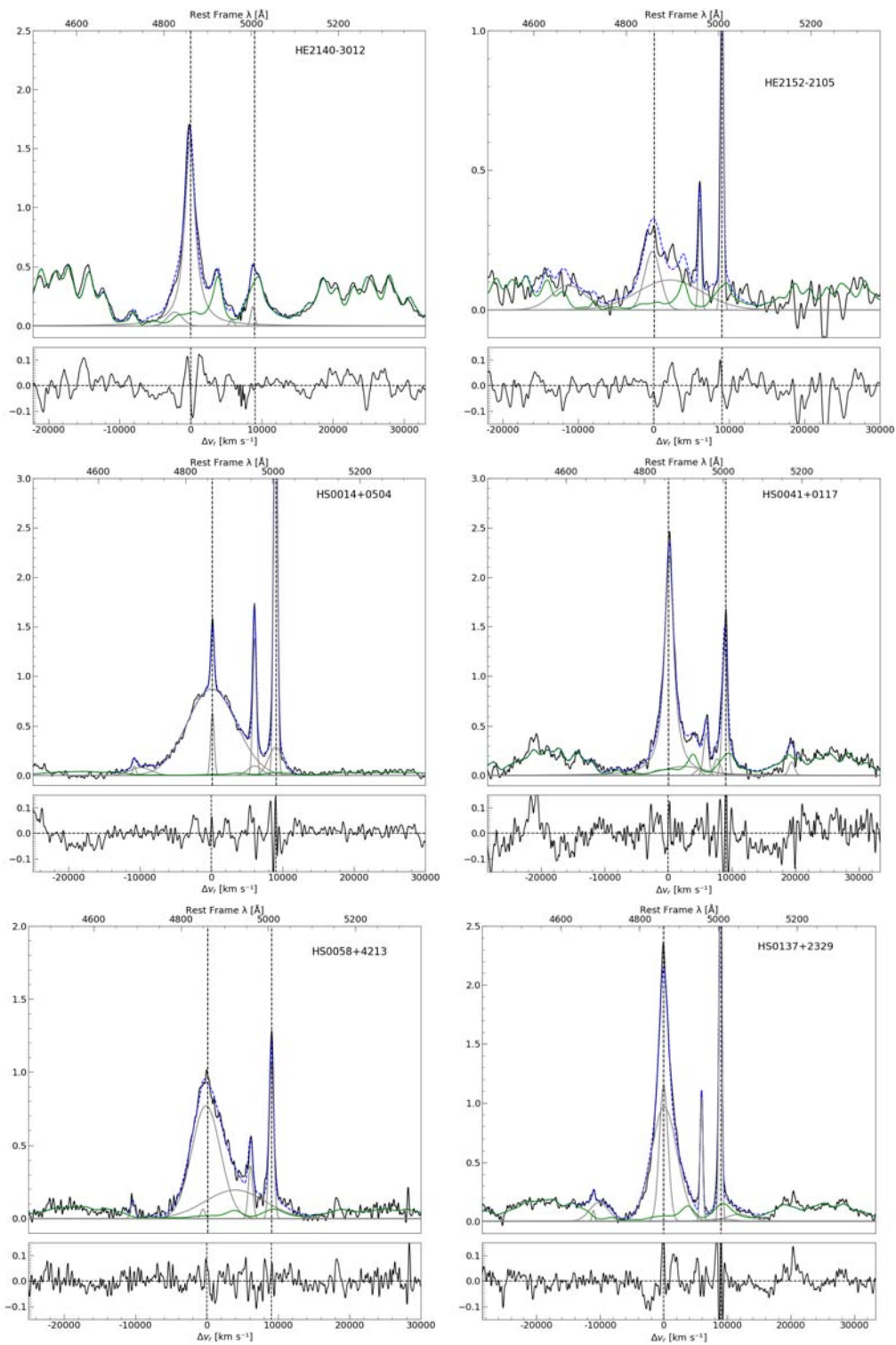


Figura 3.11: Continuación de la figura anterior.

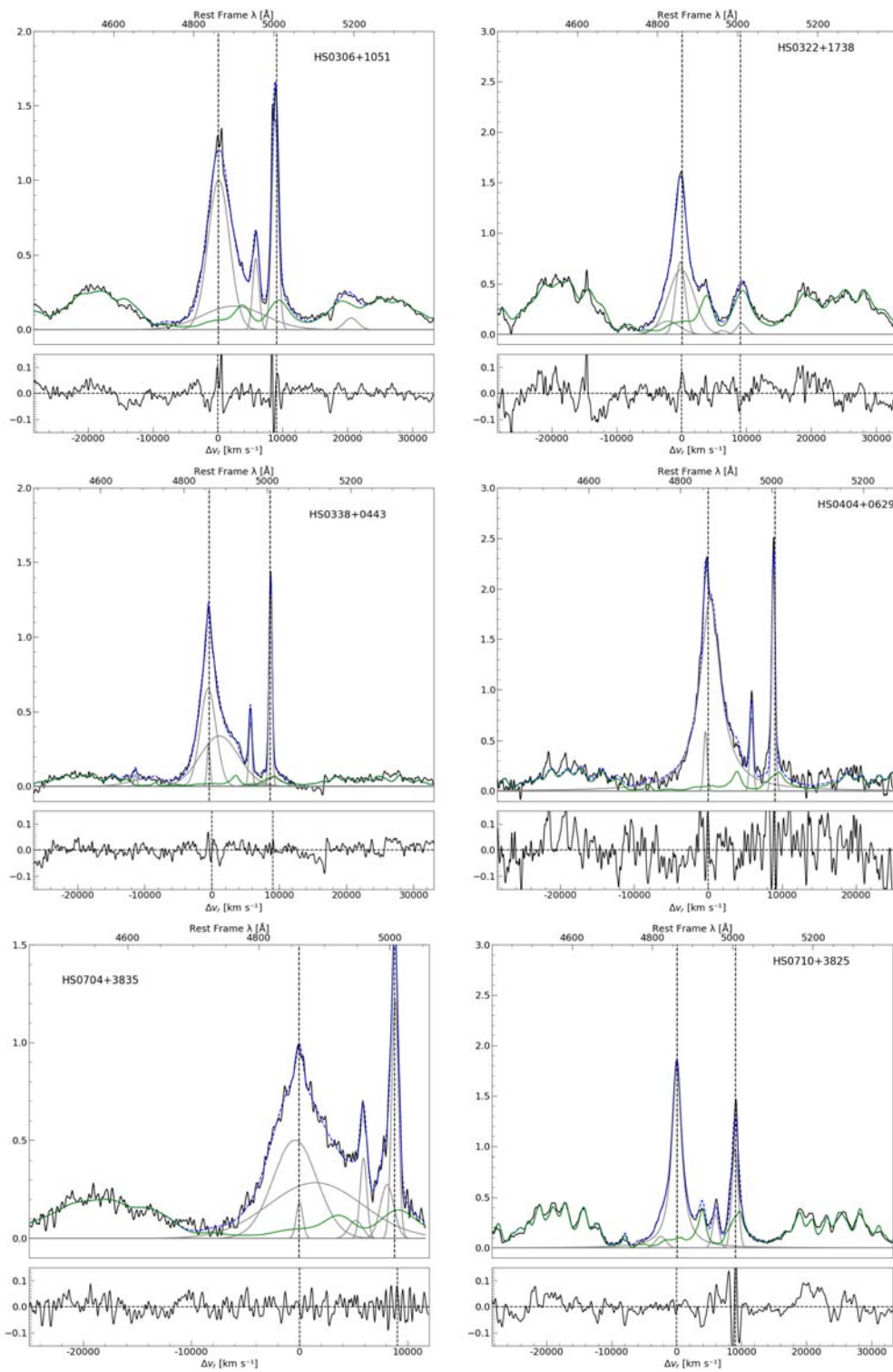


Figura 3.12: Continuación de la figura anterior.

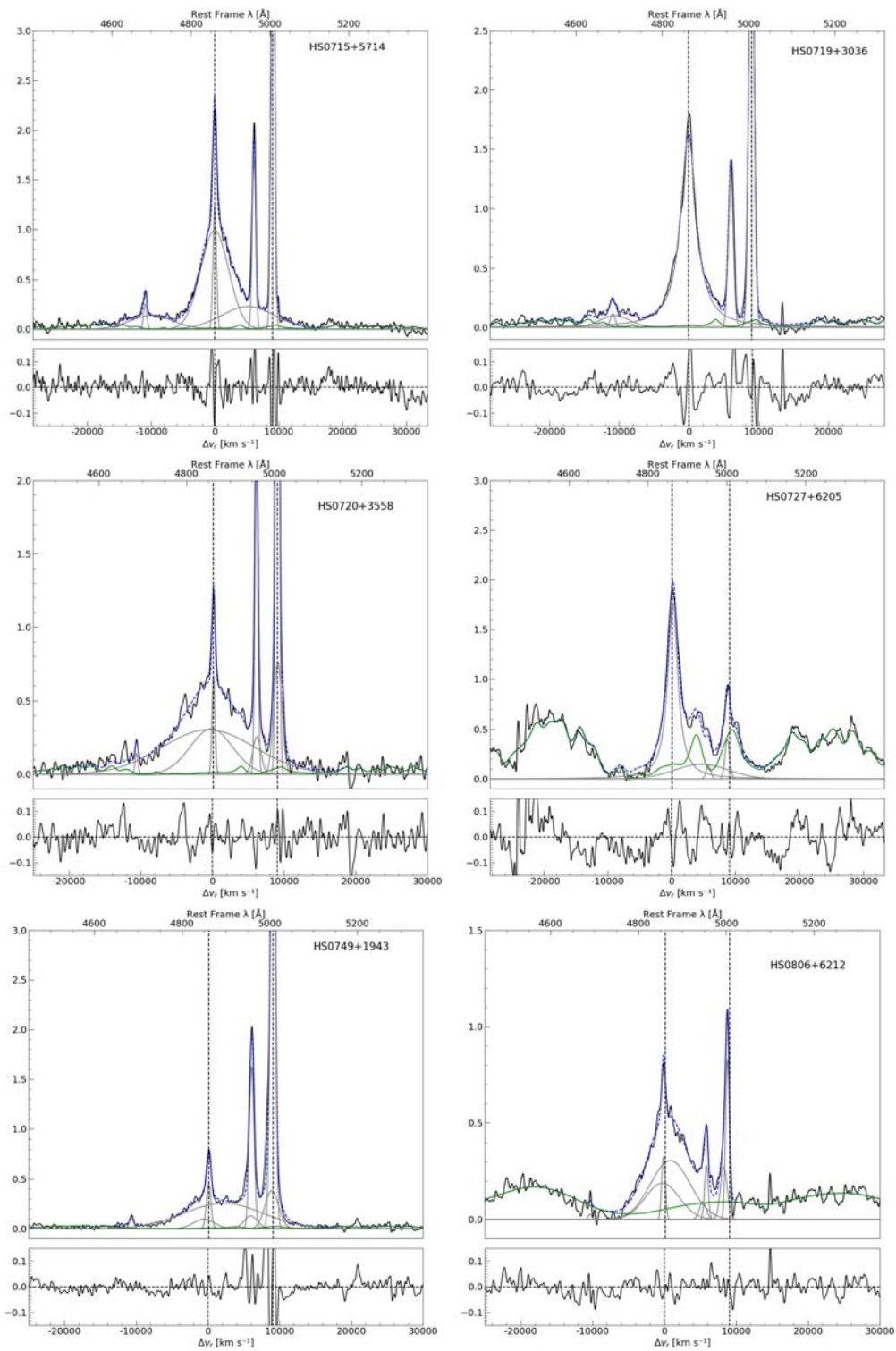


Figura 3.13: Continuación de la figura anterior.

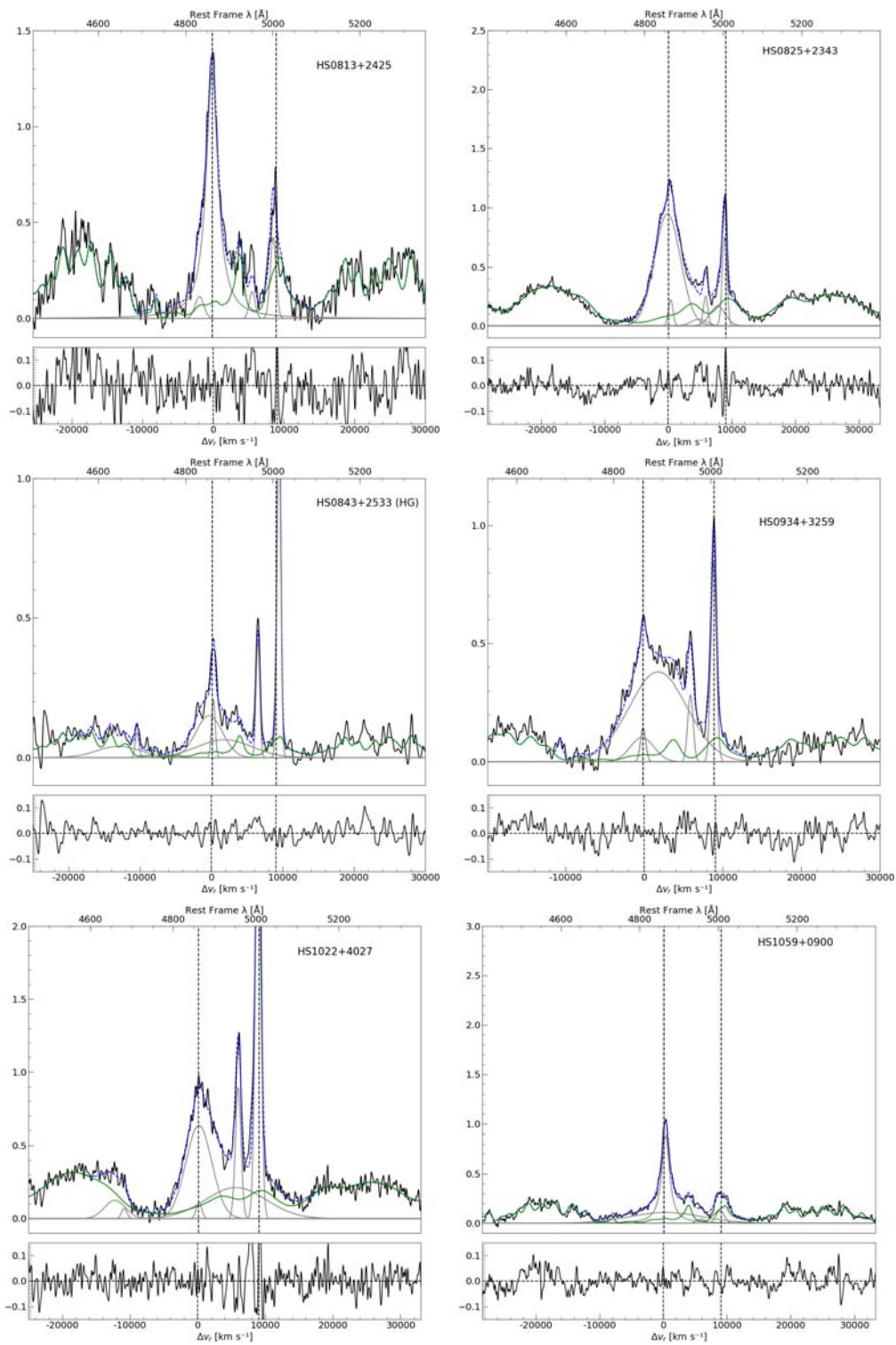


Figura 3.14: Continuación de la figura anterior.

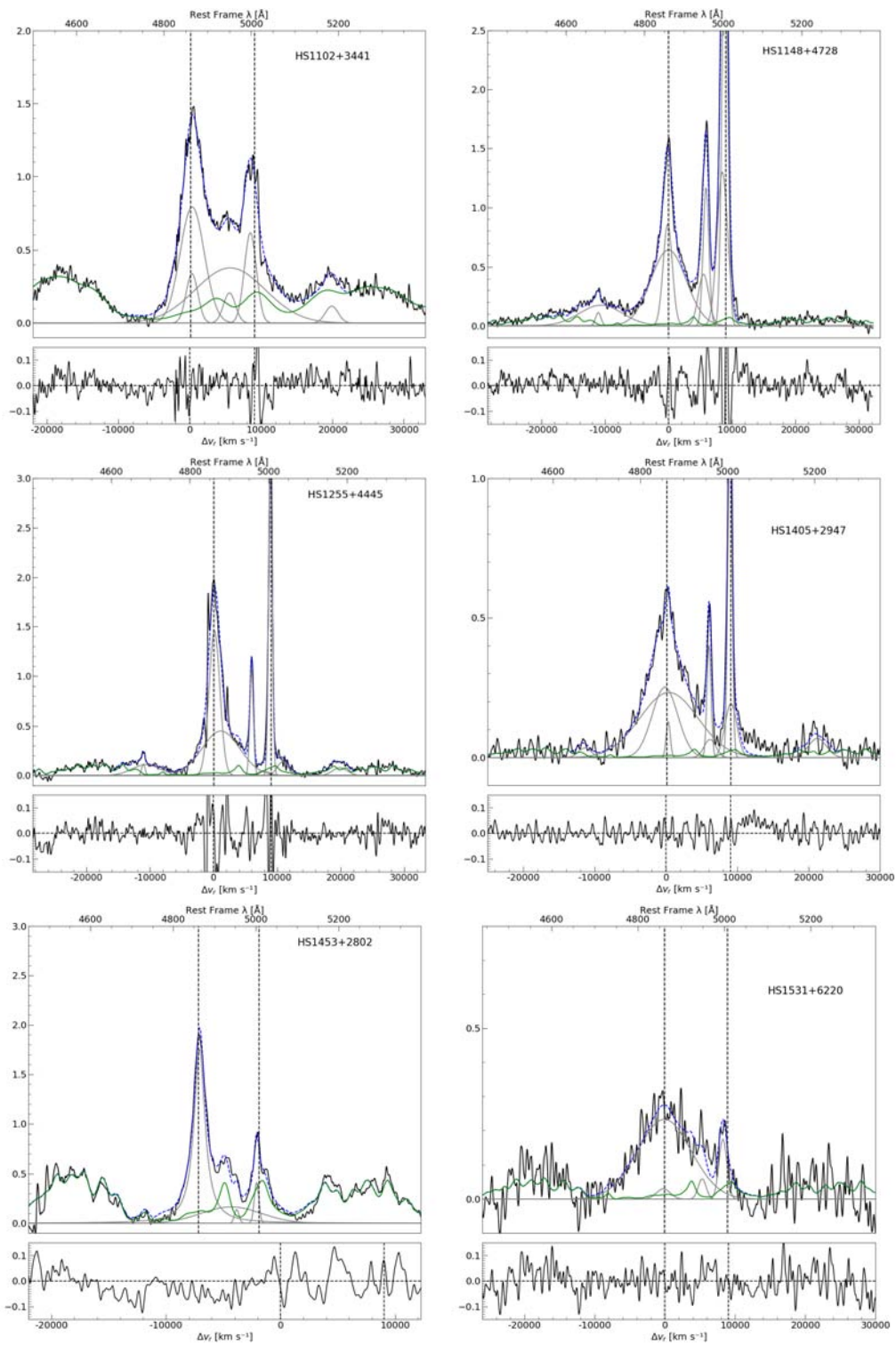


Figura 3.15: Continuación de la figura anterior.

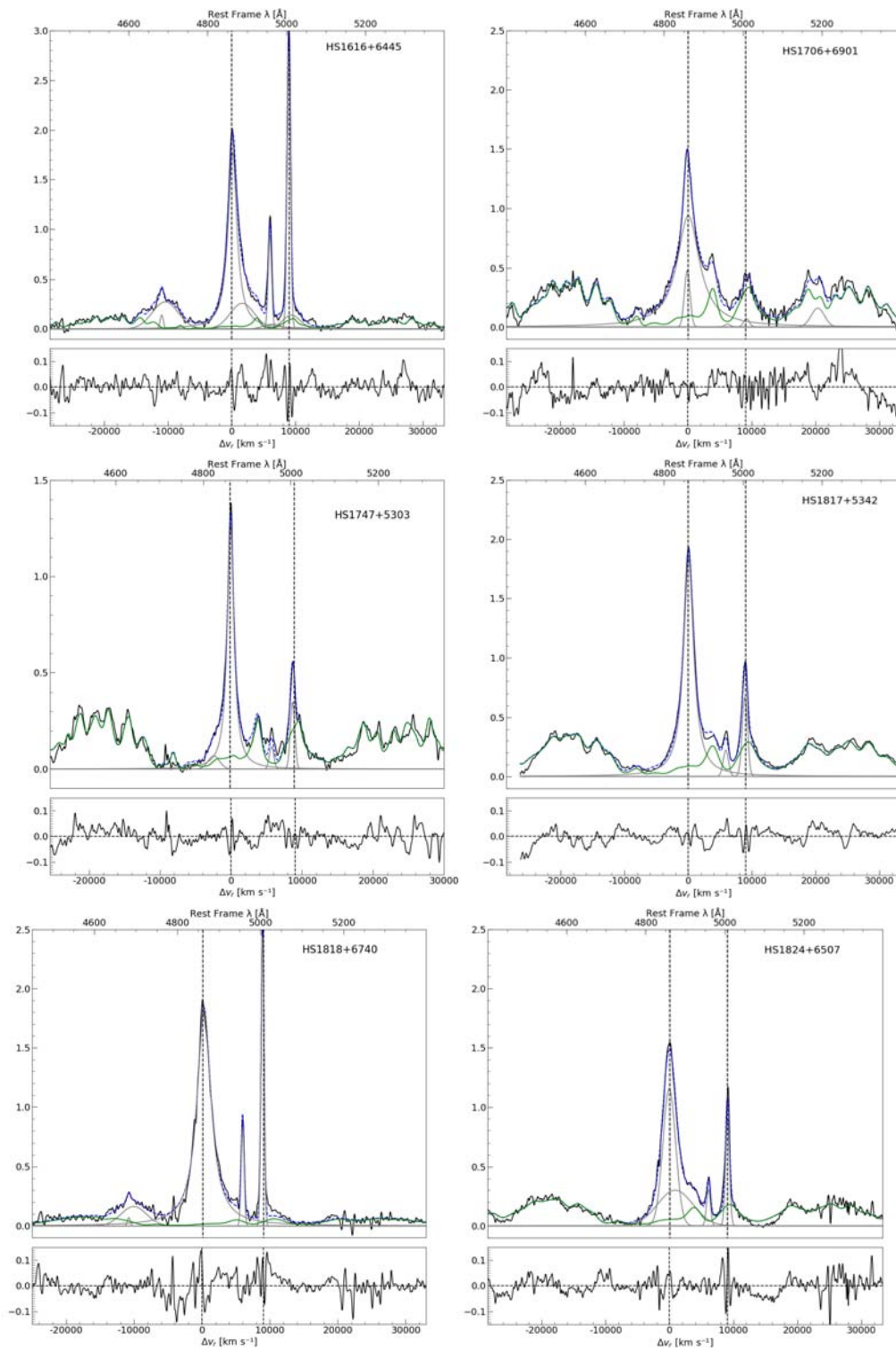


Figura 3.16: Continuación de la figura anterior.

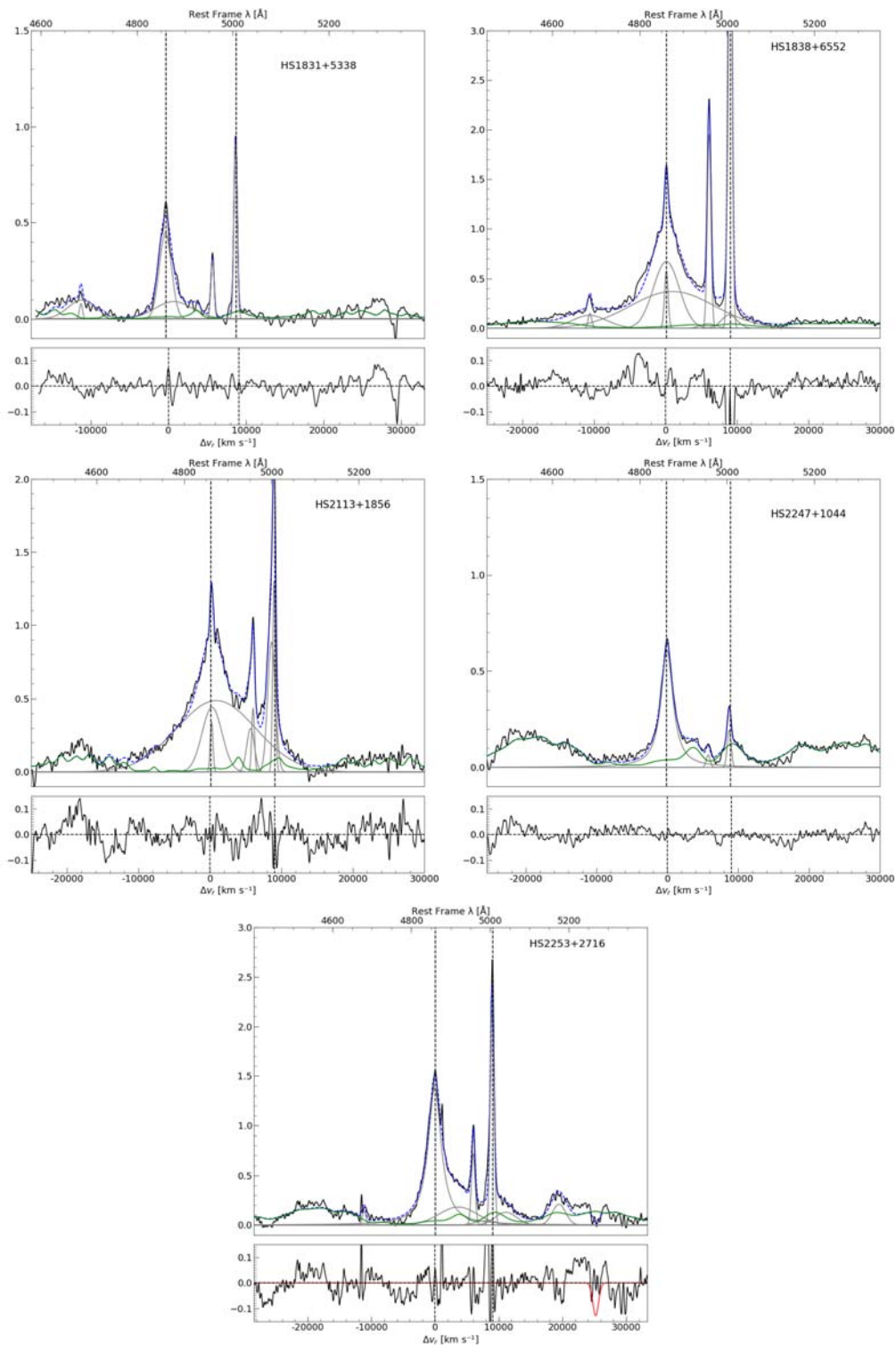


Figura 3.17: Continuación de la figura anterior.

3.3. Cuasares con galaxia anfitriona

Dentro de la muestra de este trabajo se encontraron siete cuasares que eran candidatos a ser cuasares con galaxia anfitriona (*Host Galaxy*-HG) bajo una inspección visual. Para confirmar estos 7 objetos, se analizaron los espectros, en particular las líneas en absorción de Mg λ 5175 y las bandas de CaII, H y K (en 3969 y 3934 Å). Además, se encontró que la pendiente en el continuo alrededor de las bandas H y K era positiva lo cual llevó a confirmar, a primera aproximación, la presencia de la HG. De manera consecuente, se utilizó el programa de síntesis de poblaciones estelares STARLIGHT de Cid Fernandes et al. (2007) para poder extraer la componente estelar del espectro del AGN.

STARLIGHT es un programa de Fortran 77 que ajusta espectros observados (O_λ) con una contribución estelar importante, un modelo (M_λ) que incluye N_* componentes espectrales de una base estelar predefinida. Dicha base espectral se construye a través de distintos modelos de síntesis de población estelar (*Stellar Population Synthesis*-SPS) evolutivos dentro del rango deseado a ajustar (que usualmente es del UV al NIR, 3500-8000Å). El código trabaja con N_*+4 parámetros: el vector de la población $x_1\dots x_N$, la extinción global A_v , la extinción "selectiva" A_v^Y , más dos parámetros cinemáticos: un desplazamiento de la velocidad (v_*) y la dispersión de velocidad (σ_*) que pueden ser dejados como parámetros libres que STARLIGHT ajusta. Estos parámetros entran en la ecuación del espectro a modelar M_λ y se descompone en N_* parámetros:

$$M_\lambda = \sum_{j=1}^{N_*} L_{\lambda,j} = \sum_{j=1}^{N_*} L_{\lambda,j}^0 \otimes G(v_*, \sigma_*) 10^{-0.4 A_{\lambda,j}} \quad (3.1)$$

donde G es un filtro centrado en la velocidad v_* y con una dispersión σ_* . $A_{\lambda,j}$ es la extinción a una cierta λ de una población j y $L_{\lambda,j}^0$ es el espectro de población j sin extinción ni velocidades. El ajuste se realiza buscando el mínimo de χ^2 (Cid Fernandes et al., (2005).

El ajuste se realiza con una combinación de diferentes técnicas de simulación que buscan el mínimo explorando el espacio de parámetros:

$$\chi^2 = \chi^2(\vec{x}, A_v, A_v^Y, v_*, \sigma_*) = \sum_{\lambda} [(O_\lambda - M_\lambda)\omega_\lambda] \quad (3.2)$$

donde el peso es $\omega_\lambda = e_\lambda^{-1}$, y e_λ es el error en O_λ (Cid-Fernandes et al. 2005; Mateus et al. 2006).

Antes de utilizar STARLIGHT en los espectros, se realizaron los pasos adecuados para la implementación del código. Primero, como ya se mencionó en el capítulo 2.2, se corrigió por la extinción utilizando la ley de CCM de Cardelli et al. (1989). Después para la corrección al marco de referencia se aplicó y los espectros fueron

escritos en pasos de 1 \AA . Para la síntesis espectral se utilizaron 150 poblaciones ($N_*=150$ SPS) estelares simples con 6 metalicidades ($Z_*, j = 0.0001, 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02$ y $0.05 Z_\odot$) y 25 edades diferentes desde $t_*, j = 0.001$ a 18 Gyr (provenientes de las librerías de Bruzual & Charlot 1993). Se añadieron además de las 150 SPS, 6 ajustes de leyes de potencias para modelar el continuo del AGN en el óptico (en el caso donde esté presente para modelarse). Se empleó un archivo para enmascarar 39 intervalos correspondientes a líneas de emisión extraído de STARLIGHT debido a que las librerías de Bruzual & Charlot (2003) presentan algunos errores en los espectros que Cid Fernandes et al. (2005) sugieren enmascarar dado que el programa trabaja sobre líneas de absorción. Respecto a los parámetros cinemáticos (v_* y σ_*) se dejaron libres para que STARLIGHT ajuste en caso de ser necesario.

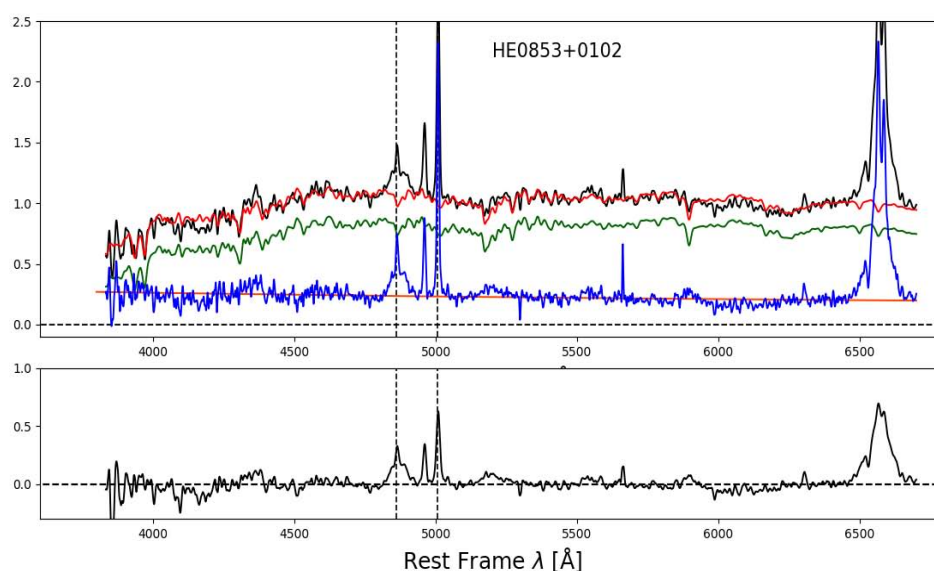


Figura 3.18: Ejemplo del ajuste de STARLIGHT para extraer la componente del AGN en las galaxias con HG.

En la figura 3.18 se puede observar un ejemplo de un espectro una vez extraída la componentes del AGN (línea azul) y su respectiva componente estelar (línea verde), además del modelo creado por STARLIGHT (línea roja). Los espectros que presentaban componente estelar dominante fueron los siguientes: HE0317-2638, HE0853+0102, HE1019-1413, HE1328-2508, HE1348-1758 y HS0843+2533. A dichos espectros se les extrajo la componente estelar usando STARLIGHT para poder así modelar solamente la emisión asociada al AGN con specfit.

Cabe mencionar que al identificar los objetos como HG de manera visual, se corre el riesgo de perder candidatos a HG por no presentar evidencias prominentes de líneas de absorción o un cambio en la pendiente. Como trabajo a futuro se analizarán los 89 objetos de la muestra utilizando STARLIGHT. De esta forma, se encontrará la contribución de galaxia anfitriona presente en cada uno de los cuasares de manera más cuidadosa ajustando el continuo de la población estelar al espectro del AGN.

Capítulo 4

Mediciones espectrales y estimación de parámetros

4.1. Parámetros observables

4.1.1. Anchos equivalentes

Los espectros de cuasares que se localizan en la región UV-óptico se caracterizan por tener líneas de emisión intensas y anchas. Las líneas que más intensas en el óptico son las de la serie de Balmer en el óptico ($H\alpha\lambda 6563$, $H\beta\lambda 4861$ y $H\gamma\lambda 4340$), en el UV son $Ly\alpha\lambda 1216$, CIV $\lambda 1459$, CIII] $\lambda 1909$ y MgII $\lambda 2798$. Dichas líneas se encuentran en todos los espectros de los cuasares, pero dependiendo del corrimiento al rojo del objeto algunas de ellas pueden ser observadas o no si caen dentro de la ventana de observación del detector.

De los espectros se tiene la siguiente fórmula para calcular los anchos equivalentes (Equivalent Widths-EW), en donde para este trabajo se calcula el de $H\beta$ y FeII ($4435\text{-}4685\text{\AA}$) que se define como EW_{opt} ,

$$EW(\text{line}) = \sum_{\lambda_i}^{\lambda_f} 1 - \frac{F_{line}(\lambda)}{F_{con}(\lambda)} \quad (4.1)$$

Donde F_{con} es el flujo sobre el continuo ¹ ajustado con **specfit**, F_{line} es el flujo de la línea de emisión, ya sea de $H\beta$ o de FeII y la suma se realiza de las longitudes de onda inicial y final dependiendo de la línea de emisión.

Para poder calcular la emisión de los multipletes de FeII en la región del óptico que rodea a $H\beta$, se sigue el modelo basado en I Zw 1 de Marziani et al. (2003a,

¹Una vez normalizado, pero recordando que para cualquier parámetro en el que se use debe ser multiplicado por el factor de normalización asociado para obtener el flujo real.

2009). La presencia de estos multipletes es característica en los AGNs con líneas anchas y su intensidad relativa está correlacionada con otras líneas, en particular con $H\beta$, mediante el cociente R_{FeII} , que está definido como el cociente de anchos equivalentes:

$$R_{FeII} = \frac{EW(FeII\lambda4570)}{EW(H\beta_{BC})} \quad (4.2)$$

El cual se ha encontrado que está anticorrelacionado con el FWHM de la componente ancha de $H\beta$, esto es, R_{FeII} aumenta cuando el $FWHM(H\beta_{BC})$ disminuye, además de que se observa un cociente de Eddington mayor conforme R_{FeII} incrementa (Boroson & Green 1992, Sulentic et al. 2000). Dicho cociente nos da información sobre la relación entre la intensidad de las líneas de FeII con la tasa de acreción (normalizada, ecuación 4.11) en el agujero negro (Netzer, H. 2013).

4.2. Parámetros físicos

4.2.1. Distancia

De cierta forma, la distancia comóvil en la línea de visión, es la distancia fundamental medida en cosmología, ya que todas las demás distancias se derivan de forma relativamente simple, en términos de ella (Hogg, 2000).

La distancia comovil en la línea de visión entre dos eventos cercanos (esto es, cercanas en z o distancia) es la distancia que mediríamos localmente entre los eventos en el presente si aquellos dos puntos estuviesen al mismo tiempo de Hubble. Ésta es la medida correcta de distancia para medir aspectos de estructura a gran escala con respecto a la constante de Hubble.

Para la estimación de las distancias lumínica y cómovil, asumiendo que se tienen valores para $\Omega_M \neq 0$, $\Omega_\Lambda \neq 0$ y $\Omega_k = 0$. La distancia cómovil está definida como (ecuación B.4 de Sulentic et al., 2006):

$$d_C = \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{\sqrt{\Omega_M(1+z')^3 + \Omega_\Lambda}} \quad (4.3)$$

Utilizando esta fórmula, con valores de la constante de Hubble $H_0=70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$:

$$d_C \approx \frac{c}{H_0} [1.500 (1 - e^{-\frac{z}{6.107}}) + 0.996 (1 - e^{-\frac{z}{1.266}})] \text{ Mpc} \quad (4.4)$$

Otra relación es la que se obtiene de medir el flujo monocromático de una fuente a un corrimiento al rojo z , a una distancia comóvil d_c del observador (Vázquez,

E. CRyA/UNAM), y que permite definir la distancia lumínica d_L de la siguiente forma:

$$d_L = d_c(1 + z) \text{ Mpc} \quad (4.5)$$

4.2.2. Luminosidad

Para obtener la luminosidad se utiliza la siguiente fórmula, donde la distancia está en Mpc (ecuaciones 4.3 y 4.5), pero el flujo observado obtenido de **specfit** es en $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ y se debe hacer la conversión correspondiente multiplicando los valores de dichas ecuaciones por $3.24078 \times 10^{24} \text{ cm}^2/\text{Mpc}$ tal que las unidades sean las apropiadas:

$$\lambda L_\lambda(5100\text{\AA}) = 4\pi d_L^2 F_\lambda(5100\text{\AA}) \text{ erg s}^{-1} \quad (4.6)$$

donde F_λ es el flujo específico de 5100\AA en el marco de referencia, es decir, $F_\lambda = \lambda F_{5100}$ y d_L es la distancia lumínica (ecuación 4.5).

La luminosidad bolométrica L_{bol} toma en cuenta la radiación emitida en todas las longitudes de onda, estas correcciones se obtienen de la información obtenida de la SED. Por ejemplo, Elvis et al. (1994) utilizando 12 telescopios construyeron un atlas de 47 SEDs de cuasares y de éste obtuvieron las correcciones bolométricas que ahora se utilizan frecuentemente. Aunque en la práctica, las luminosidades bolométricas se estiman reescalando la luminosidad monocromática a una cierta longitud de onda dependiendo de la región electromagnética, se utilizó a 5100\AA y el factor de corrección bolométrico igual a 10 como valor promedio en el caso de este trabajo, tomando en cuenta que diversos autores manejan valores de 8 hasta 12 (Kaspi et al. 2000, Richards et al. 2006 y sus referencias), es decir, $L_{bol} = 10\lambda L_\lambda$, con $\lambda=5100\text{\AA}$.

4.2.3. Luminosidad de Eddington

La acreción de material hacia agujeros negros supermasivos y la liberación de la energía gravitacional son fuentes de radiación en astrofísica. De dichos procesos, los cuales dependen directamente de la geometría, destacan en particular dos de ellos: la luminosidad de Eddington (L_{Edd}) y la tasa de acreción de Eddington (\dot{M}_{Edd}).

Una fuente central de masa M , en el caso de los AGNs, se tiene que es un agujero negro supermasivo, con una luminosidad total L y una luminosidad monocromática L_λ . Además de suponer que el gas ionizado de la BLR está a una distancia r de la fuente central. La fuerza de radiación que actúa sobre cada partícula del gas es:

$$F_{rad} = \frac{\sigma_T}{4\pi r^2 c} \int_0^\infty L_\lambda d\lambda \quad (4.7)$$

donde σ_T es la sección eficaz de Thompson c es la velocidad de la luz. La fuerza gravitacional sobre partícula está dada por:

$$F_g = \frac{GM\mu m_p}{r^2} \quad (4.8)$$

donde μ es el peso molecular medio (promedio de protones y neutrones por electrón, cercano a 1.17 para un gas totalmente ionizado tipo solar). La acreción esférica de un gas totalmente ionizado hacia el objeto central puede ocurrir siempre y cuando $F_g > F_{rad}$. El límite para la acreción, es decir $F_g = F_{rad}$, es lo que se conoce como la luminosidad de Eddington, y ésta se define como:

$$L_{Edd} = \frac{4\pi GM_{BH}\mu m_p}{\sigma_T} \approx 1.5 \times 10^{38} \left(\frac{M_{BH}}{M_\odot} \right) \text{ ergs}^{-1} \quad (4.9)$$

donde G es la constante gravitacional, M_{BH} es la masa del agujero negro supermasivo y m_p es la masa del protón. Y la constante ($1.5 \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$) depende del valor exacto utilizado para la metalicidad del gas solar, para un gas formado totalmente de hidrógeno, este valor cambia a 1.28×10^{38} . De esta manera, el valor de L_{Edd} está definido como la máxima luminosidad permitida para objetos, en un largo periodo de tiempo, que mantienen una acreción estable (siempre y cuando se tome en cuenta una geometría esférica). El concepto de L_{Edd} mencionado anteriormente sólo toma en cuenta un sólo valor para la opacidad debido a la dispersión de Compton, apropiado para un plasma totalmente ionizado. Y por tanto, un valor más realista sería el del caso de un gas neutro y una opacidad mayor, donde la L_{Edd} efectiva es un valor menor que el de la ecuación 4.9.

Tasa de acreción y eficiencia

Una vez definida la L_{Edd} se pueden obtener otras cantidades relevantes. Una de ellas es la tasa de acreción de Eddington. La tasa de acreción (\dot{M}) es la cantidad de materia que está siendo acretada al agujero negro supermasivo en un intervalo de tiempo, es decir, $\dot{M} = dM/dt$. Siguiendo el análisis de Frank et al. (2002) se tiene que en general, para un agujero negro de masa M y un radio R , la energía potencial gravitacional liberada por la acreción de una masa m es:

$$E = \frac{G M m}{R} \quad (4.10)$$

donde G es la constante gravitacional. La eficiencia para convertir material en reposo a radiación electromagnética debido a la caída de masa m es dependiente

de que tan compacto sea el objeto acretor: a mayor cociente M/R mayor será la eficiencia. Para un valor fijo de M/R , la luminosidad de un sistema acretor depende de la tasa \dot{M} al cual la materia es acretada.

Para objetos donde el mecanismo es el de acreción, el límite de Eddington implica un límite a la tasa de acreción \dot{M} (g s^{-1}). En el caso de agujeros negros, donde la materia cae a una región y no puede escapar, la energía debido a la acreción puede desaparecer (es decir, puede caer al agujero y aumentar la masa de éste) y no ser radiada. Por tanto, la luminosidad liberada durante el proceso (donde $R = R_*$, con R_* como el radio gravitacional $R_* = 2GM/c^2$) añadiendo un término llamado factor de eficiencia es:

$$L_{bol} = \frac{2\eta GM\dot{M}}{R_*} = \eta \dot{M} c^2 \quad (4.11)$$

Así, η mide que tan eficiente la energía en reposo del material acretado se convierte a radiación. Para un agujero negro no rotante el radio es $R = 1/6R_*$ y el valor de la eficiencia es $\eta \sim 0.1$ (Frank et al. 2002).

Otra cantidad importante es el tiempo de Eddington, que es el tiempo asociado a la tasa de acreción, y está dado como:

$$t_{Edd} = \frac{M}{\dot{M}_{Edd}} \quad (4.12)$$

De esta forma, se puede expresar la tasa de acreción relativa, es decir, la tasa de acreción por unidad de masa del agujero negro supermasivo como:

$$\frac{L}{L_{Edd}} \propto \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{Edd}} \propto \frac{\dot{M}}{M} \quad (4.13)$$

Y la tasa de acreción de Eddington normalizada estaría dada como:

$$\dot{m} = \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{Edd}} = \frac{\eta \dot{M} c^2}{L_{Edd}} \quad (4.14)$$

Si bien la tasa de acreción normalizada se ha usado, lo más común es utilizar el cociente de Eddington L_{bol}/L_{Edd} como reemplazo de \dot{m} .

4.2.4. Masa del Agujero Negro

Para la estimación de la masa del agujero negro se utiliza la ecuación (5) de Vestergaard & Peterson (2006) considerando la luminosidad en el continuo a 5100\AA y el FWHM(H_β):

$$\log M_{BH}(H_\beta) = \log \left\{ \left[\frac{\text{FWHM}(H_\beta)}{1000 \text{ km s}^{-1}} \right]^2 \left[\frac{\lambda L_\lambda(5100\text{\AA})}{10^{44} \text{ erg s}^{-1}} \right]^{0.5} \right\} + (6.91 \pm 0.02) \quad (4.15)$$

Esta ecuación fue derivada usando datos de mapeo de reverberación (Kaspi et al. 2005), donde desarrollaron una relación empírica entre el tamaño de la BLR de acuerdo a $H\beta$ (que es la distancia de la fuente central a la región emisora) y la luminosidad del continuo a 5100 Å:

$$R \propto L_\lambda(5100\text{\AA})^{0.50} \quad (4.16)$$

Por otro lado, la relación entre la luminosidad bolométrica y la luminosidad de Eddington se le conoce como el cociente de Eddington, y está dado por:

$$R_{Edd} = \frac{L_{bol}}{L_{Edd}} \quad (4.17)$$

Con las mediciones obtenidas del modelo de líneas de emisión (sección 3.2), se estimaron los parámetros de los objetos de la muestra, tales como su luminosidad bolométrica, la masa del agujero negro (BH) y el cociente de Eddington. En la Tabla 4.1 se observa que el intervalo de valores encontrados para la masa está dentro del régimen de intermedia y alta masa para objetos de bajo corrimiento al rojo. El 98 % de la muestra muestra cocientes de Eddington < 1 , es decir está asociado a valores sub Eddington.

Cuadro 4.1: Parámetros físicos obtenidos de la muestra de cuasares. En el Apéndice C se describe la estimación de errores para las cantidades calculadas.

HES Object	$\log \left(\frac{L_{bol}}{\text{ergs}^{-1}} \right)$	$\log \left(\frac{M_{BH}}{M_\odot} \right)$	$\log \left(\frac{L_{Edd}}{\text{ergs}^{-1}} \right)$	R_{Edd}
HE0119-2836	45.43±0.05	8.01±0.2	46.11±0.2	0.21±0.07
HE0126-3045	47.31±0.1	9.17±0.25	47.27±0.25	1.09±0.57
HE0317-2638	44.57±0.09	7.92±0.24	46.03±0.24	0.03±0.02
HE0329-2931	46.81±0.14	9.13±0.42	47.24±0.42	0.38±0.31
HE0439-2714	44.77±0.03	7.65±0.17	45.75±0.17	0.11±0.03
HE0441-2826	45.61±0.03	8.87±0.25	46.97±0.25	0.04±0.02
HE0444-3449	45.74±0.03	7.81±0.2	45.91±0.2	0.67±0.21
HE0450-2958	46.39±0.06	7.82±0.17	45.92±0.17	2.98±1.03
HE0853+0102	43.89±0.12	7.56±0.22	45.66±0.22	0.02±0.01
HE0914-0031	45.98±0.04	8.42±0.19	46.53±0.19	0.28±0.09
HE0952-1552	44.79±0.05	8.45±0.33	46.55±0.33	0.02±0.01
HE0956-0720	45.68±0.08	8.12±0.2	46.22±0.2	0.29±0.11
HE1009-0702	45.44±0.06	7.6±0.21	45.7±0.21	0.55±0.2
HE1012-1637	46.12±0.1	8.2±0.2	46.3±0.2	0.65±0.29
HE1017-0305	44.4±0.04	7.94±0.21	46.04±0.21	0.02±0.01

Table 4.1 continued from previous page

HES Object	$\log \left(\frac{L_{bol}}{\text{ergs}^{-1}} \right)$	$\log \left(\frac{M_{BH}}{M_{\odot}} \right)$	$\log \left(\frac{L_{Edd}}{\text{ergs}^{-1}} \right)$	R_{Edd}
HE1019-1413	44.49±0.04	7.64±0.18	45.74±0.18	0.06±0.02
HE1029-1831	44.2±0.05	7.43±0.18	45.54±0.18	0.05±0.01
HE1031-0146	47.2±0.14	9.38±0.23	47.48±0.23	0.52±0.29
HE1043-1443	46.67±0.12	9.02±0.29	47.12±0.29	0.35±0.21
HE1050-2711	45.67±0.04	7.96±0.19	46.06±0.19	0.41±0.12
HE1106-2321	45.32±0.01	7.83±0.17	45.94±0.17	0.24±0.06
HE1107-0813	44.76±0.02	7.57±0.21	45.67±0.21	0.12±0.03
HE1115-1735	45.87±0.02	8.52±0.37	46.62±0.37	0.18±0.09
HE1122-1315	46.45±0.05	8.69±0.26	46.79±0.26	0.45±0.2
HE1125-1302	45.65±0.16	8.45±0.56	46.55±0.56	0.13±0.12
HE1125-3028	46.67±0.07	9.0±0.32	47.1±0.32	0.36±0.2
HE1134-2212	44.63±0.1	8.28±0.27	46.38±0.27	0.02±0.01
HE1136-1334	46.38±0.16	8.01±0.24	46.11±0.24	1.88±1.14
HE1140-2130	45.87±0.1	8.11±0.25	46.22±0.25	0.45±0.22
HE1217-1340	44.68±0.04	8.05±0.21	46.15±0.21	0.03±0.01
HE1226+0219	46.72±0.02	8.8±0.19	46.9±0.19	0.66±0.19
HE1228+0131	45.61±0.01	7.69±0.19	45.8±0.19	0.65±0.16
HE1252+0200	46.18±0.05	8.75±0.21	46.85±0.21	0.21±0.08
HE1254-0934	44.89±0.02	8.21±0.23	46.31±0.23	0.04±0.01
HE1312-1200	46.18±0.04	8.19±0.21	46.29±0.21	0.78±0.26
HE1328-2508	43.83±0.03	7.87±0.19	45.97±0.19	0.01±0.0
HE1338-1423	44.24±0.25	6.96±0.32	45.06±0.32	0.15±0.12
HE1347-0051	46.55±0.08	8.36±0.21	46.47±0.21	1.2±0.53
HE1348-1758	43.3±0.02	5.93±0.17	44.03±0.17	0.19±0.04
HE1358-1157	46.32±0.05	8.57±0.19	46.67±0.19	0.45±0.15
HE1400-0826	44.33±0.07	7.24±0.2	45.34±0.2	0.1±0.04
HE1403-1137	46.43±0.24	8.63±0.33	46.73±0.33	0.51±0.43
HE1419-1048	45.34±0.06	7.93±0.21	46.04±0.21	0.2±0.07
HE1426+0130	45.18±0.01	8.42±0.24	46.52±0.24	0.05±0.01
HE1434-1600	45.33±0.04	8.01±0.23	46.11±0.23	0.17±0.06
HE1513+4816	45.94±0.02	8.21±0.18	46.31±0.18	0.42±0.11
HE1522-0955	45.08±0.06	7.72±0.18	45.82±0.18	0.18±0.06
HE1859+6909	46.03±0.02	8.19±0.21	46.29±0.21	0.55±0.16
HE2140-3012	45.02±0.02	7.41±0.18	45.51±0.18	0.33±0.08
HE2152-2105	44.41±0.04	7.41±0.18	45.51±0.18	0.08±0.02
HS0014+0504	44.89±0.03	8.68±0.22	46.78±0.22	0.01±0.0
HS0041+0117	46.86±0.03	8.3±0.19	46.41±0.19	2.85±0.88
HS0058+4213	45.38±0.03	8.46±0.22	46.56±0.22	0.07±0.02
HS0137+2329	46.64±0.03	8.14±0.25	46.24±0.25	2.52±1.0
HS0306+1051	45.65±0.02	8.42±0.2	46.52±0.2	0.14±0.04
HS0322+1738	45.95±0.03	8.71±0.2	46.81±0.2	0.14±0.04
HS0338+0443	44.94±0.02	7.76±0.17	45.86±0.17	0.12±0.03
HS0404+0629	45.9±0.12	8.4±0.22	46.5±0.22	0.25±0.13

Table 4.1 continued from previous page

HES Object	$\log \left(\frac{L_{bol}}{\text{ergs}^{-1}} \right)$	$\log \left(\frac{M_{BH}}{M_{\odot}} \right)$	$\log \left(\frac{L_{Edd}}{\text{ergs}^{-1}} \right)$	R_{Edd}
HS0704+3835	46.29±0.02	8.95±0.28	47.05±0.28	0.17±0.07
HS0710+3825	45.57±0.02	7.69±0.19	45.8±0.19	0.6±0.16
HS0715+5714	45.33±0.05	8.5±0.19	46.6±0.19	0.05±0.02
HS0719+3036	44.89±0.07	7.72±0.19	45.82±0.19	0.12±0.04
HS0720+3558	44.57±0.07	8.38±0.21	46.48±0.21	0.01±0.0
HS0727+6205	46.41±0.02	8.44±0.21	46.54±0.21	0.73±0.23
HS0749+1943	45.56±0.02	8.28±0.18	46.38±0.18	0.15±0.04
HS0806+6212	45.26±0.1	8.54±0.27	46.64±0.27	0.04±0.02
HS0813+2425	45.54±0.08	7.78±0.25	45.88±0.25	0.45±0.21
HS0825+2343	46.13±0.03	8.83±0.2	46.94±0.2	0.16±0.05
HS0843+2533	44.35±0.04	7.88±0.27	45.98±0.27	0.02±0.01
HS0934+3259	44.94±0.04	7.99±0.36	46.09±0.36	0.07±0.03
HS1022+4027	45.91±0.07	8.69±0.26	46.79±0.26	0.13±0.06
HS1059+0900	46.11±0.03	7.8±0.17	45.9±0.17	1.64±0.46
HS1102+3441	46.56±0.05	8.9±0.27	47.0±0.27	0.36±0.16
HS1148+4728	46.01±0.04	7.87±0.21	45.97±0.21	1.08±0.38
HS1255+4445	45.77±0.03	7.9±0.2	46.0±0.2	0.59±0.18
HS1405+2947	46.91±0.04	9.13±0.4	47.23±0.4	0.48±0.29
HS1453+2802	45.14±0.04	7.53±0.2	45.64±0.2	0.32±0.1
HS1531+6220	47.01±0.08	8.64±0.55	46.74±0.55	1.86±1.62
HS1616+6445	45.12±0.03	7.41±0.17	45.52±0.17	0.4±0.1
HS1706+6901	46.45±0.08	8.89±0.23	46.99±0.23	0.29±0.13
HS1747+5303	44.53±0.03	6.78±0.18	44.89±0.18	0.45±0.12
HS1817+5342	45.2±0.02	7.57±0.18	45.67±0.18	0.34±0.09
HS1818+6740	45.84±0.02	8.12±0.18	46.22±0.18	0.42±0.11
HS1824+6507	46.14±0.02	8.22±0.2	46.32±0.2	0.65±0.19
HS1831+5338	44.04±0.07	6.97±0.18	45.07±0.18	0.09±0.03
HS1838+6552	45.36±0.03	8.36±0.23	46.46±0.23	0.08±0.03
HS2113+1856	47.01±0.05	8.95±0.26	47.05±0.26	0.9±0.39
HS2247+1044	45.06±0.02	7.56±0.2	45.66±0.2	0.25±0.07
HS2253+2716	46.05±0.03	8.23±0.21	46.33±0.21	0.53±0.17

4.3. Parámetros espectrales de las líneas de emisión anchas y angostas.

Los valores espectrales de cada uno de los ajustes espectrales, así como las demás propiedades físicas se encuentran en la tabla A.3 (Apéndice A, sección 3). A continuación se describen en las columnas que contiene dicha tabla:

1. Nombre asignado de los catálogos Hamburg-ESO (HE) y Hamburg-Survey (HS).
- 2 - 3. Corrimiento al rojo. Como ya se mencionó anteriormente, el marco de re-

ferencia en reposo fue obtenido utilizando la componente angosta de $H\beta$ en los casos donde se observó dicha emisión. Para los objetos donde no fue visible, se utilizó $[OIII]\lambda 5007$. Para aquellos que se observaron ambas, se tomo un promedio de ambos valores. La columna 3 contine sus errores asociados.

4. Cociente de señal a ruido (S/N) en la ventana del continuo en el rango de 5080-5120 Å.

5 - 6. Factor de normalización del flujo en el continuo a 5100Å y su error asociado.

7 - 8. Flujo del continuo a 5100Å. El flujo en el continuo está en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ y el error asociado.

9 -14. Parámetros de la ley de potencias, en el caso donde fue necesario ajustar una ley de potencias quebrada se especifica el valor para la longitud de onda donde se hace el cambio de índice espectral y los dos valores de α .

15 - 20. Flujo, EW y FWHM de $H\beta_{BC}$ y sus errores asociados.

21 - 24. Flujo y FWHM de la componente azul de $H\beta$ y sus errores asociados.

25 - 28. Flujo y EW de FeII en el rango 4435-4685Å y sus errores asociados.

29 - 30. Cociente R_{FeII} y sus respectivos errores.

31 - 37 Flujo y FWHM de las componentes angostas y anchas de $HeII\lambda 4686$ y sus errores asociados.

38 - 44. Flujo y FWHM de las componentes angostas y muy anchas de $H\beta$ ($H\beta_{NC}$ y $H\beta_{VBC}$, respectivamente) y sus errores asociados.

45 - 52. Flujo y FWHM de las componentes angostas y semianchas de $[OIII]\lambda 5007$ con sus errores asociados.

53 - 56. Flujo y FWHM de $[FeVI]\lambda 5177$ o $[NI]\lambda 5200$ con sus errores.

57 - 62. Longitud de onda, EW y FWHM de la componente de absorción intrínseca observada en algunos espectros junto con los errores.

63 - 72. Masa del agujero negro supermasivo, luminosidad en el continuo a 5100Å, luminosidad bolométrica, luminosidad de Eddington y el cociente de Eddington, cada uno con sus errores asociados.

Capítulo 5

Resultados y Discusiones

5.1. Plano óptico del E1

Haciendo la comparación del método por mediciones automáticas utilizando **splot** y después las hechas por la rutina **specfit**, se encuentra que ya no se tienen objetos pertenecientes a las poblaciones B1+ ($R_{FeII} < 0.5$ y $FWHM(H\beta) > 8000 \text{ km s}^{-1}$) observadas en la figura 3.1 y los cuasares anteriormente vistos en las poblaciones A3-A4 ($R_{FeII} > 1$ y $FWHM(H\beta) < 4000 \text{ km s}^{-1}$).

Una vez obtenidas las mediciones de la muestra usando los ajustes y el modelo obtenido por **specfit**, se procedió a graficar el plano óptico del E1 (figura 5.1), se observan sólo objetos de las poblaciones A1, A2 y B1 y un sólo un cuasar que corresponde a la población B1+. Esta diferencia se debe justamente a que gracias a **specfit**, el modelo que se ajustó fue más preciso componente a componente y ya no se presentan sobre estimaciones mencionadas en la sección 3.1.1 para los cuasares que presentaban una componente estelar visible (en total, 6 objetos) y aquellos que presentaban una componente VBC o Blue de $H\beta$. En estos objetos en particular, el parámetro que fue afectado directamente es el $EW(FeII)$ y por tanto el cociente R_{FeII} . Si bien las mediciones automáticas son la mejor opción cuando se manejan grandes cantidades de objetos, utilizar un análisis multicomponente más detallado mejora las estimaciones en pequeñas muestras como ocurre con este trabajo, diferencia que se puede notar al comparar la figura 5.1 con la obtenida por Shen & Ho (2014) empleando mediciones automáticas (figura 3.2)

Comparando con la obtenida utilizando el método de las mediciones automáticas (figura 3.1) se observa que el 66 % de la muestra son objetos Pop A, donde 41 de ellos son A1 y 18 son A2. Del total de la muestra el 44 % son población B, donde 22 son objetos de tipo B1, 7 son B2 y hay un sólo cuasar (HS0014+0504) que es B1+. Se obtuvo que el valor máximo de R_{FeII} fue de 0.837 ± 0.012 , donde el 72 % de la muestra total se encuentra entre $0 < R_{FeII} < 0.5$ y el restante tiene un valor superior a 0.5. El $FWHM(H\beta)$ máximo es de $8155 \pm 75 \text{ km s}^{-1}$, que corresponde al único objeto de la población B+.

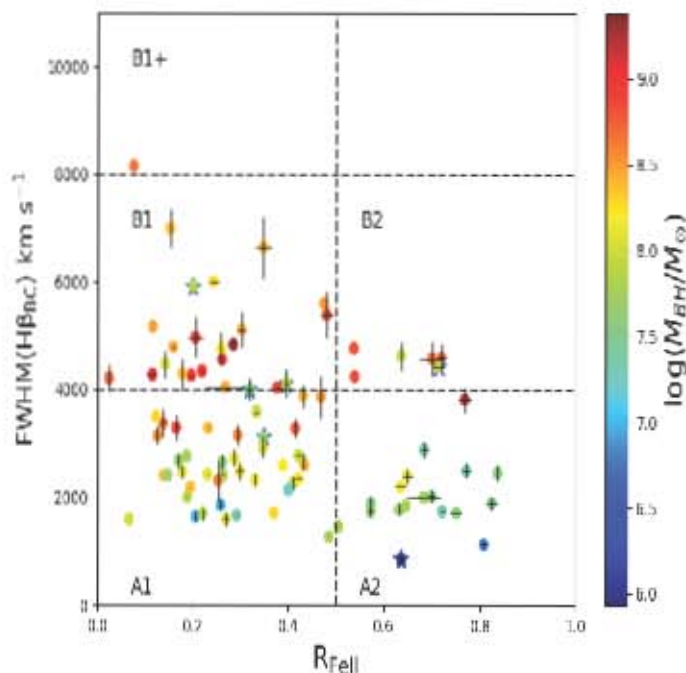


Figura 5.1: Plano óptico de los cuasares de la muestra del HE en el parámetro del E1 usando las mediciones obtenidas por **specfit**. El código de colores representa el logaritmo de la masa del agujero negro $M_{BH}(M_{\odot})$. Las estrellas azules son los objetos que muestran contribución estelar de la galaxia anfitriona.

El intervalo de valores encontrados del logaritmo para la masa (M_{BH}) fue de 5.93 ± 0.17 y 9.38 ± 0.23 (M_{\odot}), lo que cae dentro del régimen de baja (<6), intermedia (7-8) y alta masa (>8) para objetos de bajo corrimiento al rojo. Y de la figura 5.1 se puede observar el gradiente de colores que representan los valores logarítmicos de las masas M_{BH} , lo cual nos está indicando que los objetos de la pop B son más masivos respecto a los objetos de la pop A.

Respecto a los demás parámetros estudiados en el parámetro del E1 como el cociente de Eddington, el efecto Baldwin y algunas relaciones espectrales de las líneas de emisión relevantes alrededor de $H\beta$ se hablará con más detalle en las secciones siguientes.

5.2. Cociente de Eddington en función de R_{FeII}

Uno de los parámetros que definen a los cuasares es la luminosidad de Eddington, ya que el cociente entre la luminosidad bolométrica y la de Eddington nos permite estimar cuáles objetos tienen altas tasas de acreción. Por otro lado, se ha propuesto que el cociente R_{FeII} puede ser un estimador de los cuasares altamente

acretores o cuasares extremos (xA, Marziani & Sulentic 2014, Negrete et al. 2018). Estos autores proponen que se pueden considerar cuasares extremos aquellos que presenten un $R_{FeII} > 1$.

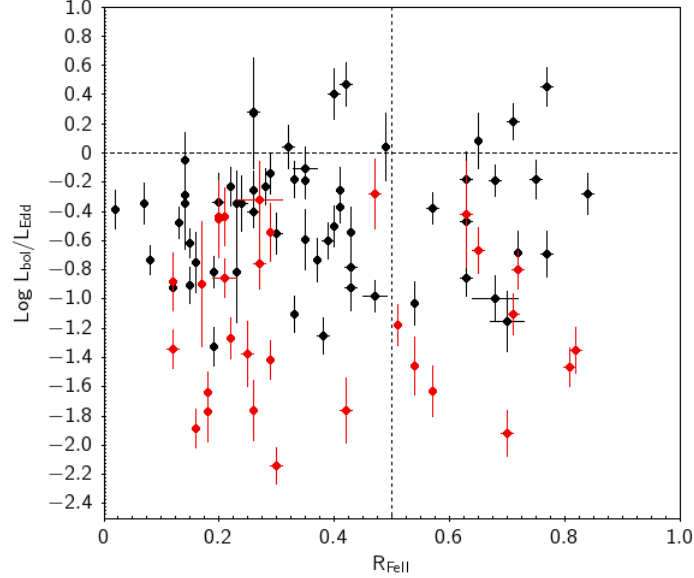


Figura 5.2: Comportamiento del cociente de Eddington como función de R_{FeII} . En rojo se identifican los objetos que pertenecen a la población B; en negro los de la población A.

De la figura 5.2 se puede observar que para la muestra de cuasares de este trabajo esta dependencia no es tan clara, esto se puede deber a que no se tienen cuasares con un cociente $R_{FeII} > 1$. En este trabajo se observa que los objetos con mayor R_{Edd} son los que corresponden a la población A, aunque hay algunos que presentan un valor bajo para el cociente R_{FeII} . De tal forma que la dependencia de la selección empírica de que $R_{FeII} > 1$ marque un límite al cociente L_{bol}/L_{Edd} para esta muestra no se observa como lo sugieren dichos autores.

En Negrete et al. (2018) además la dependencia con el cociente de Eddington, se plantea un segundo parámetro de selección para obtener la población de cuasares extremos. Este parámetro es el cociente de la intensidad de la componente azul de $H\beta$ con respecto a $H\beta$ como función de L_{bol}/L_{Edd} . Para este trabajo, se encuentran solamente 13 objetos que muestran un componente azul de $H\beta$ y dado que no se tienen cuasares con un $R_{FeII} > 1$ no se puede describir una dependencia como la observada en la figura 9 de Negrete et al. (2018). Si bien la presencia de la componente azul de $H\beta$ es esperada en objetos xA, no siempre es fácil de detectarla. Dicha componente se espera en objetos de población A (aunque no se excluye que pueda estar en objetos de población B a alta z ; Negrete et al. 2012) donde el perfil utilizado para la componente ancha de $H\beta$ es una lorentziana, y al obtener el residuo se observa que es necesario ajustar en la parte azul de $H\beta$ una gaussiana.

5.3. Emisión de [OIII] y su relación con $H\beta$

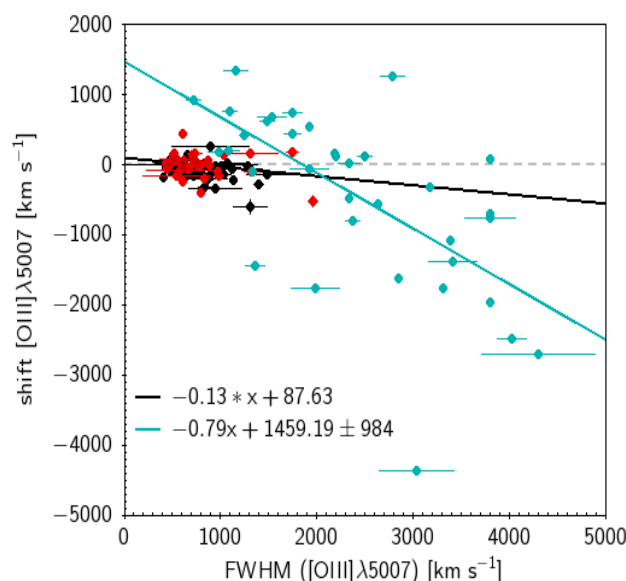


Figura 5.3: Corrimiento de la línea de [OIII] λ 5007 en el marco en reposo de las componentes NC y SB vs. FWHM ([OIII] λ 5007). La línea punteada representa el centroide de la emisión esperado en el marco en reposo, es decir sin ningún desplazamiento. Las líneas sólidas en azul y en negro son el ajuste lineal. En azul se muestran los objetos que muestran componente SB y el significado de los símbolos es igual a la figura 5.2.

Existen diversos análisis de las componentes angosta (narrow component - NC) y semi ancha (semi broad - SB) de [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007 (Zamfir et al. 2010, Zhang et al. 2011 y sus referencias), donde se ha encontrado que esta última tiene anchos típicos de ~ 1000 - 2000 km s^{-1} y por lo general está corrida al azul. En la figura 5.3 se puede observar que existe una débil tendencia entre el FWHM ([OIII] λ 5007) NC y el desplazamiento de la componente angosta de [OIII] λ 5007 para los objetos de población B, con un factor de correlación de Pearson (*Pearson product-moment correlation coefficient*-PPMCC) de -0.273 al ajuste lineal. Para los objetos de población A dicha relación es marginal (con un factor de -0.043) ya que la dispersión de la distribución de los puntos es mayor (aunque pareciera que tienden a seguir la tendencia marcada por la población B cuando el shift es menor alrededor de cero). La línea punteada representa un desplazamiento igual a cero para la línea de emisión en el marco en reposo. Las líneas sólidas en azul y en negro son el ajuste lineal de la SB (azul) y de la NC (negro) de [OIII] λ 5007 obtenido usando el método de mínimos cuadrados.

En la mayoría de los casos donde se observó un mayor corrimiento a la parte azul de la componente angosta de [OIII] se observa un aumento en la anchura del FWHM, y éstos en su mayoría fueron objetos de población A, sólo unos cuantos objetos (~ 20) mostraron un corrimiento a la parte roja del marco en reposo y

pertenecen a la población B en su mayoría. El máximo valor del FWHM ($[OIII]$) corresponde a HS0322+1738, con 1747 ± 62 km s $^{-1}$ y que corresponde a uno de los objetos corridos al rojo de la población B con un shift de $\sim 169\pm 25$ km s $^{-1}$.

En la figura 5.3 se observa el comportamiento de los desplazamientos de la componente SB y NC de $[OIII]\lambda 5007$, donde para cada uno se le hizo un ajuste lineal para identificar la relación entre ambas componentes, la cual se muestra en la figura y el factor de correlación es -0.590 . Para $[OIII]\lambda 5007$ SB se observa que la relación no es tan estrecha como para decir que hay una dependencia directa, la desviación estándar de este ajuste es de ~ 984 km s $^{-1}$. El ajuste lineal usado para la componente angosta se observa que es hay una mejor correlación del desplazamiento de $[OIII]\lambda 5007$ y su FWHM como ya se ha mencionado, la desviación estándar en este caso fue de ~ 287 km s $^{-1}$.

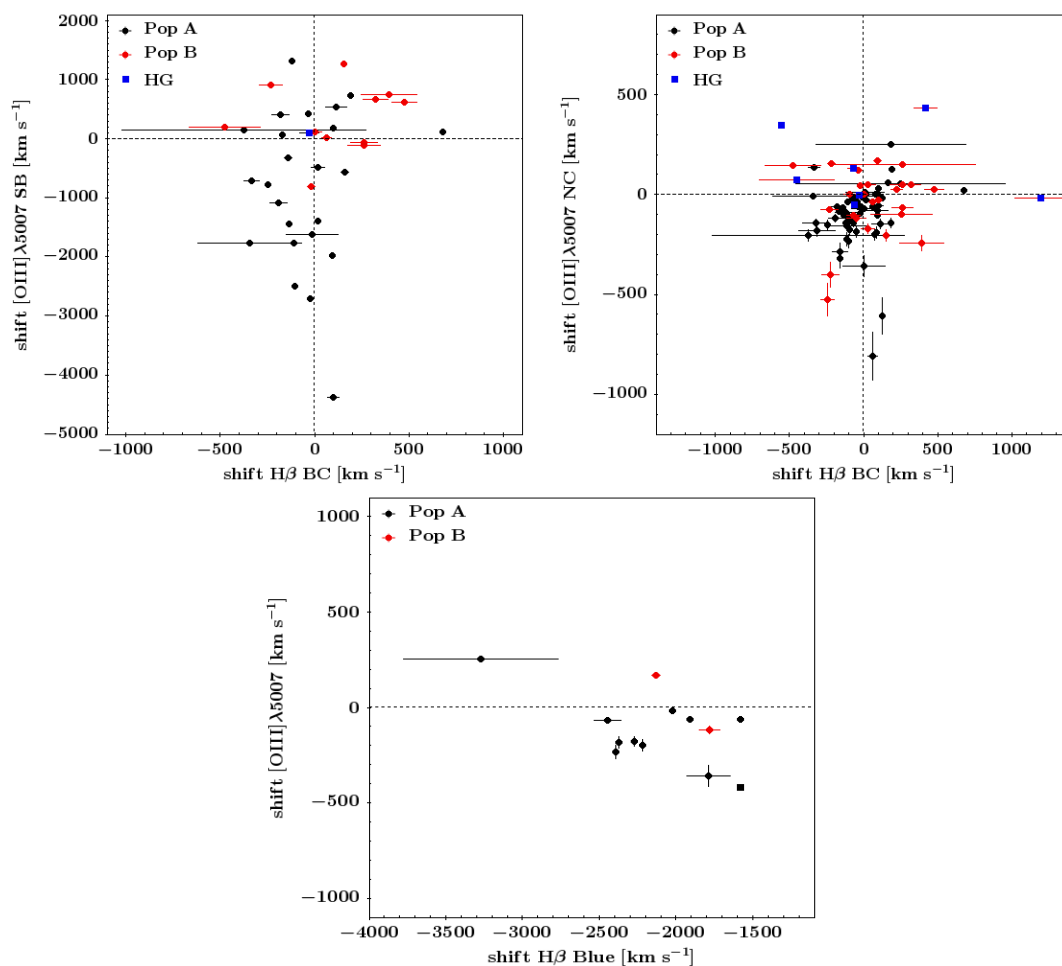


Figura 5.4: Panel superior izquierdo: Corrimiento de $[OIII]\lambda 5007$ SB vs. corrimiento de $H\beta$ BC en el marco de reposo. Panel superior derecho: corrimiento de $[OIII]\lambda 5007$ NC vs. corrimiento de $H\beta$ BC en el marco de reposo. Panel inferior: corrimiento de $[OIII]\lambda 5007$ vs. corrimiento de la componente azul de $H\beta$. Las líneas punteadas representan el centroide de la emisión sin ningún desplazamiento. El significado de los símbolos es igual a la figura 5.2.

Haciendo un análisis ahora sobre la relación entre la componente ancha ($H\beta$ BC) respecto al desplazamiento de la componente semiancha de $[OIII]\lambda 5007$ ($[OIII]$ SB), no se observa una dependencia entre el desplazamiento de $H\beta$ BC de los objetos de población B y el desplazamiento de $[OIII]$ SB (figura 5.4, panel superior izquierdo). De la figura 5.4 (panel superior derecho) se observa que las componentes $[OIII]$ NC y $H\beta$ BC están relacionadas estrechamente al no tener desplazamientos mayores a 1000 km s^{-1} , esto es un indicativo de que tan buenas fueron las estimaciones de los corrimientos al rojo de este trabajo. Al usar la componente angosta de $[OIII]\lambda 5007$ (y en donde fuese visible la componente angosta de $H\beta$) las estimaciones de los valores de z calculados de este trabajo son consistentes respecto a los que están en la literatura de *NED*, donde la desviación estándar para z en este trabajo fue de ~ 0.002 , comportamiento que también se puede observar en la figura 5.5 dentro de los rangos de error ($\pm 209 \text{ km s}^{-1}$) y sólo algunos objetos son los que están fuera de los errores.

Para la componente angosta de $[OIII]\lambda 5007$ (figura 5.4, panel inferior) la tendencia muestra que mientras más grande sea el desplazamiento de las contribuciones de $H\beta$ Blue (13 galaxias en la muestra), el desplazamiento de $[OIII]$ SB parece que también está siendo afectado de tal forma que no se observan desplazamientos mayores a 500 km s^{-1} , es decir, aún cuando se detecta la componente azul de $H\beta$ con desplazamientos considerables, no existen corrimientos al azul significativos para $[OIII]$ SB.

A manera de resumen, no se observan relaciones estrechas para las componentes BC de $H\beta$ y la NC y SB de $[OIII]\lambda 5007$, en el caso de $[OIII]$ SB y $H\beta$ Blue para este trabajo se puede decir que no se encuentra una dependencia y esto se puede deber a que sólo hay 13 objetos que mostraron una componente Blue de $H\beta$ (y ninguno de ellos es tienen un valor de $R_{FeII} > 1$). Para determinar la naturaleza de la relación $[OIII]$ SB y $H\beta$ Blue se necesitan más observaciones y un análisis más detallado a los perfiles de línea de dichas emisiones.

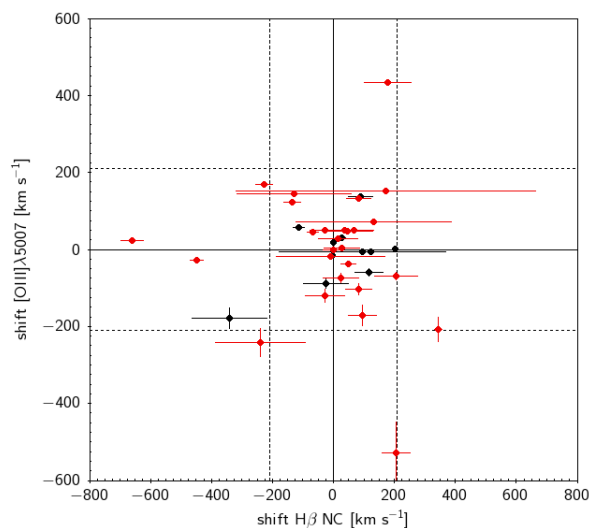


Figura 5.5: Corrimiento de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ vs corrimiento de $\text{H}\beta$, ambas componentes angostas. Las líneas sólidas representan el centroide de la emisión en el marco en reposo, es decir sin ningún desplazamiento. Las líneas punteadas es la desviación estándar de $\pm 209 \text{ km s}^{-1}$. El significado de los símbolos es igual a la figura 5.2.

5.4. Efecto Baldwin

Baldwin (1977) propuso que los cuasares seguían una relación entre los anchos equivalentes en el marco en reposo para las líneas del UV (es decir, C IV , $\text{Ly}\alpha$, entre otras) y la luminosidad del continuo a 1350\AA (L_{1350}), a este comportamiento se le denominó efecto Baldwin (*Baldwin Effect- BE*). Diversos trabajos consideran esta relación importante debido a que permite estudiar la física de las diversas regiones emisoras presentes en los AGNs. El BE se ha encontrado tanto para líneas anchas de emisión en el UV como en el óptico (Shields, 2007), y más recientemente se ha encontrado este efecto para las líneas angostas del UV y óptico (Croom et al. 2002, Zhang et al. 2013 y sus referencias). Se ha propuesto que el BE puede ser usado para probar las predicciones de los modelos de la SED como función de la luminosidad (Dietrich et al. 2002), o como prueba de los modelos cosmológicos a altos corrimientos al rojo (Shields, 2007).

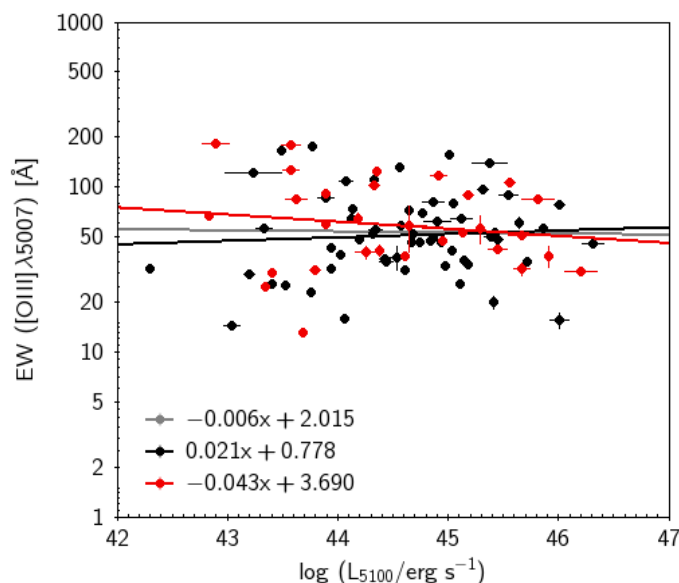


Figura 5.6: Gráfica de la dependencia del EW de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ respecto a la luminosidad a 5100\AA para poder encontrar el efecto Baldwin en la muestra de este trabajo. Las líneas sólidas representan el ajuste lineal realizado para cada una de las poblaciones A y B (líneas negra y roja, respectivamente) y la línea gris es el ajuste lineal de la muestra total. El significado de los símbolos es igual a la figura 5.2.

Para este trabajo se buscó explorar la posible relación entre la luminosidad del continuo a 5100\AA y el ancho equivalente de la línea angosta $[\text{OIII}]\lambda 5007$ siguiendo el análisis de Negrete et al. (2018), Sulentic et al. (2017), y sus referencias. En la figura 5.6 se observa que para este trabajo no hay una dependencia considerable de la luminosidad y el EW. En los ajustes lineales a la muestra, se esperaría una pendiente negativa para que se pueda decir que hay BE debido a que se está suponiendo que el ancho equivalente disminuye para valores más grandes de luminosidades en el continuo. El ajuste lineal para la muestra total indica que hay un factor de correlación de -0.006 con una pendiente negativa igual a -0.006 , para la población A es incluso positiva dando un valor de 0.067 con una pendiente positiva igual a 0.021 y para la población B se tiene que es -0.153 con pendiente igual a -0.043 . Si se toma en cuenta que la desviación estándar de $\log \text{EW}(5100\text{\AA})$ es de 0.256 , los valores de los factores de la correlación para los tres ajustes no es muestra de la presencia del BE para este trabajo aún cuando en el ajuste de la muestra total y de la población B sean negativas las pendientes. Las líneas sólidas son los ajustes lineales de toda la muestra (gris), la población A (negro) y la población B (rojo) encontradas utilizando el método de mínimos cuadrados.

5.5. Discusión

Recordemos que el plano óptico del E1 se considera análogo al Diagrama Hertzsprung-Russell (HR) en el sentido de que plantea una clasificación de los AGNs de líneas de emisión anchas considerando las propiedades físicas y dinámicas del gas alrededor del agujero negro super masivo. De la figura 5.1 se puede apreciar la distribución de la muestra en el plano óptico E1, resaltando la falta de objetos que se pueden considerar candidatos a cuasares extremos (xA). Trabajos previos (Mendoza-Castrejón et al. 2015 y sus referencias) han identificado que para objetos de población B, las galaxias predominantes serían las elípticas tempranas debido a las altas masas asociadas a los agujeros negros centrales y que se pueden asociar con el tamaño del bulbo de la galaxia anfitriona, mientras que los cuasares de población A podrían ser galaxias espirales tardías, de lo cual se esperaría una vez sabiendo que la tasa de acreción aumenta con R_{FeII} , esto indica que hay material y gas cayendo al agujero negro, y la existencia de este material se encuentra en su mayoría en galaxias de disco, aunque se puede dar el caso de que por interacción de marea entre dos galaxias, una de AGN con otra compañera cercana, permita la caída de material a las regiones centrales (Mendoza-Castrejón et al. 2015).

En lo que respecta a los resultados obtenidos de este trabajo se pueden resumir de la siguiente manera:

1. De la figura 5.1 se puede observar la distribución de la muestra del catálogo del Hamburg-ESO, resaltando que sólo hay poblaciones A1, A2, B1, B1+ (sólo un objeto) y B2. Esto indica que se necesitan añadir más objetos para poder encontrar poblaciones "extremas" (B1++ o A3-A4) para poder hacer una comparación estadísticamente significativa respecto a muestras más grandes como la del SDSS (Shen & Ho, 2014).
2. Debido a lo anterior, no es concluyente la relación entre el cociente de Eddington y el cociente R_{FeII} que permita realizar una comparación de los parámetros físicos de posibles candidatos a cuasares extremos según Negrete et al. (2018). Si bien en la muestra no se encontraron cuasares xA sí se encontraron objetos con valores de tasas de acreción mayor a 1, siendo el 10 % de la muestra total para un análisis más detallado a estos objetos.
3. Las componentes BC y Blue de $H\beta$ respecto a las componentes NC y SB de $[OIII]\lambda 5007$ no parecen ser estar estrechamente relacionadas. Se puede observar una tendencia en la figura 5.5 (panel derecho) que indica que no hay corrimientos al azul significativos en la NC de $[OIII]$ pero sí en la SB, aunque se tengan valores de FWHM ($[OIII]$ SB) $< 250 \text{ km s}^{-1}$, se asocia para los valores mayores que 250 a fuentes externas a la NLR que pueden estar en la línea de visión del observador, mientras que observar una componente en la parte roja del espectro se propone como un posible cascarón de material que está en expansión aunque aún hace falta estudiar más a estos objetos para poder afirmar dicha idea. Tanto el desplazamiento de $[OIII]\lambda 5007$ como

el de $H\beta$ NC es bajo, y esto es de esperarse por ser parte de las nubes de gas más alejadas que orbitan al agujero negro y ya no son afectadas por el movimiento debido al potencial gravitacional de la fuente central y esto le da confiabilidad a los valores de z obtenidos en este trabajo usando dichas líneas de emisión.

4. Para el comportamiento de $H\beta$ Blue, dicha componente se asocia a vientos que producen emisión corrida al azul observada más claramente en los perfiles de líneas de alta ionización como CIV λ 1549 (Sulentic et al. 2017). Un análisis más detallado para detectar el efecto de la componente en el azul de $H\beta$ es calcular el centroide en fracciones de la intensidad máxima $c(9/10)$ a diferentes alturas que usualmente son a $c(1/2)$, $c(1/4)$ y $c(1/10)$ tal que se pueda encontrar la componente azul. Este análisis será realizado para profundizar más en los efectos que tiene la componente en el azul de $H\beta$ como trabajo a futuro.
5. En lo que respecta el efecto Baldwin, para este trabajo no se encontró una relación entre el ancho equivalente de [OIII] λ 5007 y la luminosidad del continuo a 5100Å tomando en cuenta la desviación estándar de -0.256 respecto de los factores de correlación calculados.

Capítulo 6

Conclusiones y trabajo a futuro

En este trabajo se presentaron y analizaron observaciones espectroscópicas en la región espectral de $H\beta$ para 89 AGNs de tipo 1 con $z \leq 0.8$. Las observaciones de los objetos a una magnitud límite de $M_v < 17$ se realizaron en el Telescopio de 2.1 m localizado en San Pedro Mártir, Ensenada, con una S/N promedio en el continuo de ~ 53 . Los cuasares de este trabajo seleccionados del catálogo Hamburg-ESO se escogieron porque no presentan un sesgo debido al exceso fotométrico en el UV observado en otras muestras similares de cuasares brillantes como lo es en los objetos Palomar-Green.

Una vez hecha la reducción de los espectros correspondientes, se procedió a realizar los ajustes de las componentes espectrales que se observan en el óptico, utilizando primero un método simple que es a través de mediciones automáticas para así asignar como primera aproximación el tipo de perfil de línea asociado y a su vez, identificar los objetos pertenecientes a las distintas poblaciones según el espacio de parámetros del E1 en el óptico. Por otro lado, utilizando la rutina **specfit** se realizaron los ajustes de manera más precisa para cada línea de emisión en la región de 4435-5400 Å. De esta forma, se encontraron 59 objetos que pertenecen a la población A, mientras que los restantes 30 son de población B.

Con las mediciones obtenidas del modelo de líneas de emisión (sección 3.2), se estimaron los parámetros físicos de los objetos tales como la luminosidad bolométrica, la masa del agujero negro (BH) y el cocientes de Eddington. El intervalo de valores encontrados del logaritmo para la masa (M_{BH}) fue de 5.93 ± 0.17 y 9.38 ± 0.23 (M_\odot), lo que cae dentro del régimen de baja (< 6), intermedia (7-8) y alta masa (> 8) para objetos de bajo corrimiento al rojo. El logaritmo de las luminosidades bolométricas ($\log L_{bol}$) van entre 43.35 ± 0.02 a 47.31 ± 0.10 (erg s^{-1}) y los cocientes de Eddington (L_{bol}/L_{Edd}), el 90% de la muestra tiene valores sub Eddington (< 1) y los objetos con valores super Eddington serán analizados cuidadosamente en el futuro para corroborar este hallazgo y entender los mecanismos y condiciones físicas que deriven en estas acreciones.

Respecto a las líneas de emisión de [OIII] y $H\beta$, existe una cierta tendencia entre

el ancho de [OIII] con su desplazamiento, mientras más grande sea uno el otro también aumentará. Para la relación que existe entre las componentes angostas de $H\beta$ y [OIII] se encuentra que la dispersión de los puntos es baja, y usar estas componentes para estimar los corrimientos al rojo se consideran confiables. Para esta muestra se encontró que no existe una relación significativa para los anchos equivalentes de [OIII] λ y la luminosidad en el continuo a 5100\AA , es decir, no hay un efecto Baldwin detectable, resultado similar al reportado por Negrete et al. (2018) para objetos xA.

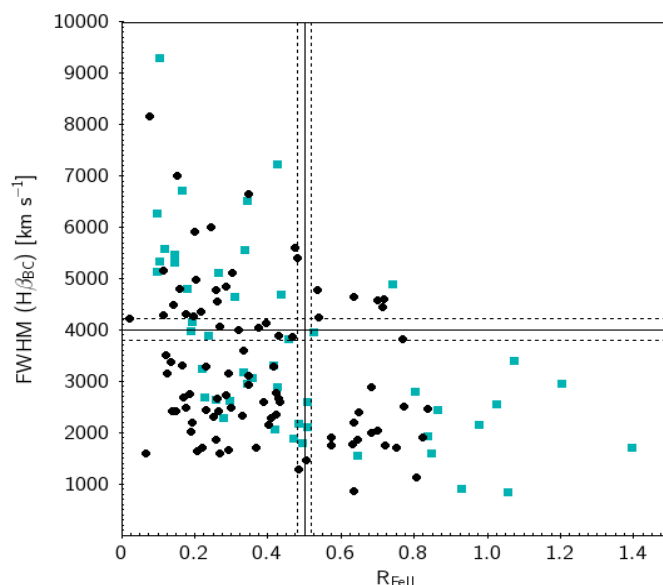


Figura 6.1: Comparación del plano óptico del E1 de la muestra con el catálogo Hamburg-ESO (en negro) con la muestra de cuasares de Palomar-Green (en azul). Las líneas punteadas representan los errores promedio obtenidos en este trabajo para el $FWHM(H\beta_{BC})$ y el cociente R_{FeII} y los errores asociados a los cuasares PG se encuentran en Marziani et al. 2003.

En lo que respecta a la motivación inicial de este trabajo, las diferencias posibles en las propiedades físicas encontradas hasta el momento, se relaciona el exceso en el azul con los cuasares de poblaciones A3-A4 no observados en este trabajo, pero si en la muestra de los PG (figura 6.1, en azul). Esto muestra un indicio de que los cuasares xA son aquellos que podrían presentar un exceso fotométrico en el azul, se necesita hacer un análisis más exhaustivo para apoyar esta idea.

Trabajo a futuro

Se planea hacer la comparación de los cuasares de esta muestra con los objetos en el catálogo de Palomar-Green con el objetivo de identificar posibles diferencias en los parámetros físicos (masa del agujero negro, luminosidades de Eddington, cocientes R_{FeII} , entre otros) y en el plano óptico del E1, debidas al criterio de selección por color (exceso en el azul). De manera sistemática, serán analizados los

Cuadro 6.1: Objetos del catálogo Hamburg-ESO de este trabajo con una contraparte en el radio, datos obtenidos de la versión 14Dec17 del catálogo de FIRST (<http://sundog.stsci.edu/>). El flujo óptico a 4400Å es la tercer columna mientras que el flujo obtenido por FIRST es la cuarta columna, el coeficiente de Kellerman se encuentra en la quinta columna.

HES Object	Population	Flux(10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$)	Peak Flux(mJy/bm)	R $_K$
HE0853+0102	B	0.42	1.37	0.84
HE1009-0702	A	0.45	3.4	1.87
HE1226+0219	A	2208.34	35558.44	256.18
HE1252+0200	B	4.98	1.31	0.21
HS0041+0117	A	41.54	1.03	0.06
HS0710+3825	A	30.3	10.43	0.68
HS0719+3036	A	3.18	5.69	1.13
HS0727+6205	A	22.4	2.87	0.21
HS0749+1943	A	28.46	22.11	1.66
HS1148+4728	A	3.32	3.17	0.64

perfiles de líneas, particularmente el índice de asimetría de las líneas de emisión H β y [OIII] λ 4959,5007.

La comparación del plano óptico de este trabajo con el catálogo de los PG están ligadas con la detección de cuasares de población A. El catastro de Hamburg-ESO no presenta un sesgo fotométrico como lo tiene el catálogo de Palomar-Green y la muestra de objetos se vuelve más homogénea, por tanto el obtener cuasares de población A3-A4 es menos probable (ver figura 6.1) debido al exceso en el azul, entonces asociar este exceso con los cuasares extremos puede ser una idea para analizar con más profundidad.

Por otro lado, se identificaron tres objetos con espectros peculiares, los cuales se caracterizan por tener que añadir más componentes para ajustar correctamente el espectro observado y son los siguientes: HE1122-1315, HE0934+3259 y HS1102+3441, a los cuales se realizará un estudio más detallado de los perfiles de líneas alrededor de H β que es donde se aprecia la forma del perfil peculiar, así como se buscará información en la literatura que permita explicar el origen de estas componentes inusuales no explicadas debidas a emisión del disco o nubes de gas circundante.

Un análisis que se realizará más a profundidad de la muestra pero a un rango espectral distinto es la clasificación de los objetos obtenidos del *Faint Images of the Radio Sky at Twenty-cm survey* (FIRST, Becker et al. 1995) que es sobre imágenes en radio a 20 cm (versión del 14Dic2017), análogo al catálogo *Palomar Observatory Sky survey*. En este trabajo se encontraron 10 objetos que emiten en radio y se encuentran en la tabla 6.1. El estudio será para poder analizar las propiedades físicas que se puedan obtener a otra longitud de onda así como la

clasificación de los objetos usando el coeficiente de Kellerman que se define como $R_K = f_{opt}/f_{radio}$, y dependiendo del valor obtenido se puede estimar si los cuasares son RQ o RL (Kellerman et al. 1994).

Apéndice A

Tablas

A.1. Muestra final

En esta sección se mostrarán las tablas más extensas de este trabajo. En la tabla A.1 se encuentra la información específica de cada cuasar, tal como ascensión recta (AR), Declinación (DEC), magnitud aparente B, periodo de exposición, temporada en la que fue observado dicho objeto, también se incluye una columna para resaltar aquellos objetos que se encuentran en el DR14 del SDSS.

HES Object	RA (2000)	DEC (2000)	Mag (B)	z (NED)	z	Air Mass	Exposure (s)	Day	Month	Year	Survey
HE0119-2836	01:21:51.5	-28:20:58	14.80	0.11600	0.11583	2.05	3600	14	11	2006	
HE0126-3045	01:28:24.8	-30:29:42	16.40	0.47500	0.47274	2.11	5400	16	11	2006	
HE0317-2638	03:19:48.6	-26:27:14	16.60	0.07800	0.07792	1.86	5400	14	11	2006	
HE0329-2931	03:31:14.8	-29:21:10	16.30	0.54800	0.55300	2.12	3600	13	11	2006	
HE0439-2714	04:41:22.6	-27:08:19	16.20	0.08000	0.08067	1.95	5400	17	11	2006	
HE0441-2826	04:43:20.7	-28:20:52	15.20	0.15500	0.15514	2.02	5400	15	11	2006	
HE0444-3449	04:46:37.4	-34:43:46	16.00	0.33000	0.18149	2.65	3600	24	02	2007	
HE0450-2958	04:52:30.0	-29:53:35	15.60	0.28500	0.28577	2.11	5400	15	11	2006	
HE0853+0102	08:55:54.3	+00:51:10	17.00	0.06000	0.05219	1.34	5400	23	02	2007	
HE0914-0031	09:17:02.4	-00:44:18	16.20	0.32200	0.32357	1.29	4800	26	11	2003	SDSS
HE0952-1552	09:54:29.5	-16:06:51	16.40	0.10800	0.10813	1.58	3420	17	11	2006	
HE0956-0720	09:59:16.7	-07:35:18	16.50	0.05000	0.32590	1.35	5400	24	02	2007	
HE1009-0702	10:11:38.3	-07:17:08	17.50	0.26892	0.27007	1.28	5400	13	03	2008	
HE1012-1637	10:15:03.2	-16:52:15	16.50	0.43300	0.43344	1.53	5400	24	03	2004	
HE1017-0305	10:19:32.9	-03:20:15	16.30	0.33000	0.04905	1.24	3600	24	02	2007	
HE1019-1413	10:22:24.8	-14:28:58	16.30	0.07700	0.07824	1.46	5400	22	03	2004	
HE1029-1831	10:31:57.3	-18:46:34	15.70	0.05000	0.04003	1.74	3600	24	02	2007	
HE1031-0146	10:34:13.8	-02:01:51	16.80	0.73900	0.74098	1.4	5400	16	03	2008	
HE1043-1443	10:46:00.2	-14:58:51	16.60	0.18000	0.59709	1.53	5400	25	02	2007	
HE1050-2711	10:52:51.0	-27:27:16	16.00	0.20800	0.20845	1.96	5400	22	03	2004	
HE1106-2321	11:08:53.0	-23:38:12	14.90	0.08100	0.08229	1.73	3600	21	03	2004	
HE1107-0813	11:09:48.5	-08:30:15	16.10	0.06000	0.05877	1.3	3300	26	02	2007	
HE1115-1735	11:18:10.7	-17:52:00	15.70	0.21700	0.21799	1.52	5400	24	03	2004	
HE1122-1315	11:25:09.4	-13:32:06	16.60	0.45800	0.45796	1.43	5400	16	03	2008	
HE1125-1302	11:28:18.6	-13:19:28	16.40	0.35100	0.35065	1.41	5400	14	03	2008	
HE1125-3028	11:27:31.9	-30:44:46	16.30	0.60000	0.66740	2.12	4500	25	02	2007	
HE1134-2212	11:36:35.3	-22:29:35	16.10	0.07000	0.07276	1.74	3600	26	02	2007	

Table A.1 continued from previous page

HES Object	RA (2000)	DEC (2000)	Mag (B)	z (NED)	z	Air Mass	Exposure (s)	Day	Month	Year	Survey
HE1136-1334	11:39:10.7	-13:50:44	17.80	0.55646	0.55513	1.51	5400	16	03	2008	
HE1140-2130	11:42:51.1	-21:46:42	16.80	0.37700	0.37678	1.69	5400	15	03	2008	
HE1211-0513	12:13:54.6	-05:30:20	16.70	0.06600	0.06677	1.25	5400	13	03	2008	
HE1217-1340	12:19:35.0	-13:57:16	17.00	0.06911	0.06961	1.42	3600	15	03	2008	
HE1226+0219	12:29:06.7	+02:03:08	13.20	0.15800	0.15657	2.04	3600	28	06	2006	
HE1228+0131	12:30:50.0	+01:15:22	14.80	0.11700	0.11776	1.51	3600	30	06	2006	
HE1252+0200	12:55:19.7	+01:44:11	16.20	0.34200	0.34404	1.15	5400	24	03	2004	SDSS
HE1254-0934	12:56:56.8	-09:50:15	15.60	0.13900	0.13884	1.38	10800	07	06	2005	
HE1312-1200	13:14:40.1	-12:16:36	16.30	0.04000	0.32641	1.42	5400	24	02	2007	
HE1328-2508	13:31:13.9	-25:24:10	16.50	0.03000	0.02604	1.95	4800	26	02	2007	
HE1338-1423	13:41:12.9	-14:38:40	15.50	0.04100	0.02637	1.53	3600	29	06	2006	
HE1347-0051	13:50:03.0	-01:06:57	N/D	0.60013	0.60013	1.62	N/D	24	03	2004	
HE1348-1758	13:51:29.5	-18:13:47	15.70	0.01200	0.01227	1.53	3600	21	03	2004	
HE1358-1157	14:01:25.5	-12:12:27	16.40	0.40800	0.40992	1.63	3600	24	03	2004	
HE1400-0826	14:03:29.0	-08:40:24	15.2	0.08900	0.08948	1.31	5400	13	03	2008	
HE1403-1137	14:06:19.7	-11:51:33	16.60	0.53000	0.59152	1.38	5100	25	02	2007	
HE1419-1048	14:22:08.2	-11:02:35	16.70	0.26500	0.26470	1.36	5400	15	03	2008	
HE1426+0130	14:29:06.5	+01:17:06	14.50	0.08600	0.08665	1.32	3600	30	06	2006	
HE1434-1600	14:36:49.6	-16:13:41	15.60	0.14400	0.14572	1.48	4500	22	03	2004	
HE1513+4816	15:15:35.0	+48:05:31	15.70	0.31000	0.31141	1.05	5400	08	06	2005	SDSS
HE1522-0955	15:24:51.4	-10:06:00	15.80	0.14600	0.14704	1.33	4500	22	03	2004	
HE1859+6909	18:59:20.9	+69:14:11	16.20	0.29800	0.29825	1.31	5400	08	06	2005	
HE2140-3012	21:43:06.0	-29:58:17	16.30	0.12100	0.11998	2.8	7200	07	06	2005	
HE2143-3105	21:46:36.0	-30:51:41	16.00	0.07500	0.07580	2.92	5400	30	06	2006	
HE2152-2105	21:55:31.9	-20:51:33	16.70	0.06700	0.06719	1.66	5400	30	06	2006	
HS0014+0504	00:17:22.6	+05:21:10	16.20	0.11000	0.10377	1.13	3600	27	11	2003	

Table A.1 continued from previous page

HES Object	RA (2000)	DEC (2000)	Mag (B)	z (NED)	z	Air Mass	Exposure (s)	Day	Month	Year	Survey
HS0041+0117	00:44:04.9	+01:33:42	16.50	0.42800	0.42847	1.15	5400	29	11	2003	SDSS
HS0058+4213	01:01:31.2	+42:29:36	16.70	0.19000	0.18423	1.09	5400	28	11	2003	
HS0137+2329	01:40:34.9	+23:44:50	16.70	0.32000	0.32368	1.04	5400	29	11	2003	SDSS
HS0306+1051	03:08:56.6	+11:03:16	15.20	0.15000	0.14584	1.08	2100	27	11	2003	
HS0322+1738	03:24:58.3	+17:48:49	16.00	0.33000	0.32812	1.04	6000	26	11	2003	
HS0328+0528	03:30:52.2	+05:38:26	16.70	0.04600	0.04398	1.11	5400	28	11	2003	
HS0338+0443	03:41:14.3	+04:53:25	16.70	0.08400	0.08502	1.38	5400	28	11	2003	
HS0404+0629	04:07:37.9	+06:38:05	16.70	0.34600	0.34568	1.12	5400	15	11	2006	
HS0704+3835	07:07:56.4	+38:30:58	16.80	0.40000	0.40312	1.01	5400	21	02	2007	
HS0710+3825	07:13:40.3	+38:20:39	14.70	0.12000	0.12252	1.09	2100	27	11	2003	
HS0715+5714	07:19:24.1	+57:08:39	16.30	0.17000	0.17399	1.13	3600	27	11	2003	
HS0719+3036	07:22:17.4	+30:30:49	16.20	0.10000	0.09911	1.02	3600	27	11	2003	
HS0720+3558	07:24:08.7	+35:53:06	16.80	0.14000	0.13762	1.01	5400	15	11	2006	
HS0727+6205	07:32:18.7	+61:59:03	15.60	0.32500	0.32507	1.25	3600	26	11	2003	
HS0749+1943	07:52:17.8	+19:35:41	16.60	0.12000	0.11664	1.03	3600	28	11	2003	SDSS
HS0806+6212	08:10:55.0	+62:03:16	16.50	0.17300	0.17411	1.21	7200	13	11	2006	
HS0813+2425	08:16:52.8	+24:16:12	16.70	0.28000	0.27696	1.15	5400	23	02	2007	SDSS
HS0825+2343	08:27:58.5	+23:33:03	16.60	0.30000	0.30281	1.03	5400	22	02	2007	SDSS
HS0843+2533	08:46:54.1	+25:22:12	16.20	0.05081	0.04882	1.25	3600	28	11	2003	SDSS
HS0934+3259	09:37:28.6	+32:45:48	16.90	0.13000	0.12667	1	5400	21	02	2007	SDSS
HS1022+4027	10:25:53.5	+40:12:43	16.40	0.41000	0.40576	1.21	5400	26	02	2007	SDSS
HS1059+0900	11:02:05.9	+08:44:35	16.00	0.30000	0.29369	1.1	5400	22	02	2007	SDSS
HS1102+3441	11:05:39.8	+34:25:33	15.80	0.51000	0.50833	1.13	3600	26	02	2007	SDSS
HS1148+4728	11:51:06.7	+47:11:57	16.90	0.32000	0.31780	1.04	5400	21	02	2007	SDSS
HS1255+4445	12:57:19.5	+44:29:35	16.00	0.30000	0.30078	1.1	5400	09	06	2005	SDSS
HS1405+2947	14:07:42.2	+29:33:22	16.40	0.64173	0.64137	1.01	5400	16	03	2008	SDSS

Table A.1 continued from previous page

HES Object	RA (2000)	DEC (2000)	Mag (B)	z (NED)	z	Air Mass	Exposure (s)	Day	Month	Year	Survey
HS1453+2802	14:56:08.6	+27:50:08	16.20	0.25000	0.24758	1.06	5400	07	06	2005	SDSS
HS1531+6220	15:31:53.8	+62:10:42	16.70	0.62000	0.61750	1.17	5400	16	03	2008	
HS1616+6445	16:16:58.2	+64:38:42	N/D	0.17100	0.17634	1.21	5400	14	03	2008	SDSS
HS1706+6901	17:06:02.2	+68:57:36	15.90	0.44900	0.44973	1.27	12600	10	06	2005	
HS1747+5303	17:48:39.4	+53:02:42	16.40	0.18000	0.18120	1.08	5400	28	06	2006	
HS1817+5342	18:18:10.4	+53:43:45	15.20	0.08000	0.08219	1.09	5400	28	06	2006	
HS1818+6740	18:18:28.6	+67:41:25	16.50	0.31400	0.31395	1.31	5400	09	06	2005	
HS1824+6507	18:24:46.3	+65:09:25	17.00	0.30300	0.30371	1.21	7200	09	06	2005	
HS1831+5338	18:32:49.6	+53:40:22	15.90	0.03900	0.04580	1.08	5400	28	06	2006	
HS1838+6552	18:38:11.2	+65:55:02	16.40	0.23000	0.23034	1.22	5400	07	06	2005	
HS2113+1856	21:15:47.0	+19:08:43	16.30	0.41000	0.41255	1.19	7200	29	11	2003	
HS2247+1044	22:49:39.6	+11:00:29	15.80	0.08300	0.08361	1.09	3600	27	11	2003	
HS2247+1044	22:49:39.6	+11:00:29	15.80	0.08300	0.08361	1.09	3600	27	11	2003	
HS2253+2716	22:56:03.3	+27:32:09	17.10	0.36000	0.36421	1.12	5400	29	06	2006	

A.2. Corrimientos al rojo

La tabla A.2 describe el corrimiento al rojo asociado a las líneas de emisión de $H\beta_{NC}$ y de $[OIII]\lambda 5007$ tal como se observan así como el corrimiento al rojo promedio el cual se usó a lo largo de este trabajo para obtener los demás parámetros como las distancias comóvil y lumínica.

Objeto	$H\beta_{NC}(\text{Å})$	$z_{H\beta}$	$[OIII]\lambda 5007$	$z_{[OIII]}$	z_{prom}
HE1228+0131	5435	0.11808	5595	0.11744	0.11776
HE1226+0219	5622	0.15655	5791	0.15658	0.15657
HE1338-1423	5063	0.04156	5063	0.01118	0.02637
HE1426+0130	5283	0.08681	5440	0.08648	0.08665
HE2143-3105	5230	0.07591	5386	0.07569	0.07580
HE2152-2105	5187	0.06706	5344	0.06731	0.06719
HS1817+5342	5262	0.08249	5417	0.08189	0.08219
HS1831+5338	5083	0.04567	5237	0.04594	0.04580
HS2253+2716	6632	0.36433	6830	0.36409	0.36421
HE0119-2836	5424	0.11582	5587	0.11584	0.11583
HE0450-2958	6251	0.28595	6437	0.28560	0.28577
HE0126-3045	7159	0.47274	7374	0.47274	0.47274
HE0952-1552	5386	0.10800	5549	0.10825	0.10813
HE0317-2638	5237	0.07735	5400	0.07849	0.07792
HS0404+0629	6546	0.34664	6733	0.34472	0.34568
HE0329-2931	7550	0.55318	7775	0.55283	0.55300
HS0720+3558	5530	0.13763	5696	0.13761	0.13762
HE0439-2714	5254	0.08085	5410	0.08049	0.08067
HS0806+6212	5712	0.17507	5874	0.17316	0.17411
HE0441-2826	5614	0.15491	5785	0.15538	0.15514
HE1009-0702	6176	0.27052	6357	0.26962	0.27007
HE1031-0146	8463	0.74100	8717	0.74096	0.74098
HE1122-1315	7157	0.47233	7299	0.45776	0.46504
HE1125-1302	6573	0.35219	6755	0.34911	0.35065
HE1136-1334	7559	0.55503	7787	0.55522	0.55513
HE1140-2130	6695	0.37729	6891	0.37627	0.37678
HE1211-0513	5181	0.06583	5346	0.06771	0.06677
HE1217-1340	5197	0.06912	5358	0.07010	0.06961
HE1316-0734	7472	0.53713	7693	0.53645	0.53679
HE1400-0826	5296	0.08949	5455	0.08947	0.08948
HE1419-1048	6150	0.26517	6330	0.26423	0.26470
HS1405+2947	7979	0.64143	8218	0.64130	0.64137
HS1531+6220	7878	0.62065	8083	0.61434	0.61750
HS1616+6445	5721	0.17692	5887	0.17575	0.17634
HE0444-3449	5743	0.18144	5916	0.18155	0.18149
HE0853+0102	5115	0.05225	5268	0.05213	0.05219
HE0956-0720	6445	0.32586	6639	0.32594	0.32590

Tabla A.2 que continúa de la página anterior

Objeto	$H\beta_{NC}(\text{\AA})$	$z_{H\beta}$	$[\text{OIII}]\lambda 5007$	$z_{[\text{OIII}]}$	z_{prom}
HE1017-0305	5100	0.04917	5252	0.04893	0.04905
HE1029-1831	5056	0.04012	5207	0.03994	0.04003
HE1043-1443	7765	0.59741	7995	0.59676	0.59709
HE1107-0813	5145	0.05842	5303	0.05912	0.05877
HE1125-3028	8102	0.66674	8352	0.66806	0.66740
HE1134-2212	5214	0.07262	5372	0.07290	0.07276
HE1210-0616	7459	0.53446	7699	0.53765	0.53605
HE1312-1200	6449	0.32668	6640	0.32614	0.32641
HE1328-2508	4988	0.02613	5137	0.02596	0.02604
HE1403-1137	7740	0.59226	7965	0.59077	0.59152
HS0704+3835	6820	0.40300	7026	0.40324	0.40312
HS0813+2425	6208	0.27710	6393	0.27681	0.27696
HS0825+2343	6336	0.30344	6520	0.30218	0.30281
HS0934+3259	5476	0.12652	5642	0.12682	0.12667
HS1022+4027	6835	0.40609	7037	0.40543	0.40576
HS1059+0900	6294	0.29480	6472	0.29259	0.29369
HS1102+3441	7339	0.50977	7545	0.50689	0.50833
HS1148+4728	6407	0.31804	6597	0.31756	0.31780
HS1236+3821	4897	0.00741	5043	0.00719	0.00730
HE0914-0031	6434	0.3236	6627	0.32355	0.32357
HE1522-0955	5576	0.14709	5743	0.14699	0.14704
HE1012-1637	6973	0.43448	7172	0.43239	0.43344
HS1255+4445	6325	0.30117	6511	0.30038	0.30078
HE1859+6909	6314	0.29891	6497	0.29758	0.29825
HS1453+2802	6068	0.2483	6243	0.24685	0.24758
HE1019-1413	5243	0.07858	5397	0.07789	0.07824
HE2140-3012	5442	0.11952	5610	0.12043	0.11998
HE1050-2711	5875	0.2086	6050	0.20831	0.20845
HS0014+0504	5366	0.10389	5526	0.10365	0.10377
HE1106-2321	5262	0.08249	5418	0.08209	0.08229
HS0041+0117	6947	0.42913	7149	0.42780	0.42847
HS1706+6901	7045	0.44929	7261	0.45017	0.44973
HS0058+4213	5756	0.18412	5930	0.18434	0.18423
HS1747+5303	5744	0.18165	5912	0.18075	0.18120
HE1115-1735	5924	0.21868	6095	0.21730	0.21799
HS0137+2329	6436	0.32401	6626	0.32335	0.32368
HE1252+0200	6532	0.34376	6731	0.34432	0.34404
HS0306+1051	5574	0.14668	5733	0.14500	0.14584
HS1818+6740	6390	0.31454	6576	0.31336	0.31395
HE1254-0934	5538	0.13927	5700	0.13841	0.13884
HS0322+1738	6451	0.32709	6655	0.32914	0.32812
HE1347-0051	7781	0.60070	8009	0.59956	0.60013
HS0328+0528	5074	0.04382	5228	0.04414	0.04398

Tabla A.2 que continúa de la página anterior

Objeto	$H\beta_{NC}(\text{\AA})$	$z_{H\beta}$	$[\text{OIII}]\lambda 5007$	$z_{[\text{OIII}]}$	z_{prom}
HS1824+6507	6337	0.30364	6528	0.30377	0.30371
HE1348-1758	4922	0.01255	5067	0.01198	0.01227
HS0338+0443	5273	0.08476	5434	0.08528	0.08502
HS0710+3825	5456	0.12240	5621	0.12263	0.12252
HS1838+6552	5981	0.23041	6160	0.23028	0.23034
HS0715+5714	5706	0.17383	5879	0.17416	0.17399
HS2113+1856	6869	0.41308	7070	0.41202	0.41255
HE1358-1157	6858	0.41082	7055	0.40903	0.40992
HS0719+3036	5343	0.09916	5503	0.09906	0.09911
HE1434-1600	5569	0.14565	5737	0.14580	0.14572
HS0727+6205	6435	0.32380	6641	0.32634	0.32507
HS2247+1044	5269	0.08393	5424	0.08328	0.08361
HS0749+1943	5428	0.11664	5591	0.11664	0.11664
HE1513+4816	6373	0.31105	6568	0.31176	0.31141
HS0843+2533	5091	0.04732	5259	0.05033	0.04882

A.3. Parámetros físicos

La tabla donde se muestran los parámetros físicos observados y calculados de la muestra se encuentran en la tabla A.3; en ella se describen las mediciones obtenidas durante este trabajo.

Column	Identifier	Type	Units	Description
1	Object	String	Null	HE - HS Object Name
2	z	Float	Null	z considered in this work, measured using the H_{β} , [OIII] λ 500
3	z_Err	Double	Null	z (in this work) error
4	SNR_5100	Float	Null	S/N ratio measured around at 5100Å
5	C5100	Float	ergs s^{-1} cm $^{-2}$ Å $^{-1}$	Continuum Flux at 5100Å
6	C5100_Err	Float	ergs s^{-1} cm $^{-2}$ Å $^{-1}$	Continuum Flux at 5100Å error
7	N5100	Float	Null	Continuum Normalization at 5100Å
8	N5100_Err	Double	Null	Continuum Normalization at 5100Å error
9	BPL_Break	Double	Å $^{-1}$	Wavelength pointbreak for the Broken Power Law
10	BPL_Break_Err	Float	Å $^{-1}$	Wavelength pointbreak for the Broken Power Law error
11	Alpha_before	Float	Null	Power Law Index before the pointbreak - α
12	Alpha_before_Err	Float	Null	Power Law Index before the pointbreak - α error
13	Alpha_after	Float	Null	Power Law Index after the pointbreak - α
14	Alpha_after_Err	Float	Null	Power Law Index after the pointbreak - α error
15	Flux_HbBC	Double	ergs s^{-1} cm $^{-2}$	$H_{\beta BC}$ Line Flux
16	Flux_HbBC_Err	Float	ergs s^{-1} cm $^{-2}$	$H_{\beta BC}$ Line Flux error
17	EW_HbBC	Double	Å	Rest-Frame Equivalent Width of $H_{\beta BC}$
18	EW_HbBC_Err	Double	Å	Rest-Frame Equivalent Width of $H_{\beta BC}$ error
19	FWHM_HbBC	Short	km s $^{-1}$	$H_{\beta BC}$ Full Width at Half Maximum
20	FWHM_HbBC_Err	Short	km s $^{-1}$	$H_{\beta BC}$ Full Width at Half Maximum error
21	Flux_HbBlue	Float	ergs s^{-1} cm $^{-2}$	H_{β} BLUE Flux
22	FluxHbBlue_Err	Float	ergs s^{-1} cm $^{-2}$	H_{β} BLUE Flux error
23	FWHM_HbBlue	Short	km s $^{-1}$	H_{β} BLUE Full Width at Half Maximum
24	FWHM_HbBlue_Err	Short	km s $^{-1}$	H_{β} BLUE Full Width at Half Maximum error
25	Flux_FeII	Float	ergs s^{-1} cm $^{-2}$	FeII $_{opt}$ Flux
26	Flux_FeII_Err	Float	ergs s^{-1} cm $^{-2}$	FeII $_{opt}$ Flux error
27	EW_FeII	Double	Å	Rest-Frame Equivalent Width of FeII $_{opt}$

Table A.3 continued from previous page

Column	Identifier	Type	Units	Description
28	EW_FeII_Err	Double	Å	Rest-Frame Equivalent Width of FeII _{opt} error
29	R _{FeII}	Double	Null	R _{FeII_{opt}}
30	R _{FeII_Err}	Double	Null	R _{FeII_{opt}} error
31	Flux_HeIINC	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	HeII _{NC} Line Flux
32	Flux_HeIINC_Err	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	HeII _{NC} Line Flux error
33	FWHM_HeIINC	Short	km s ⁻¹	HeII _{NC} Full Width at Half Maximum
34	Flux_HeIIBC	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	HeII _{BC} Flux
35	Flux_HeIIBC_Err	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	HeII _{BC} Flux error
36	FWHM_HeIIBC	Short	km s ⁻¹	HeII _{BC} Full Width at Half Maximum
37	FWHM_HeIIBC_Err	Short	km s ⁻¹	HeII _{BC} Full Width at Half Maximum error
38	Flux_HbNC	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	H _{β_{NC}} Line Flux
39	Flux_HbNC_Err	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	H _{β_{NC}} Line Flux error
40	FWHM_HbNC	Short	km s ⁻¹	H _{β_{NC}} Full Width at Half Maximum
41	Flux_HbVBC	Double	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	H _{β_{VBC}} Line Flux
42	Flux_HbVBC_Err	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	H _{β_{VBC}} Line Flux error
43	FWHM_HbVBC	Short	km s ⁻¹	H _{β_{VBC}} Full Width at Half Maximum
44	FWHM_HbVBC_Err	Short	km s ⁻¹	H _{β_{VBC}} Full Width at Half Maximum error
45	Flux_OIIINC	Double	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	[OIII] _{NC} λ5007 Flux
46	Flux_OIIINC_Err	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	[OIII] _{NC} λ5007 Flux error
47	FWHM_OIIINC	Short	km s ⁻¹	[OIII] _{NC} λ5007 Full Width at Half Maximum
48	FWHM_OIIINC_Err	Short	km s ⁻¹	[OIII] _{NC} λ5007 Full Width at Half Maximum error
49	Flux_OIISB	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	[OIII] _{SB} λ5007 SemiBroad flux
50	Flux_OIISB_Err	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	[OIII] _{SB} λ5007 SemiBroad flux error
51	FWHM_OIISB	Short	km s ⁻¹	[OIII] _{SB} λ5007 Full Width at Half Maximum
52	FWHM_OIISB_Err	Short	km s ⁻¹	[OIII] _{SB} λ5007 Full Width at Half Maximum error
53	Flux_[FeVI],[NI]	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	[FeVI],[NI] Flux
54	Flux_[FeVI],[NI]_Err	Float	ergs s ⁻¹ cm ⁻²	[FeVI],[NI] Flux error

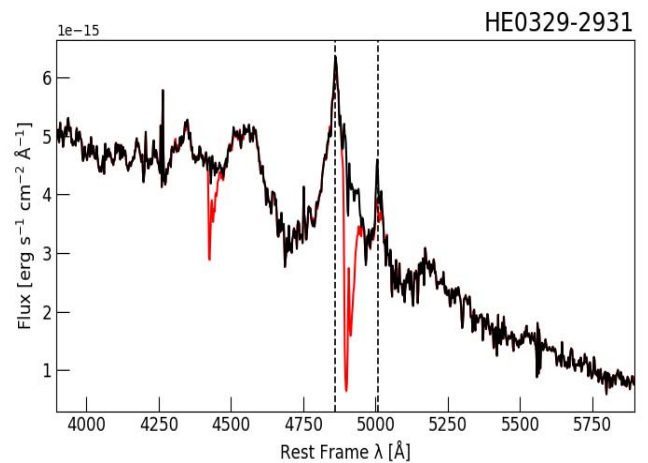
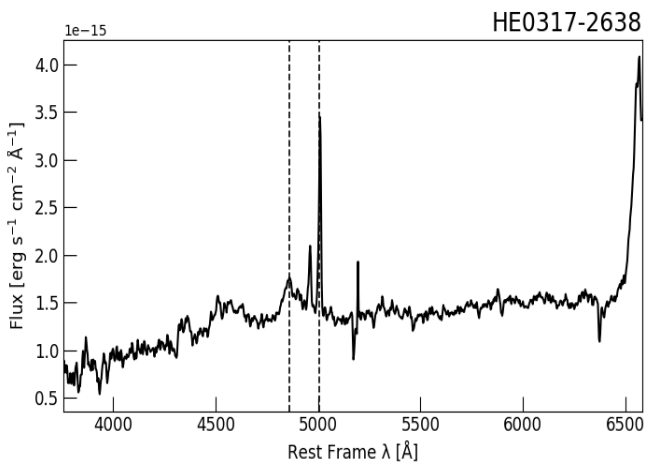
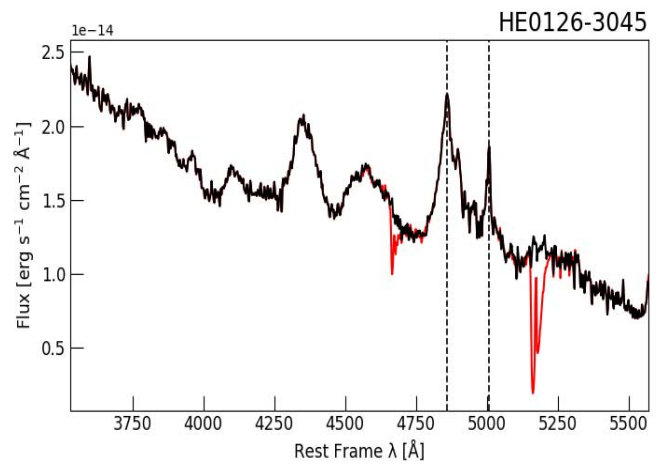
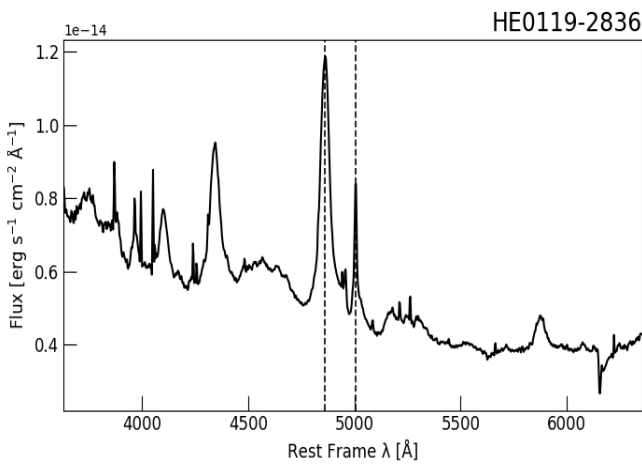
Table A.3 continued from previous page

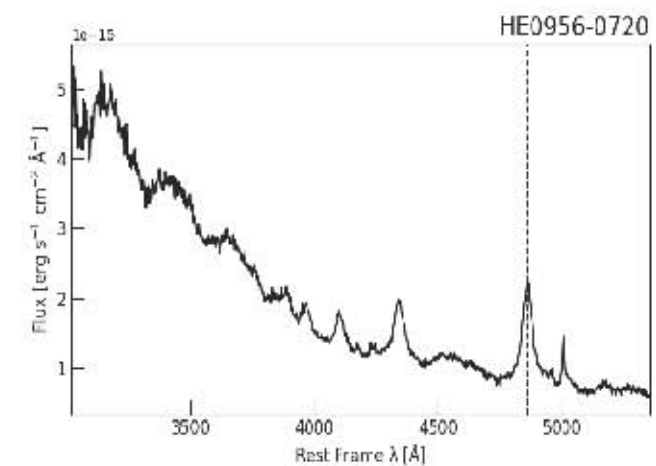
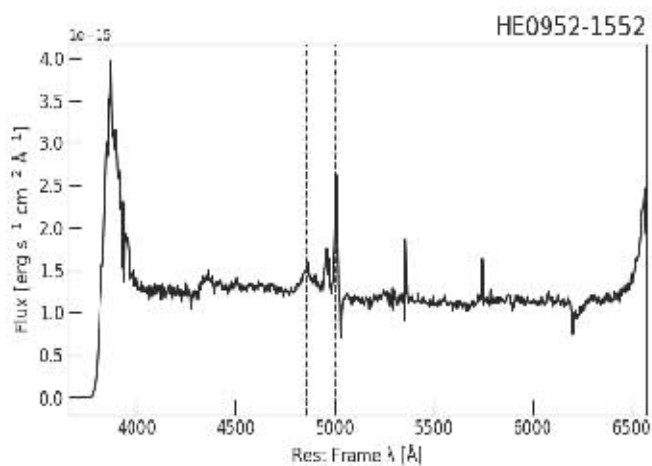
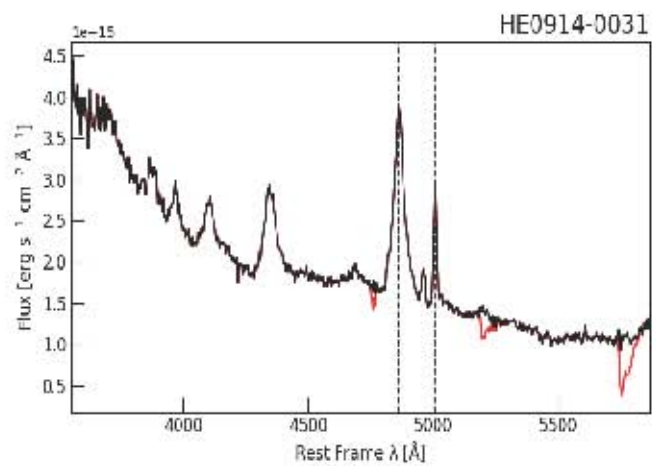
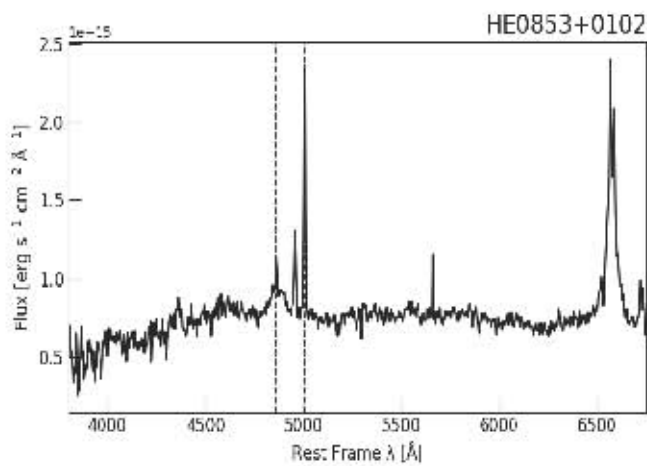
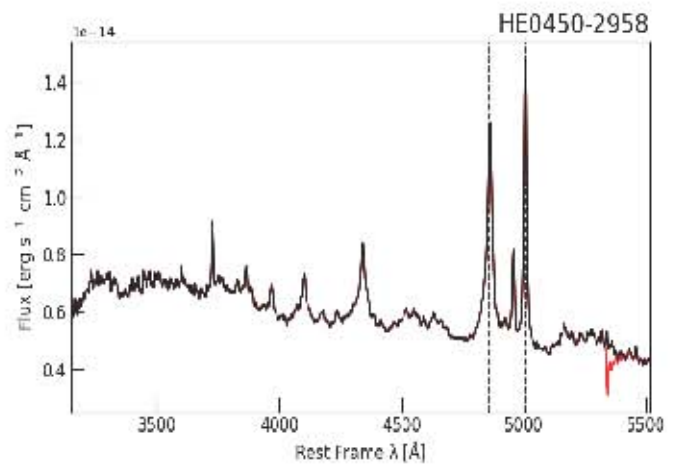
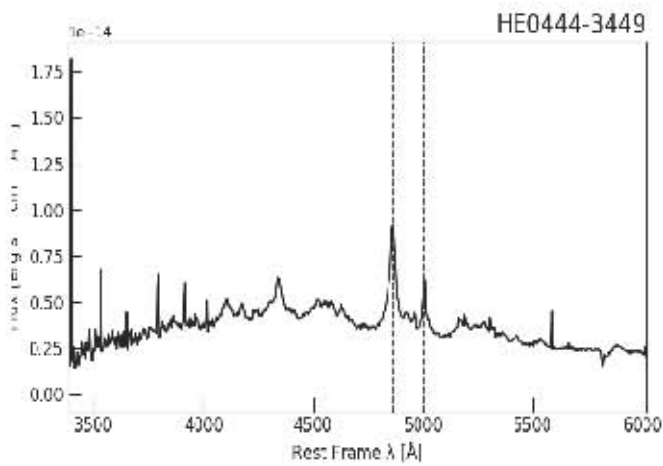
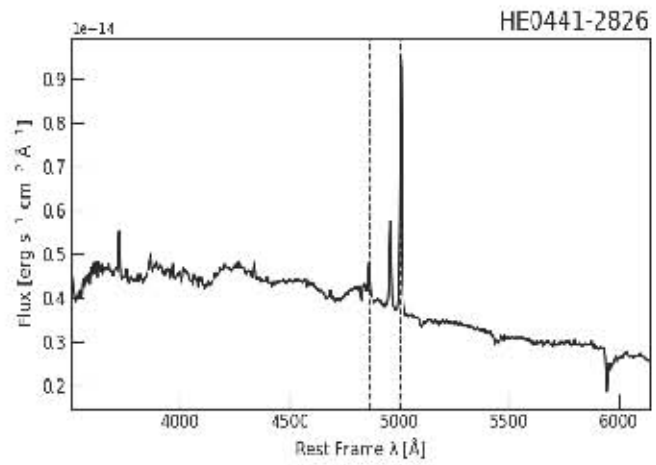
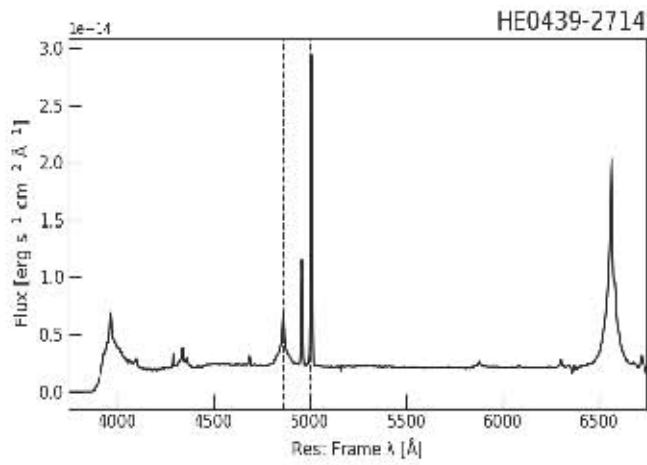
Column	Identifier	Type	Units	Description
55	FWHM_[FeVI],[NI]	Short	km s ⁻¹	[FeVI],[NI] Full Width at Half Maximum
56	FWHM_[FeVI],[NI]_Err	Short	km s ⁻¹	[FeVI],[NI] Full Width at Half Maximum error
57	Wavelength_Abs	Double	Å	Wavelength of the absorption line
58	Wavelength_Abs_Err	Float	Å	Wavelength of the absorption line error
59	EW_Abs	Float	Å	Rest-frame Equivalent Width of the absorption line
60	EW_Abs_Err	Float	Å	Rest-frame Equivalent Width of the absorption line error
61	FWHM_Abs	Short	km s ⁻¹	Absorption Full Width at Half Maximum
62	FWHM_Abs_Err	Short	km s ⁻¹	Absorption Full Width at Half Maximum error
63	log_MBH	Double	Null	Logarithmic Black Hole Mass in solar masses
64	log_MBH_Err	Double	Null	Logarithmic Black Hole Mass error
65	log_λL _λ	Double	Null	Logarithmic λL _λ at 5100Å
66	log_λL _λ _Err	Double	Null	Logarithmic λL _λ at 5100Å error
67	log_Lbol	Double	Null	Logarithmic Bolometric Luminosity
68	log_Lbol_Err	Double	Null	Logarithmic Bolometric Luminosity error
69	log_L_Edd	Double	Null	Logarithmic Eddington Luminosity
70	log_L_Edd_Err	Double	Null	Logarithmic Eddington Luminosity error
71	R_Edd	Double	Null	Eddington ratio L_{bol}/L_{Edd}
72	R_Edd_Err	Double	Null	Eddington ratio error

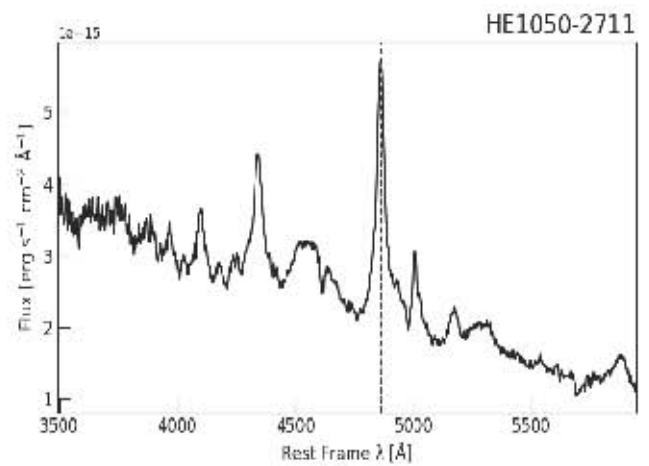
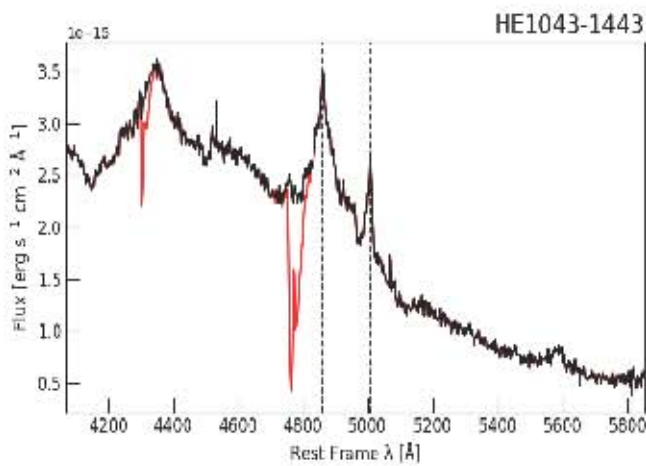
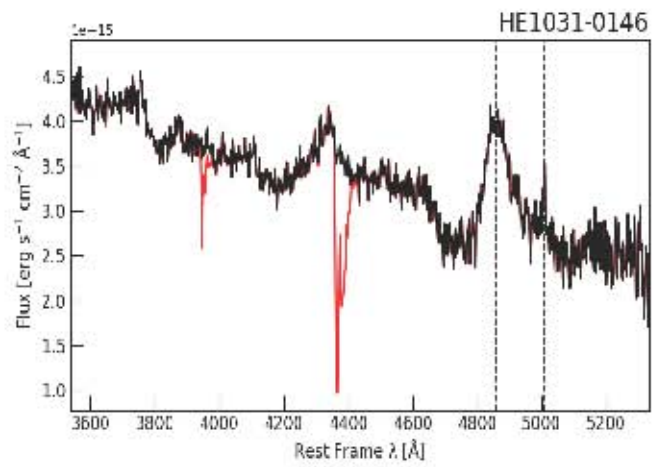
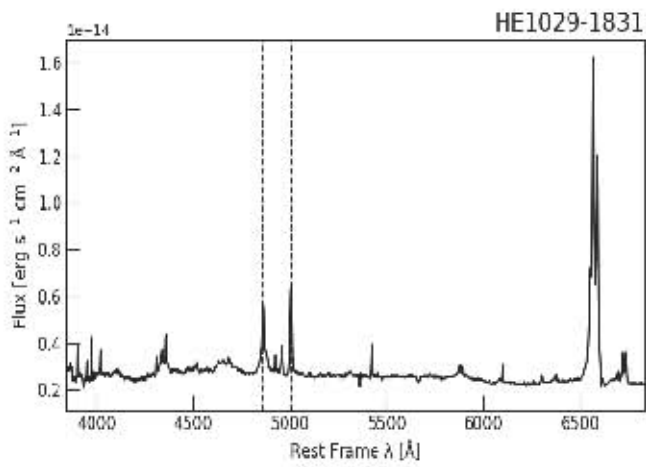
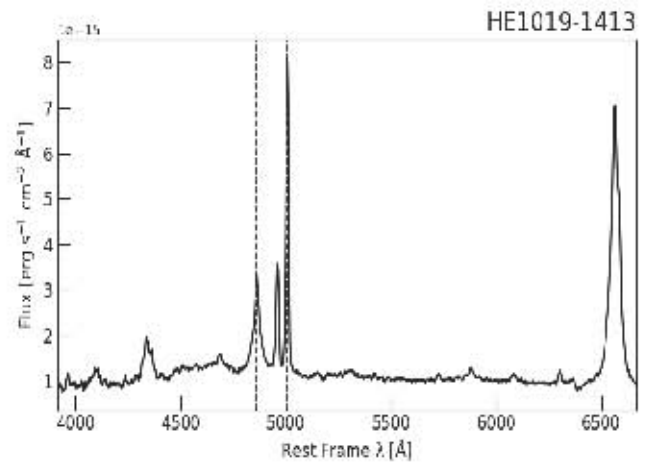
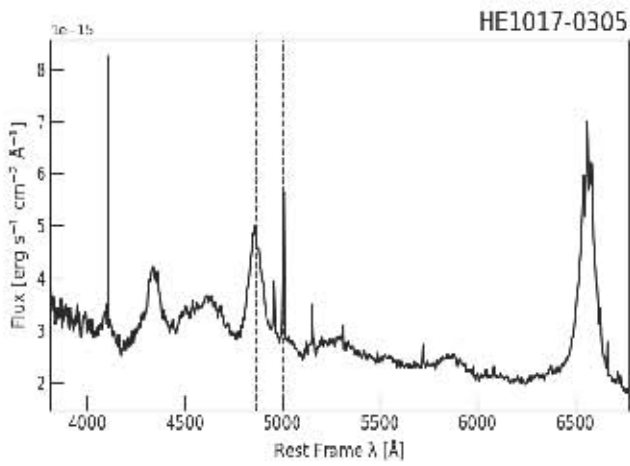
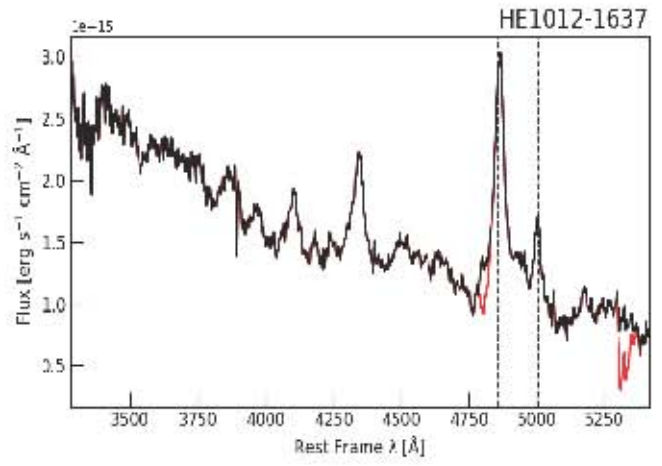
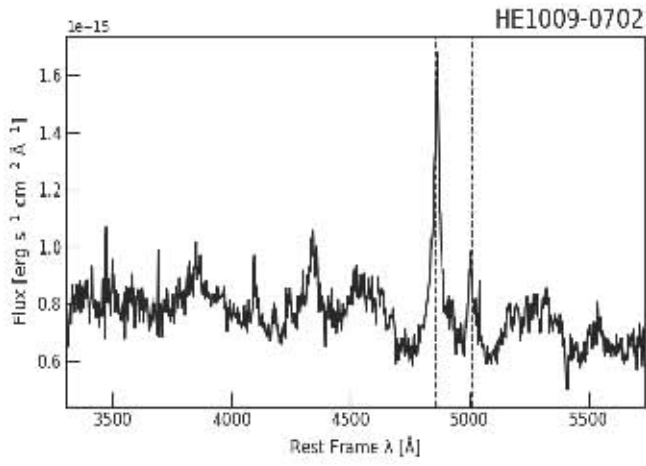
Apéndice B

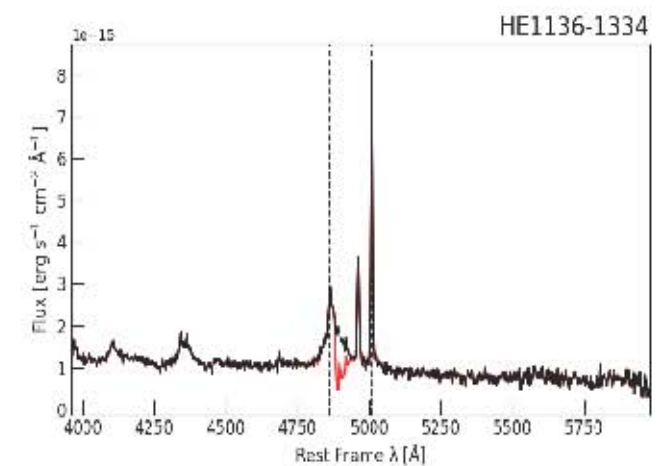
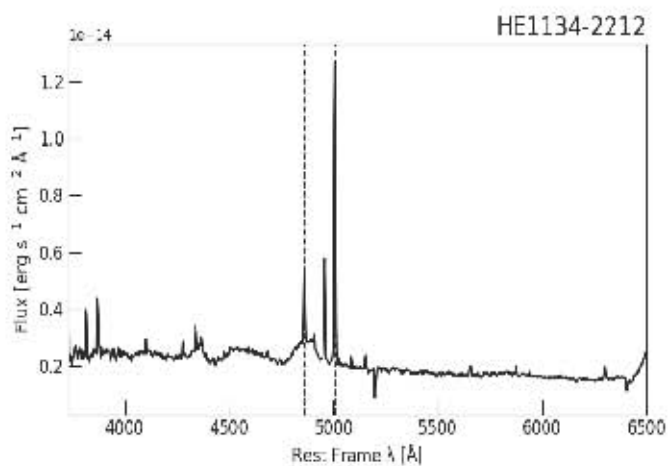
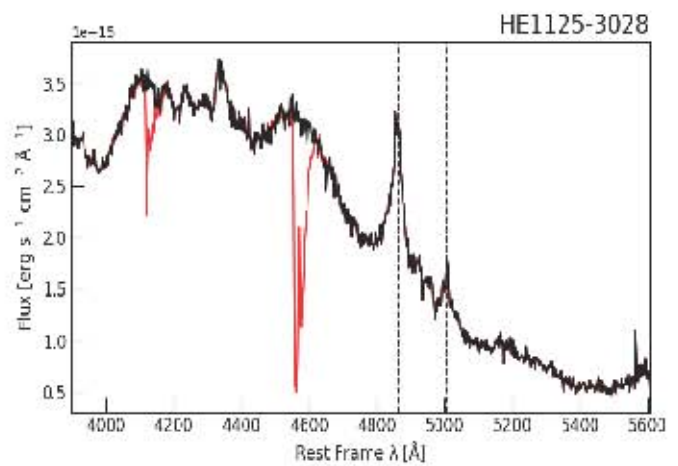
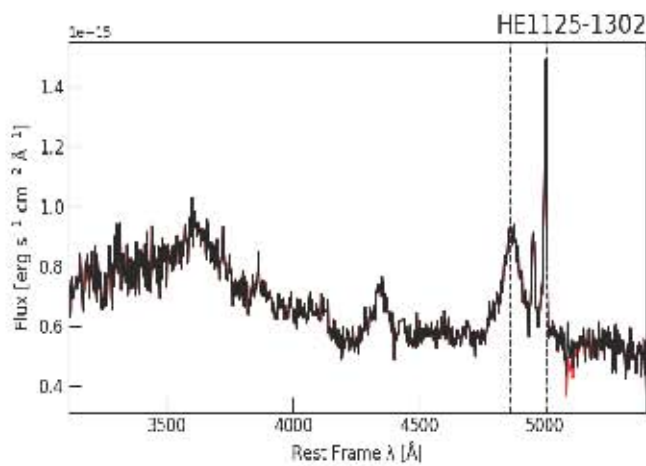
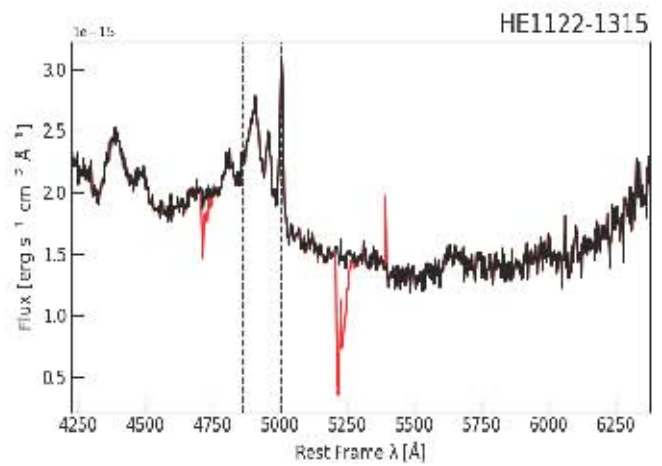
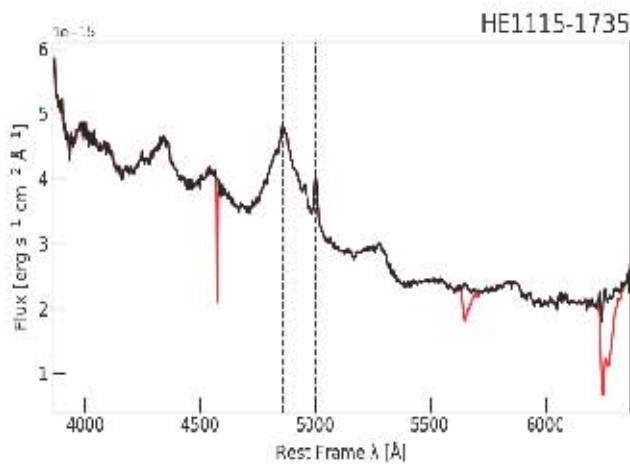
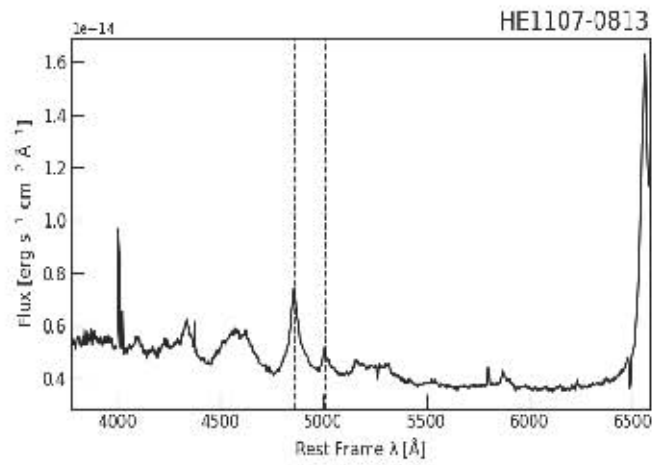
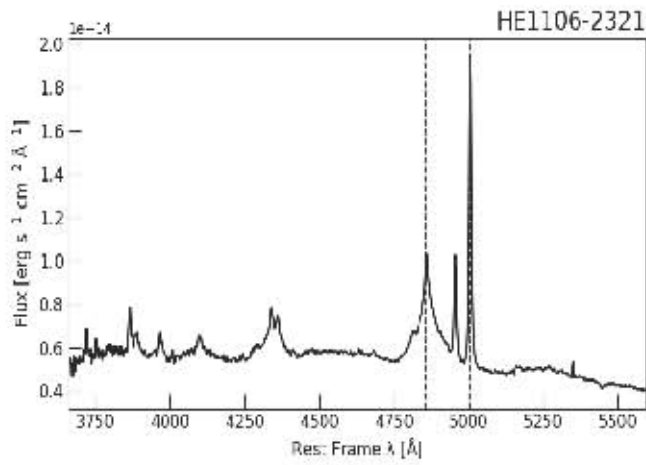
Espectros de la muestra

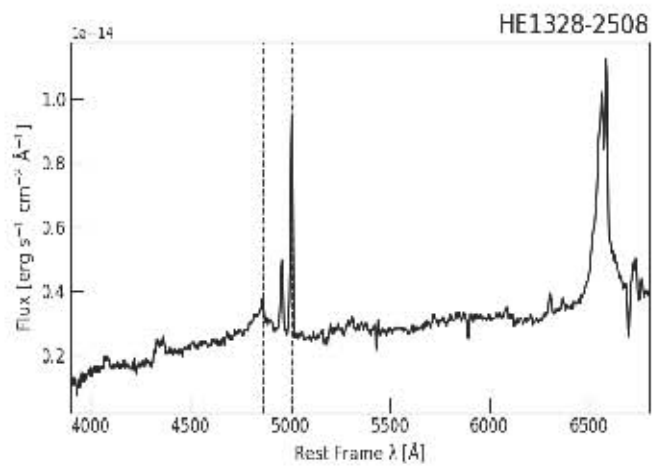
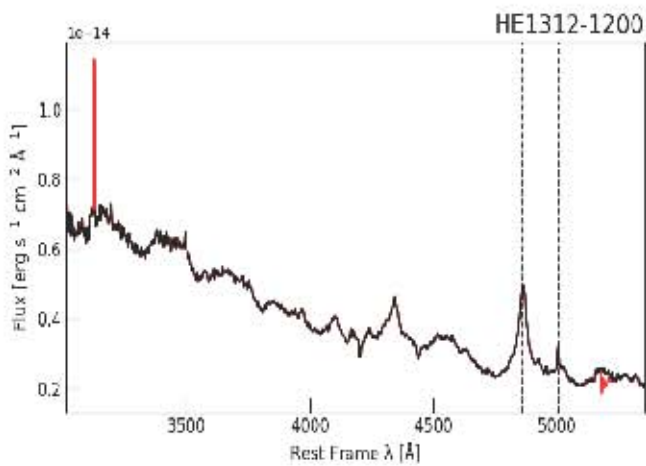
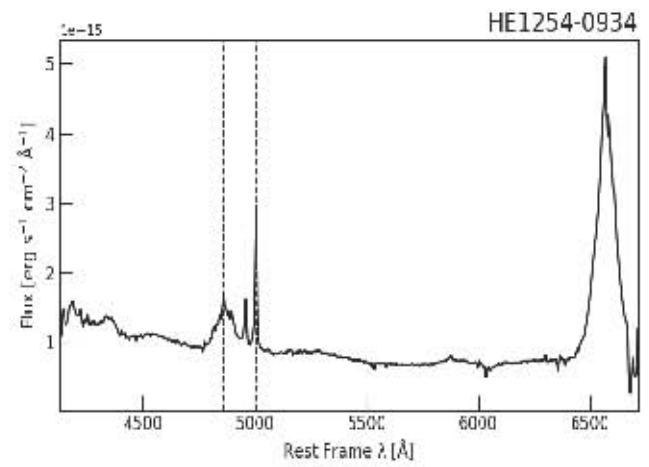
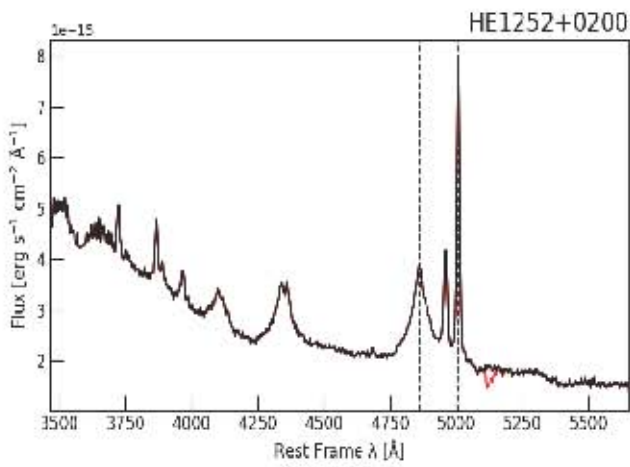
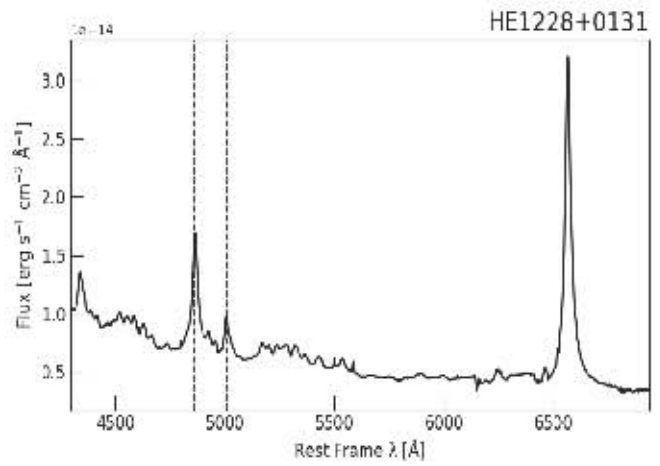
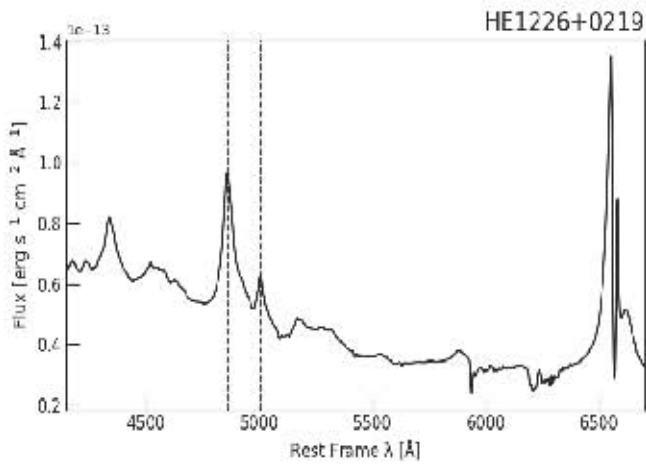
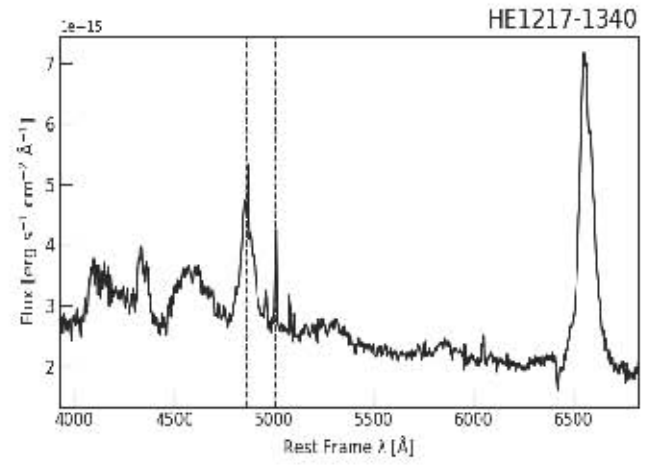
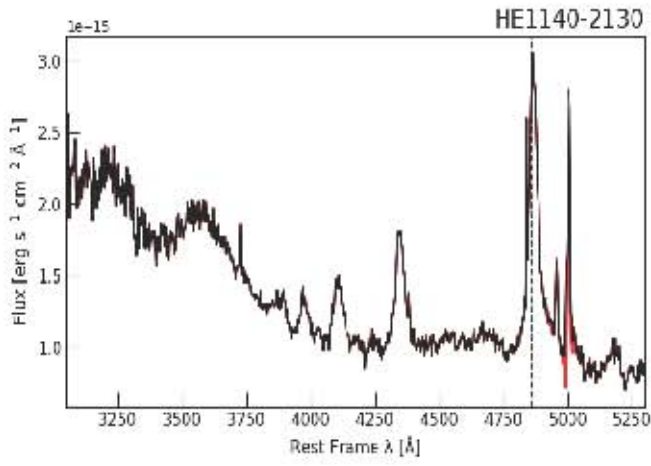
A continuación se muestran los 89 espectros de la muestra considerados en este trabajo. El eje de las ordenadas está en unidades de longitud de onda en el marco de referencia en reposo y el eje de las abcisas se muestra el flujo observado y en la esquina superior izquierda se encuentra la escala del flujo. Las líneas verticales corresponden a las emisiones de $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007$ en el marco de referencia, respectivamente. Las bandas atmosféricas, así como algunos errores instrumentales se muestran en rojo.

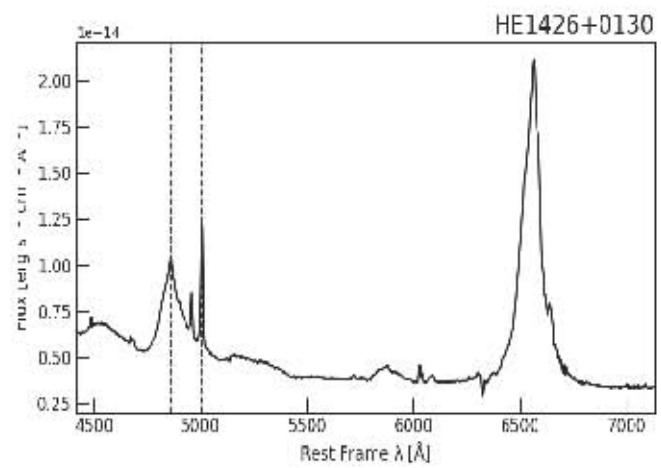
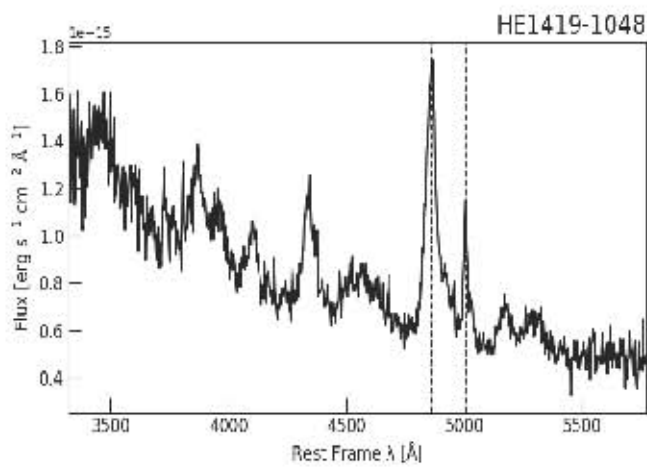
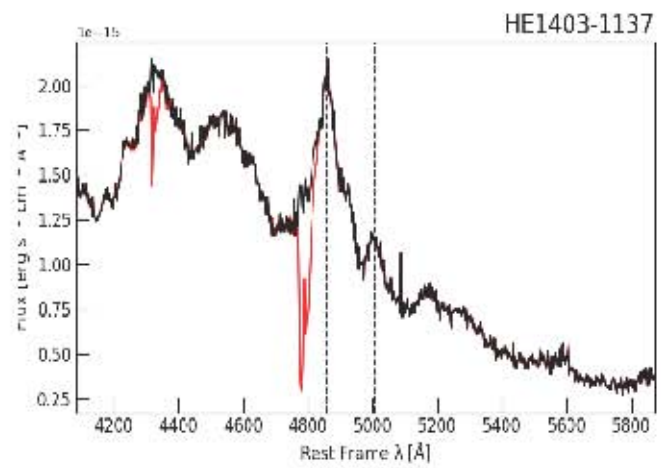
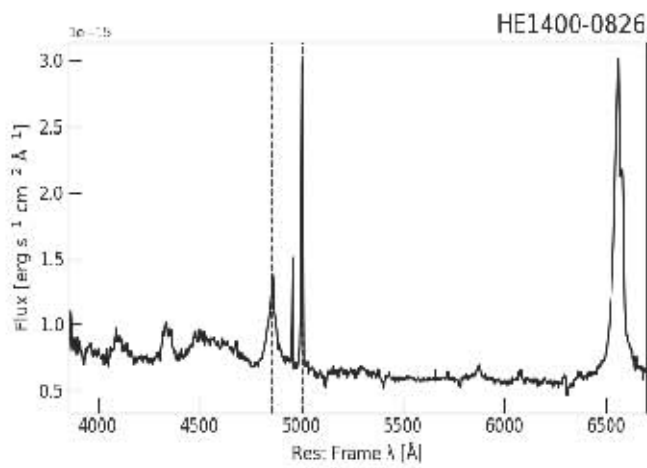
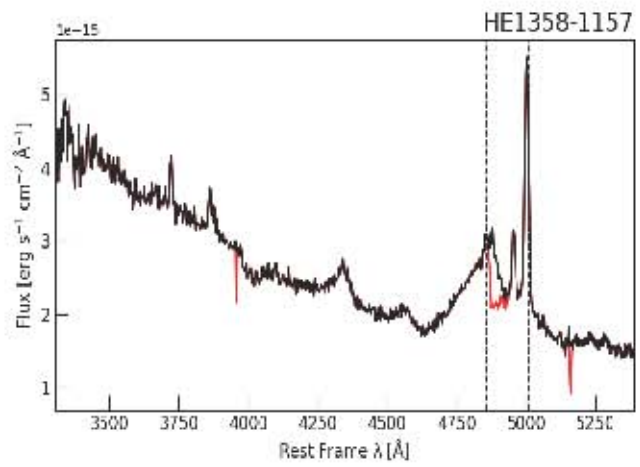
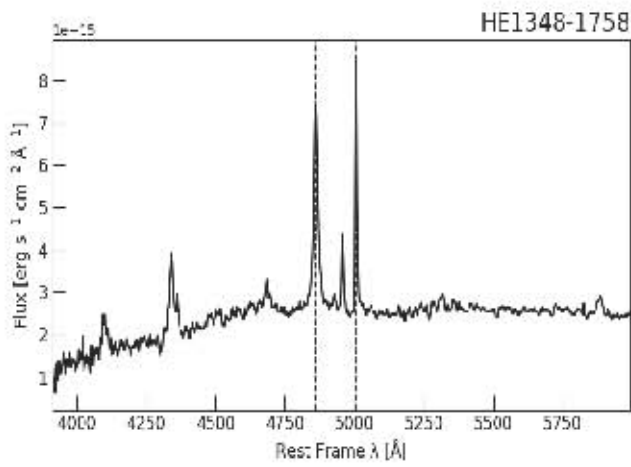
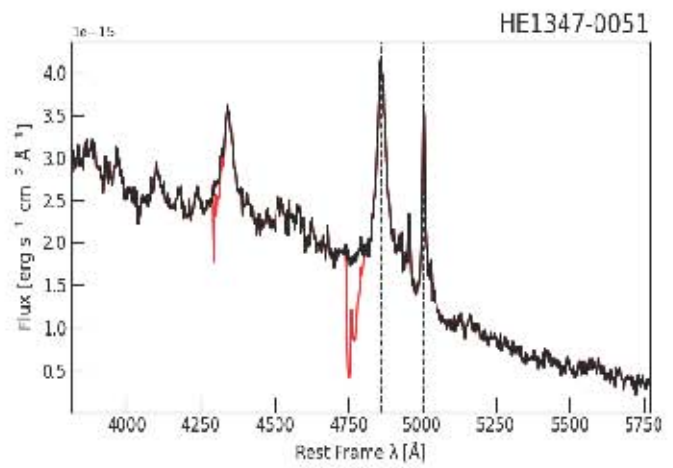
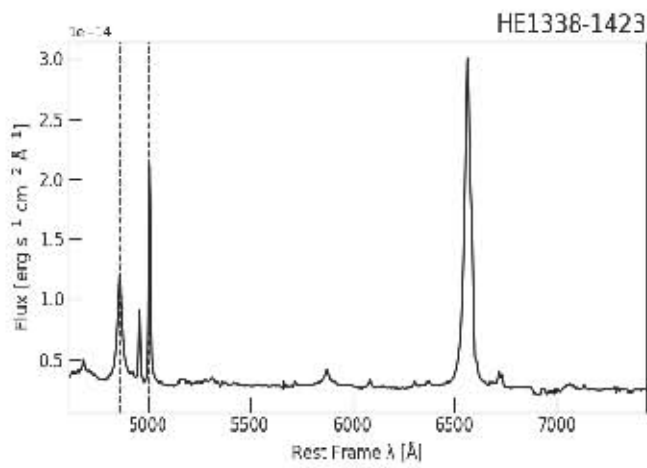


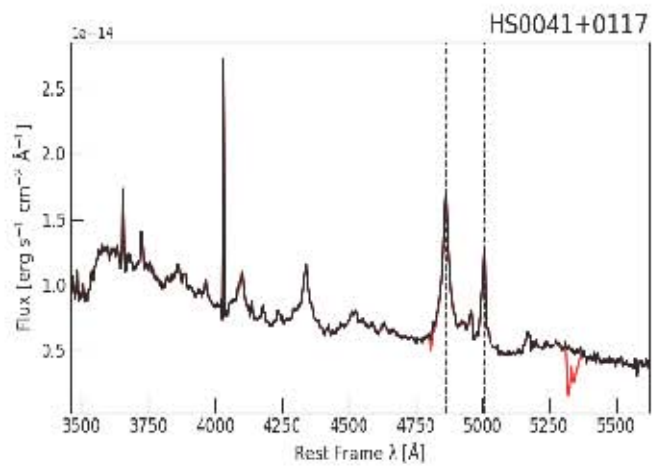
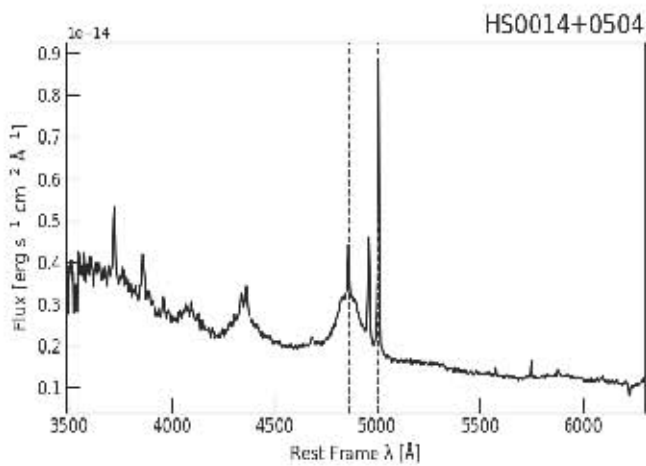
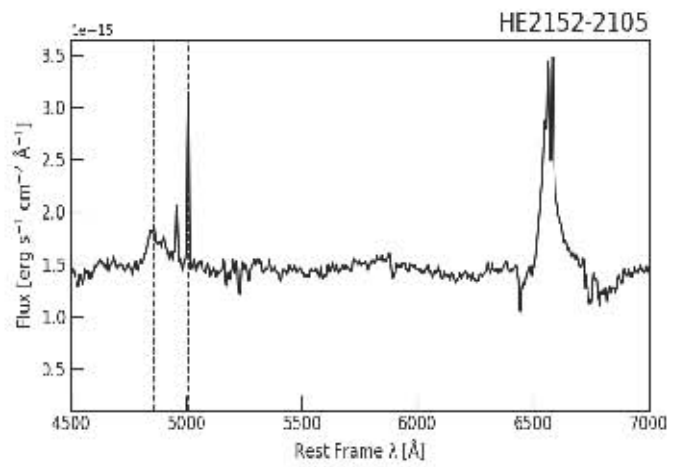
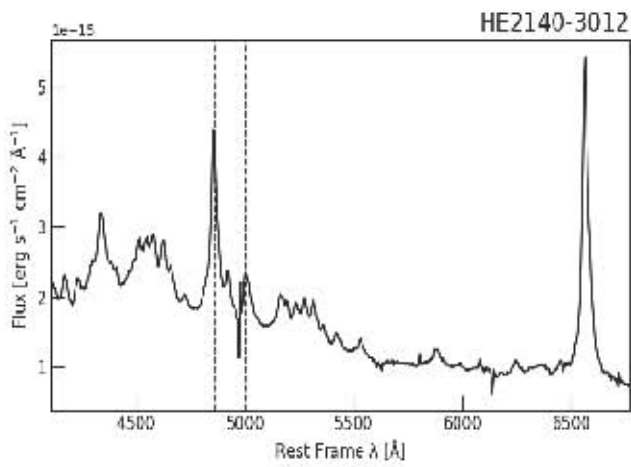
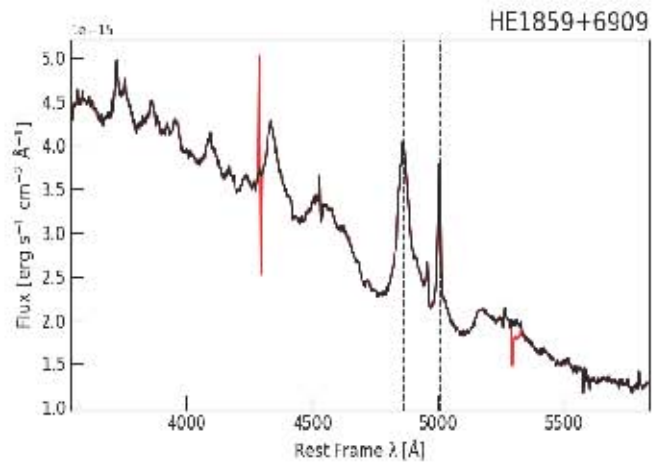
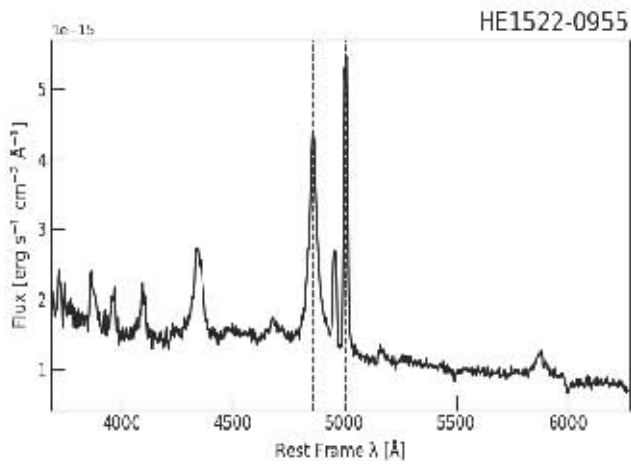
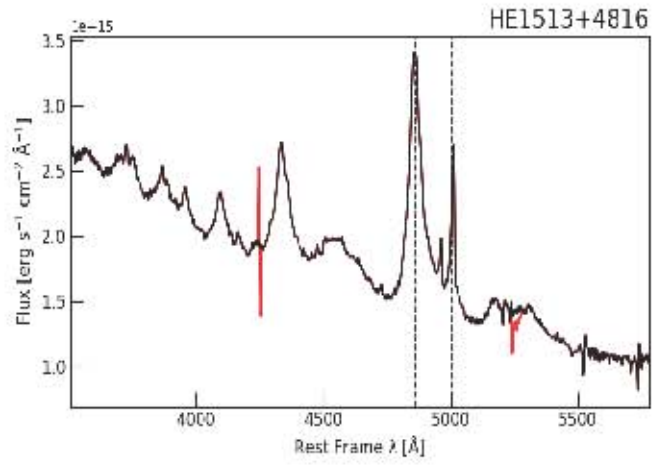
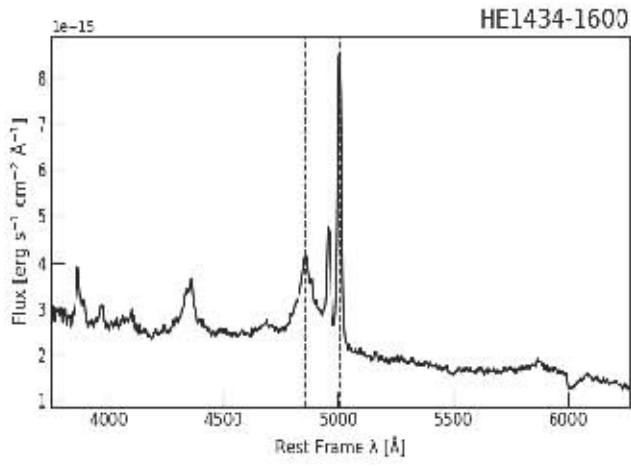


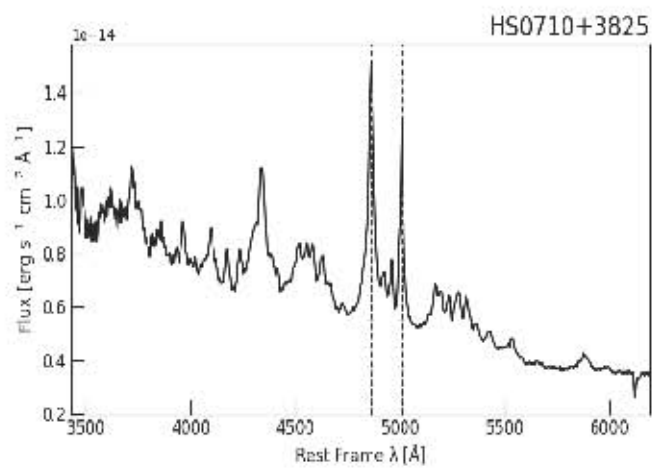
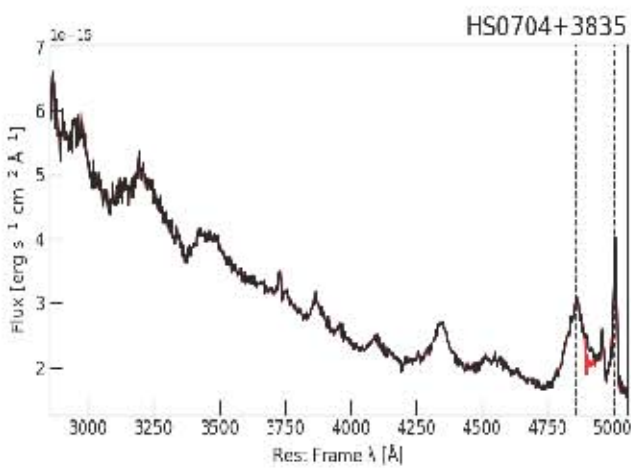
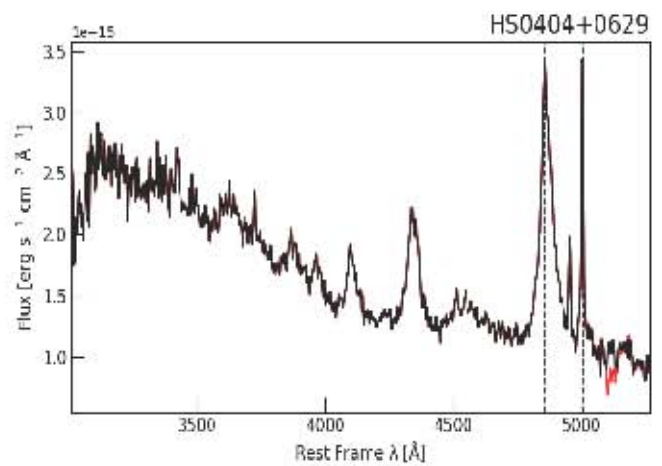
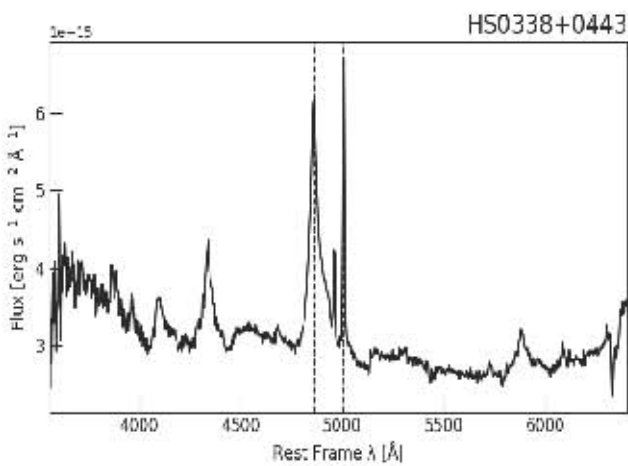
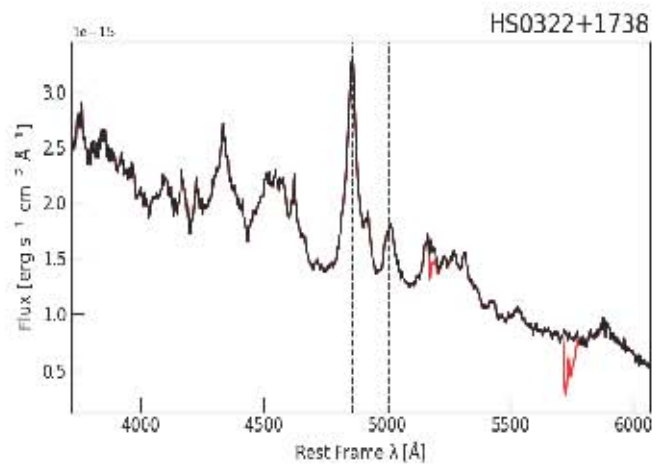
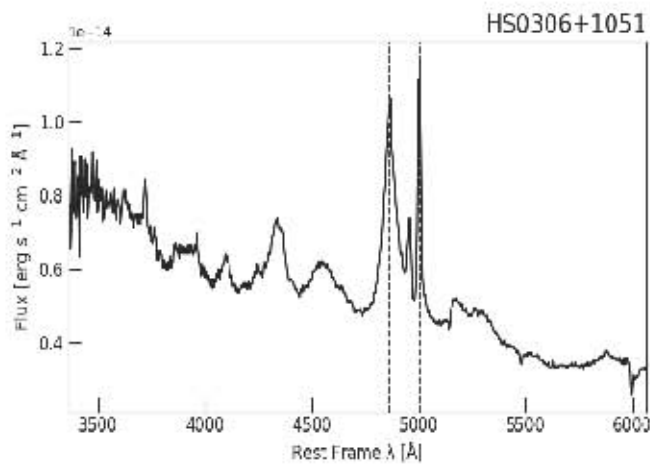
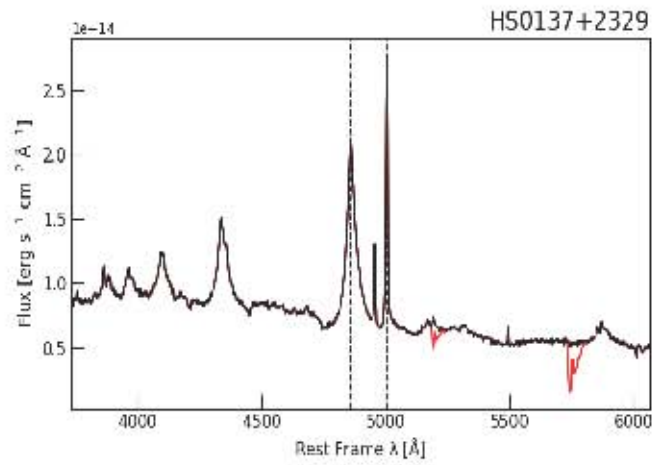
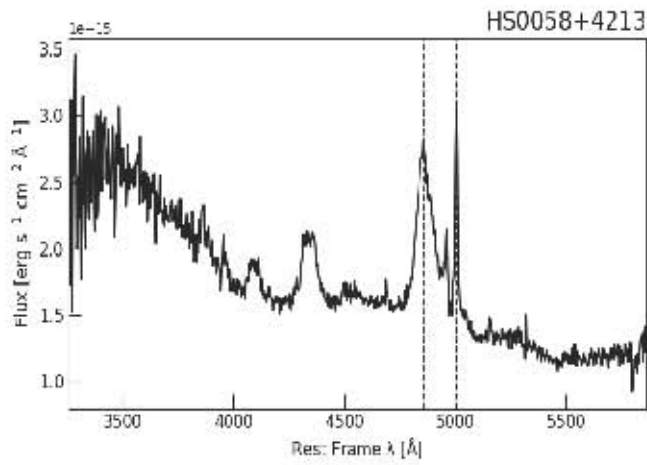


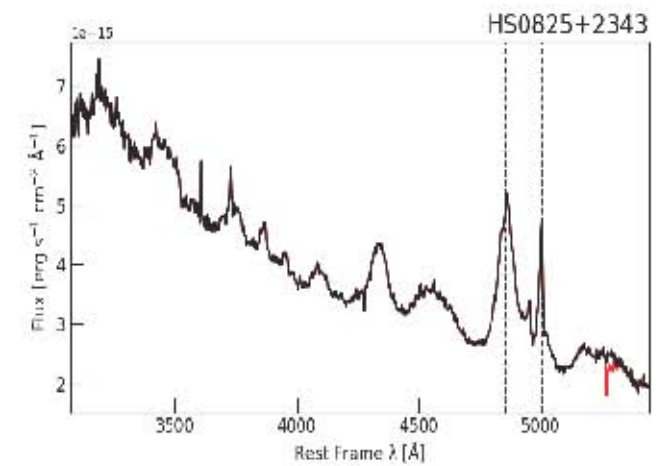
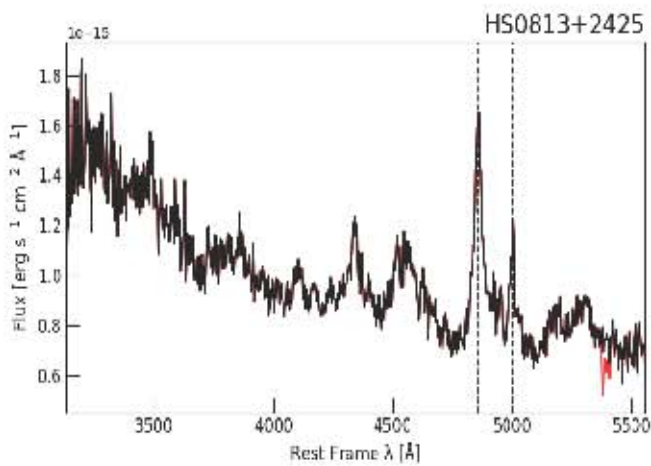
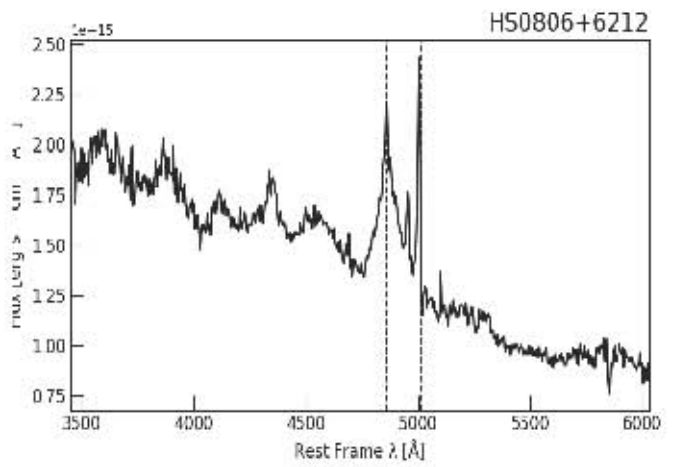
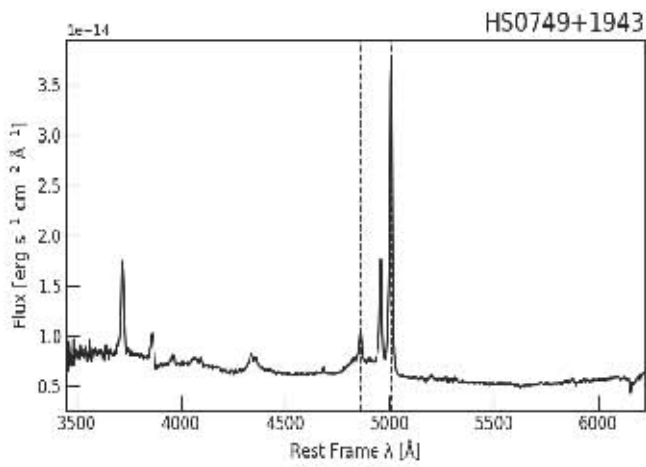
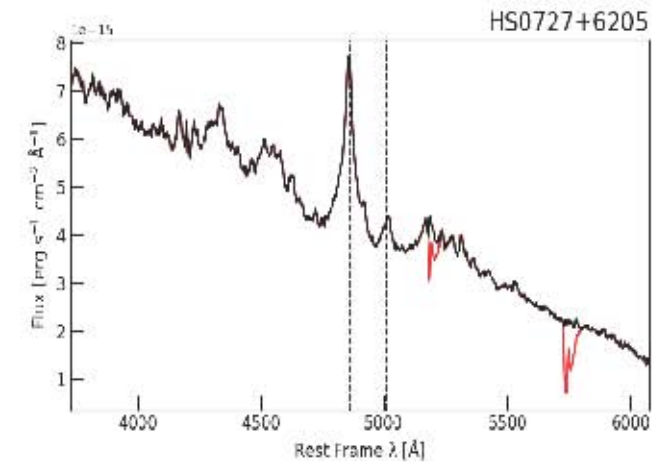
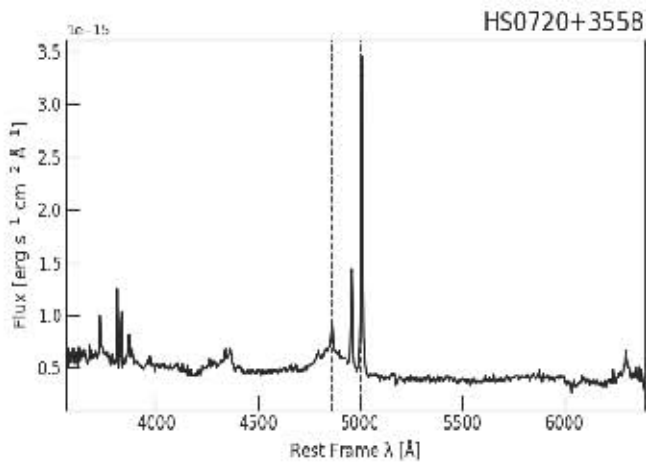
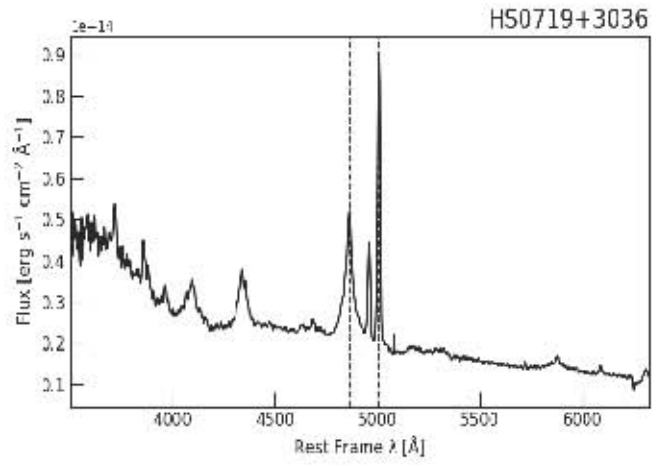
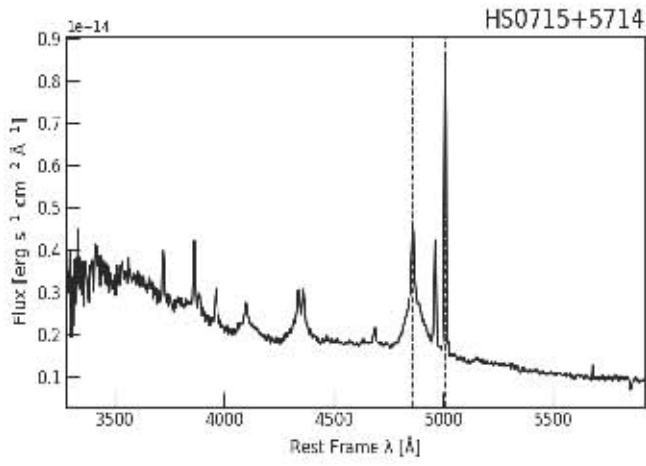


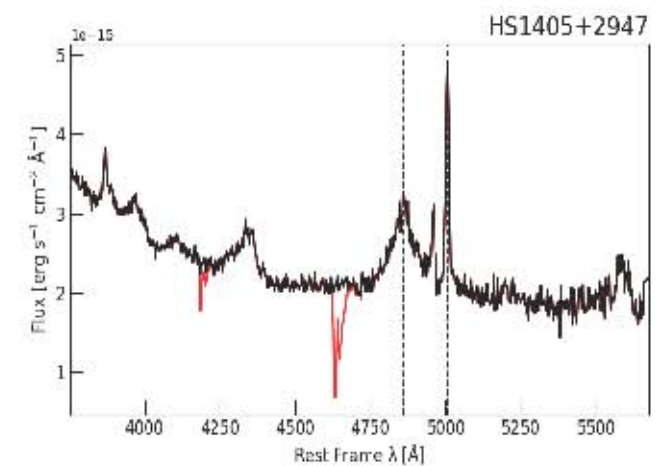
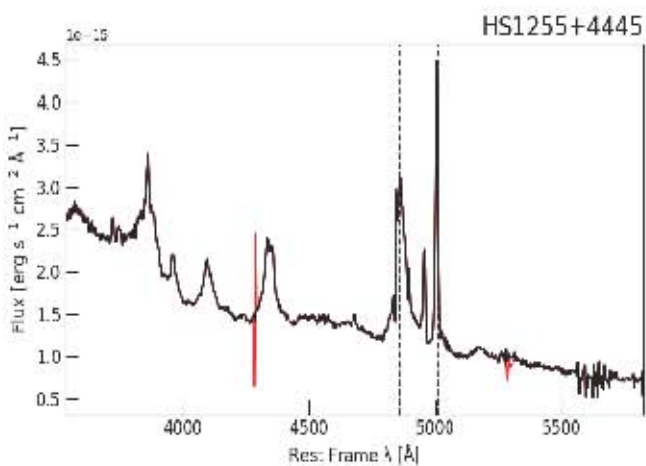
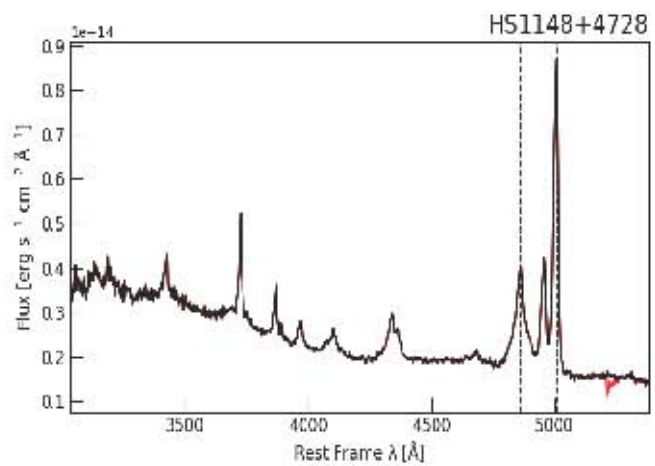
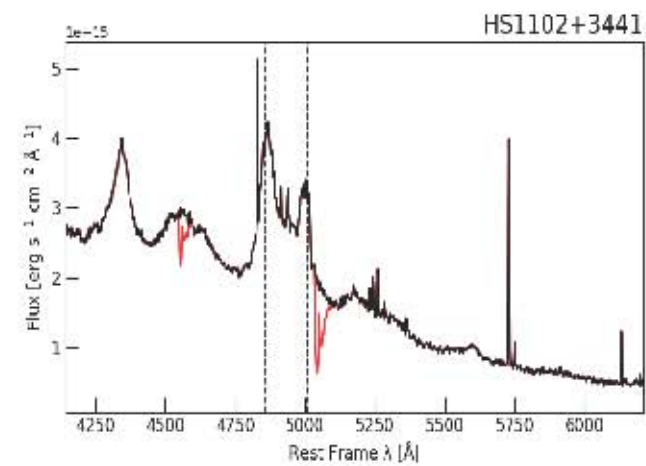
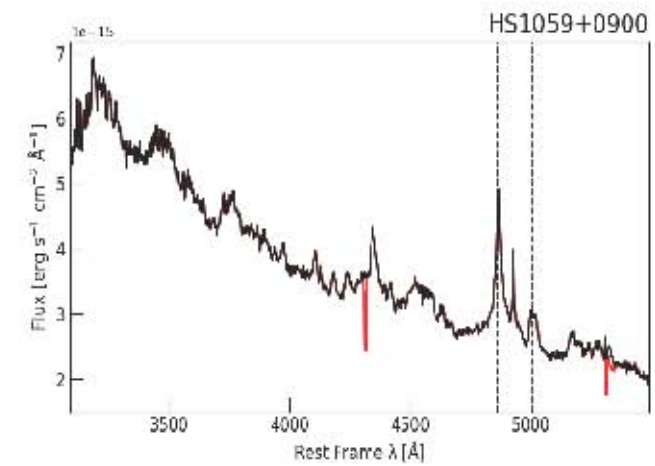
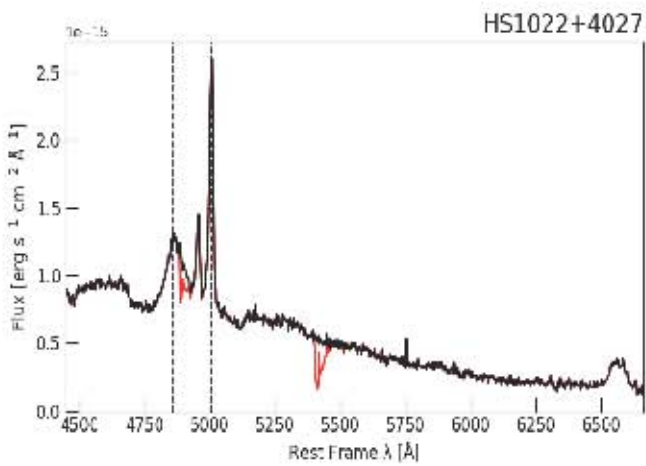
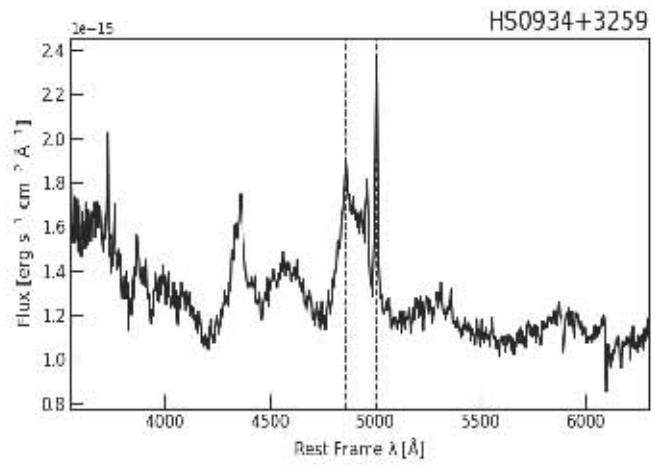
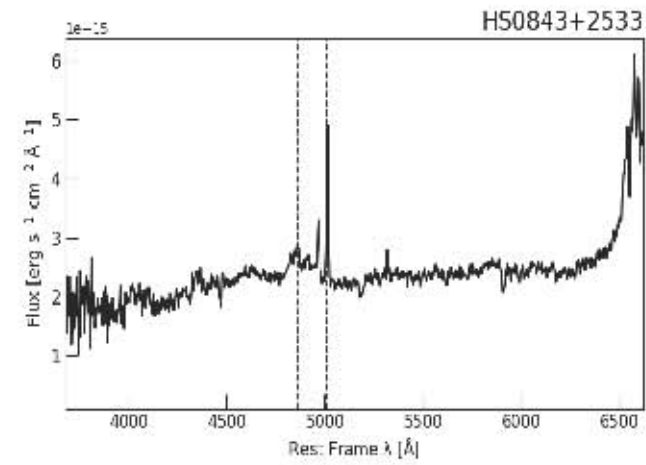


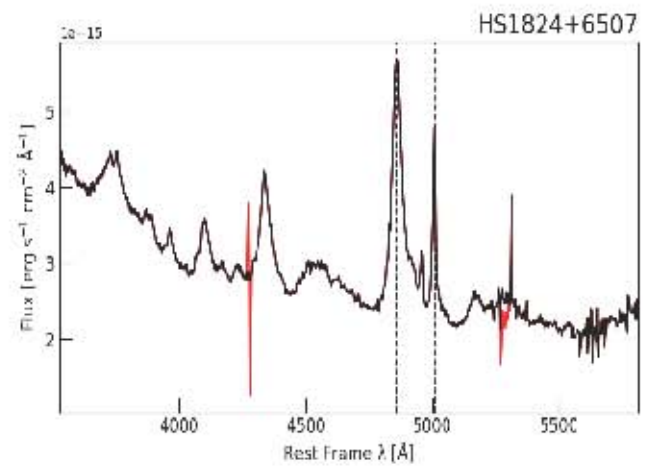
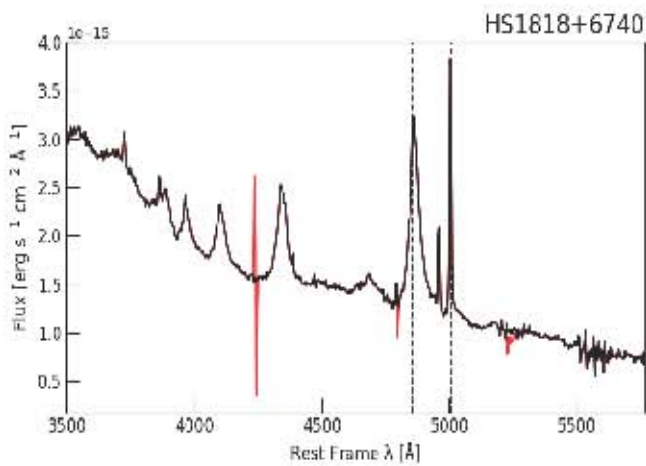
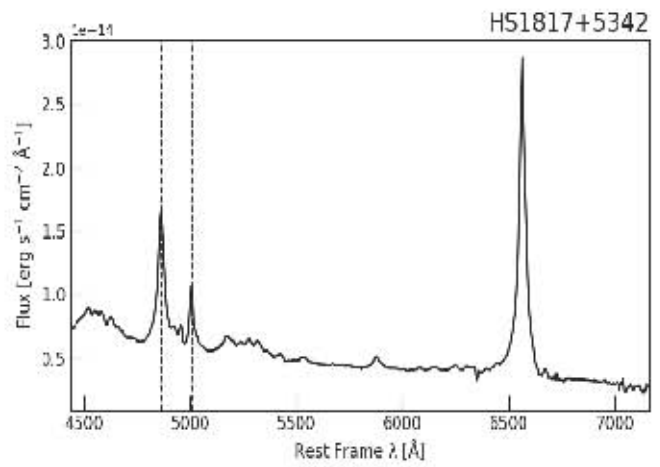
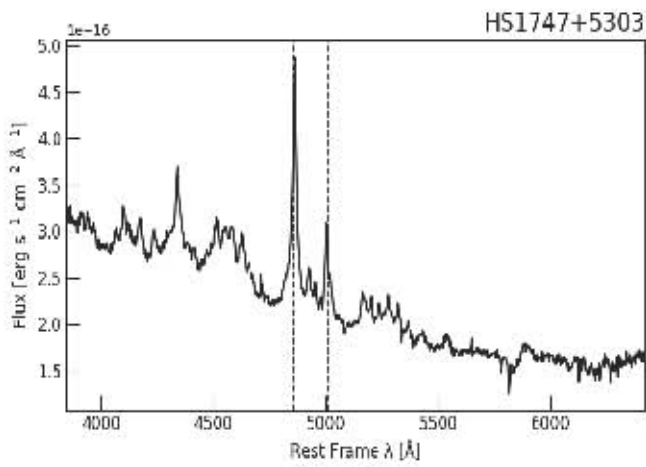
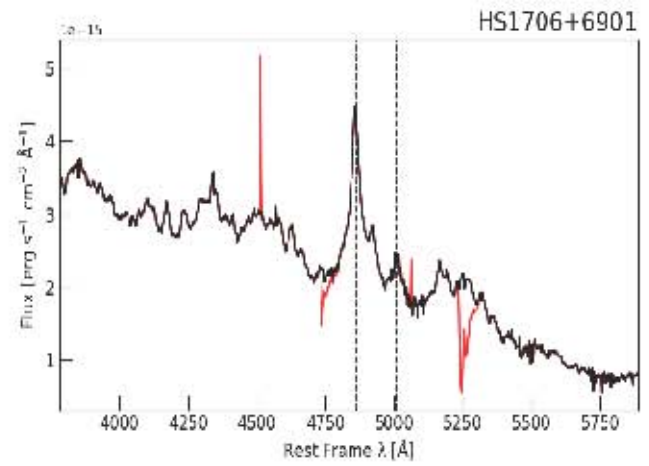
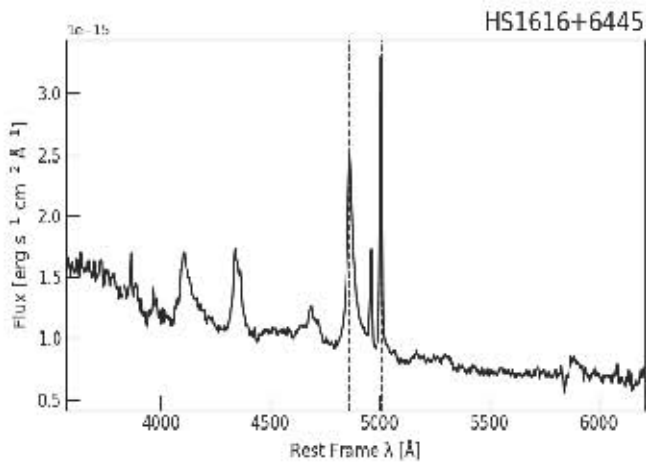
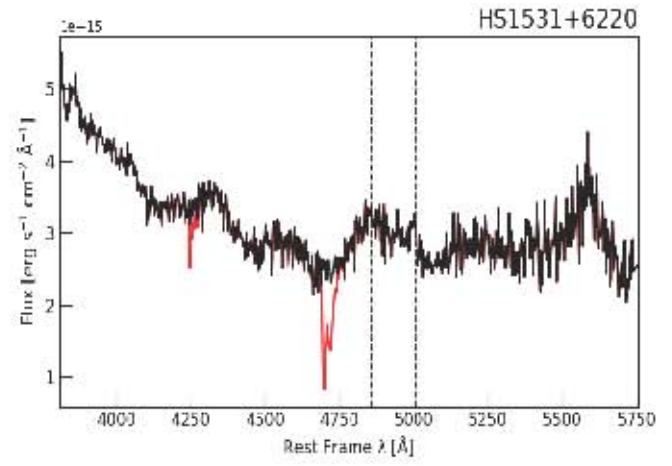
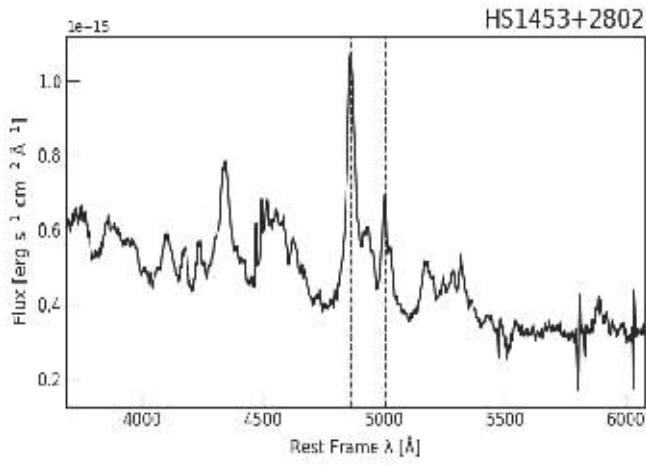


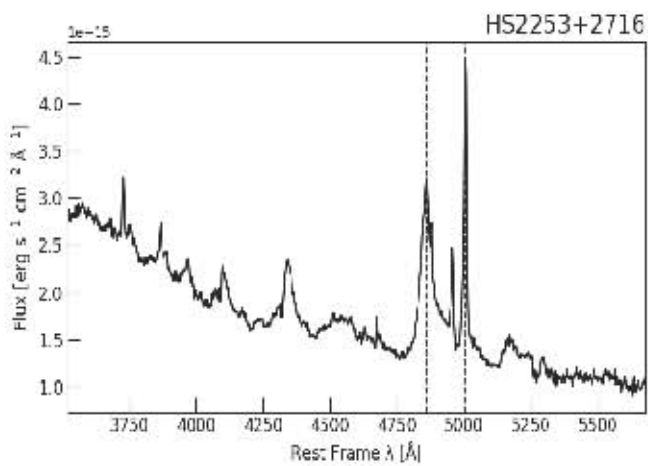
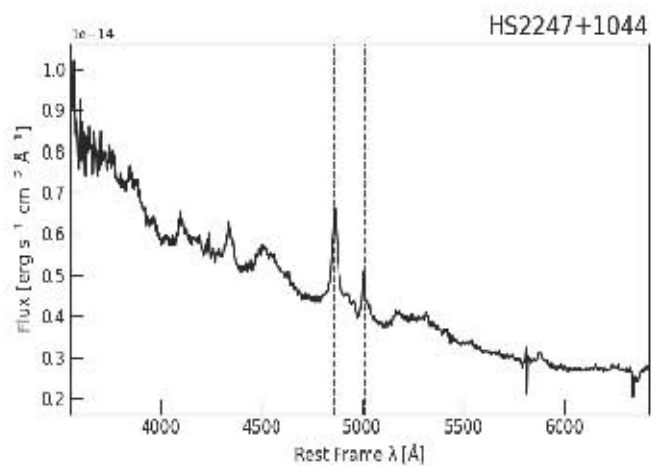
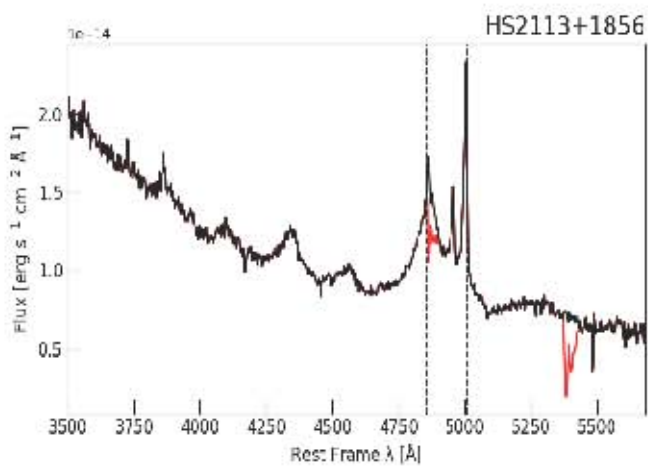
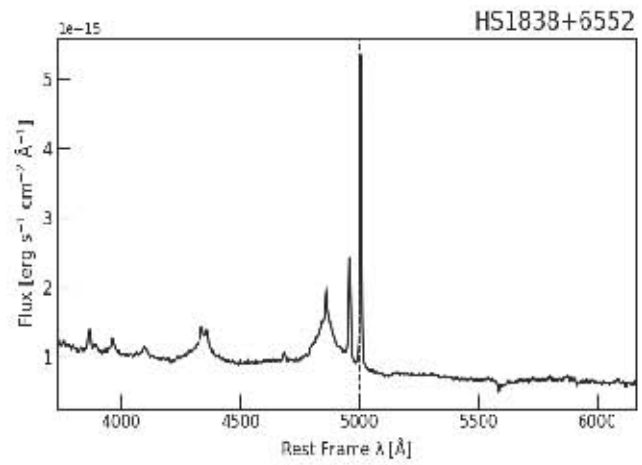
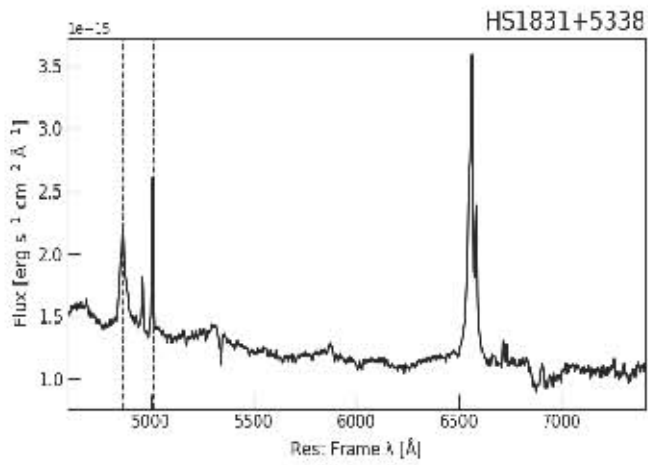












Apéndice C

Estimación de errores

Para las cantidades empleadas durante el capítulo 4 se describe a continuación el cálculo de las incertidumbres. Las cuales se obtuvieron según el caso de cada parámetro, en algunos casos tomar la derivada de la fórmula empleada fue suficiente para obtener un valor apropiado para la incertidumbre, en el caso donde el error era muy pequeño, se decidió utilizar el error absoluto y en otras se calculó obteniendo la varianza del parámetro usado. Siguiendo la forma general para las fórmulas por cada operación conforme el Apéndice V del Manual de Laboratorio de Mecánica, Case Western Reserve University (2004).

C.1. Parámetros observables

Para el error en el flujo en 5100 Å, se tomó del rango de la ventana del continuo la diferencia de los valores del flujo máximo y mínimo posibles alrededor de la unidad, es decir:

$$\Delta F_{\lambda} = |F_{\lambda,max} - F_{\lambda,min}| \quad (C.1)$$

Para la incertidumbre en los anchos equivalentes, se utilizaron los errores obtenidos por **specfit** para el flujo de la línea (ya sea H β o FeII): ΔF_{linea} y el flujo de la ley de potencias ajustada: ΔF_{con} , así entonces el error del EW es

$$\Delta EW(linea) = \frac{F_{linea}\Delta F_{con} - F_{con}\Delta F_{linea}}{F_{con}^2} \quad (C.2)$$

El cálculo del error del cociente R_{FeII} se utilizó la siguiente ecuación

$$\Delta R_{FeII} = \frac{EW(H\beta)\Delta EW(FeII) - EW(H\beta)\Delta EW(FeII)}{[EW(H\beta)]^2} \quad (C.3)$$

El error asociado al corrimiento al rojo z se obtuvo haciendo la diferencia de la z obtenida de NED y la obtenida por este trabajo debido a que los errores estimados utilizando las componentes angostas de $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007$ fueron muy pequeños:

$$\Delta z = |z_{NED} - z| \quad (C.4)$$

C.2. Parámetros físicos

Para la estimación del error de la distancia lumínica se utiliza la siguiente ecuación:

$$\Delta d_L = d_L \left(\frac{\Delta z}{6.107} + \frac{\Delta z}{1.266} \right) + \Delta z \quad (C.5)$$

Para el cálculo del error para la luminosidad del continuo λL_λ con $\lambda = 5100\text{\AA}$ se utilizó la siguiente ecuación:

$$\Delta \lambda L_\lambda = \lambda L_\lambda \sqrt{\left(\frac{\Delta f_{5100}}{f_{5100}} \right)^2 + \left(\frac{2\Delta d_L}{d_L} \right)^2} \quad (C.6)$$

donde f_{5100} es F_λ multiplicado por el valor de la normalización en la ventana del continuo, estos valores junto con sus errores asociados fueron obtenidos utilizando el comando **splot** de IRAF alrededor del continuo a 5100\AA . Y para la luminosidad bolométrica, se utilizó:

$$\Delta L_{bol} = 10\Delta \lambda L_\lambda \quad (C.7)$$

Empleando $\log FWHM(H\beta)$ y $\log \lambda L_\lambda$ (ver pie de página ¹) para obtener el error asociado al $\log M_{BH}$ se obtiene:

$$\Delta \log M_{BH} = \log M_{BH} \left\{ [0.5\Delta \log FWHM(H\beta)]^2 + [2\Delta \log \lambda L_\lambda]^2 \right\}^{0.5} \quad (C.9)$$

donde el error del $FWHM(H\beta)$ se obtuvo utilizando la siguiente ecuación: $\Delta FWHM(H\beta) = 0.1FWHM(H\beta)\delta FWHM(H\beta)$ donde $\delta FWHM(H\beta)$ es el valor del error obtenido con la rutina de **spectfit**.

Se tiene que para la incertidumbre de la luminosidad de Eddington es:

¹En las cantidades donde fue necesario calcular el logaritmo y el error asociado como son el $FWHM(H\beta)$, λL_λ , L_{bol} , L_{Edd} (a excepción de la incertidumbre para la ecuación 4.15), se utilizó la siguiente fórmula:

$$\Delta \log f = \frac{1}{\log 10} \frac{\Delta f}{f} \quad (C.8)$$

donde f es la cantidad de la que se quiera obtener el error.

$$\Delta L_{Edd} = L_{Edd} \ln 10 \Delta M_{BH} \quad (C.10)$$

donde la incertidumbre de la masa del agujero negro, escrita en términos de los logaritmos de $FWHM(H\beta)$ y λL_λ es $\Delta M_{BH} = \sqrt{(\Delta \log FWHM(H\beta))^2 + (\Delta \log \lambda L_\lambda)^2}$.

Y para el cociente de Eddington, se tiene que:

$$\Delta R_{Edd} = R_{Edd} \left(\frac{\Delta L_{bol}}{L_{bol}} + \frac{\Delta L_{Edd}}{L_{Edd}} \right) \quad (C.11)$$

Bibliografía

- [1] Abdo, A. A.; Ackermann, M.; Ajello, M. et al. *Fermi Large Area Telescope First Source Catalog*. The Astrophysical Journal Supplement Series, vol. 188, 2010, p. 405
- [2] Antonucci, R. *Unified models for active galactic nuclei and quasars*. The Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol. 31, 1993, pp. 473-521.
- [3] Asari, N. V.; Cid Fernandes, R.; Stasińska, G. et al. *The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey* Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 381, 2007, pp. 263-279.
- [4] Baldwin, J. A.; Phillips, M. M. & Terlevich, R. *Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects*. The Astronomical Society of the Pacific, Publications, vol. 93, 1981, pp.5-19.
- [5] Balick, B. & Heckman, T. M. *Extranuclear clues to the origin and evolution of activity in galaxies*. The Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol. 20, 1982, pp. 431-468.
- [6] Beckmann v. & Shrader C. R. *Active Galactic Nuclei*. Wiley-VCH, 2012. Primera Edición
- [7] Boroson, T. A. & Green, R. F. *The emission-line properties of low-redshift quasi-stellar objects*. The Astrophysical Journal Supplement Series, v. 80, no. 1, 1992, pp. 109-135.
- [8] Bridle, A. H. & Perley, R. A. *Extragalactic Radio Jets*. The Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol. 22, 1984, pp. 319-358.
- [9] Cardelli, J. A.; Clayton, G. C.; Mathis, J. S. *The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction*. The Astrophysical Journal, v. 345, 1989, pp. 245-256.
- [10] Cid Fernandes, R., Mateus, A.; Sodré, L. et al. *Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v: 358, Issue 2, 2005, pp. 363-378.
- [11] Coatman, L.; Hewett, P. C.; Banerji, M. et al. *C IV emission-line properties and systematic trends in quasar black hole mass estimates*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 461, 2016, pp. 647-665.

- [12] Cristiani, S., La Franca, F.; Andreani, P. *The luminosity function and clustering evolution of Quasars*. The Journal: The Young Universe: Galaxy Formation and Evolution at Intermediate and High Redshift, v. 146, 1998, p.9.
- [13] Dimitrijević, M. S.; Popović, L. Č.; Kovačević, J. et al. *The flux ratio of the [OIII] λ 5007, 4959 lines in AGN: comparison with theoretical calculations*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 374, pp. 1181-1184.
- [14] Dultzin-Hacyan, D. & Ruano, C. *General statistics and principal component analysis of multiwavelength properties of Seyfert galaxies*. The Astronomy and Astrophysics Journal, v.305, 1996, p.719.
- [15] Elvis, M., M.; T., Wilson, A. S.; Ward, M. J. et al. *Seyfert galaxies as X-ray sources*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 183, 1978, pp. 129–157.
- [16] Fraix-Burnet D.; Marziani P.; D’Onofrio M.; Dultzin D., *The phylogeny of quasars and the ontogeny of their central black holes*. Front. Astron. Space Sci, 2017, pp. 2017 - 2017.
- [17] Francis, P. J.; Hewett, P. C.; Foltz, C. B.; et al. *A high signal-to-noise ratio composite quasar spectrum*. The Astrophysical Journal, Part 1, vol. 373, 1991, pp. 465-470.
- Netzer H. *The physics and evolution of Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, 2013. Primera Edición
- [18] Frank, J.; King, A. and Raine, D. *Accretion Power in Astrophysics*. Cambridge University Press, 2002, Tercera Edición.
- [19] Giacconi, R. *Extragalactic X-ray sources*. Symposium on Quasars and Active Nuclei of Galaxies, Copenhagen, Denmark, June 27-July 2, 1977. Physica Scripta, vol. 17, 1978, pp. 159-164.
- [20] Goldschmidt, P.; Miller, L.; La Franca, F. et al. *The high surface density of bright ultraviolet-excess quasars*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 256, 1992, pp. 65P-68P.
- [21] Green, R. F.; Schmidt, M.; Liebert, J. *The Palomar-Green catalog of ultraviolet-excess stellar objects*. The Astrophysical Journal Supplement Series, v. 61, 1986, pp. 305-352.
- [22] Hagen, H. J.; Groote, D.; Engels, D.; Reimers, D. *The Hamburg Quasar Survey. I. Schmidt observations and plate digitization*. The Astronomy and Astrophysics Supplement, v.111, p.195.
- [23] Hamuy, M.; Walker, A. R.; Suntzeff, N. B. et al. *Southern spectrophotometric standards*. The Astronomical Society of the Pacific, v. 104, 1992, pp. 533-552.
- [24] Hamuy, M.; Suntzeff, N. B.; Heathcote, S. R et al. *Southern spectrophotometric standards, 2* The Astronomical Society of the Pacific, v. 106, 1992, pp. 566-589.

- [25] Hewett, P. C.; Irwin, M. J.; Bunclark, P. et al. *Automated analysis of objective-prism spectra. I - Quasar detection*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 213, 1985, p. 971-989.
- [26] Hickox R. C & Alexander D. M. *Obscured Active Galactic Nuclei*. Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics, v. 56, 2018, 625-671.
- [27] Hogg, D. W. *Distance measures in cosmology*. Recuperado de: arXiv: astro-ph/9905116v4, 2000, visitado el 7-Febrero-2019
- [28] Introducción a la Astronomía y Astrofísica: Las galaxias. Recuperado de: https://antonioheras.com/las_galaxias/modelo-unificado-de-galaxias-activas.htm 2013, visitada el 6-Diciembre-2018
- [29] Kaspi, S.; Smith, P.I S.; Netzer, H. et al. *Reverberation Measurements for 17 Quasars and the Size-Mass-Luminosity Relations in Active Galactic Nuclei*. The Astrophysical Journal, vol. 533, 2000, pp. 631-649.
- [30] Kaspi, S.; Maoz, D.; Netzer, H. et al. *The relationship luminosity and broad-line region size in active galactic nuclei*. The Astrophysical Journal, v. 629, 2005, pp. 61-71.
- [31] Kellermann, K. I.; Sramek, R.; Schmidt, M. et al. *VLA observations of objects in the Palomar Bright Quasar Survey*. The Astronomical Journal, v. 98, 1989, pp. 1195-1207.
- [32] Kellermann, K. I. & Owen, F. N. *Radio Galaxies and Quasars*. Published in "Galactic and Extragalactic Radio Astronomy", 1988, 2nd edition, eds. G.L. Verschuur and K.I. Kellermann.
- [33] Kriss G. A. *Fitting Models to UV and Optical Spectra: Using SPECFIT in IRAF*. The Astronomical Society of the Pacific: Astronomical Data Analysis Software and Systems III, v. 61, 1994, pp. 437-446.
- [34] Matthews, T. A.; Morgan, W. W.; Schmidt, M. *A Discussion of Galaxies Identified with Radio Sources*. The Astrophysical Journal, vol. 140, 1964, p.35
- [35] Marziani, P; Sulentic, J. W, Zamanov, R. K et al. *An optical Spectroscopic Atlas of Low-redshift Active Galactic Nuclei*. The Astrophysical Journal, Supplement Series, v. 145, 2003, pp. 199-211.
- [36] Marziani, P.; Zamanov, R. K.; Sulentic, J. W. et al. *Searching for the physical drivers of eigenvector 1: influence of black hole mass and Eddington ratio*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 345, pp. 1133-1144.
- [37] Marziani, P.; Sulentic, J. W.; Stirpe, G. M. et al. *VLT/ISAAC spectra of the β region in intermediate-redshift quasars. III. $H\beta$ broad-line profile analysis and inferences about BLR structure*. The Astronomy and Astrophysics, v. 495, 2009, pp.83-112.
- [38] Mateus, A.; Sodr e, L.; Cid Fernandes, R. et al. *Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited*

- sited. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 370, 2006, pp. 721–737.
- [39] Mendoza-Castrejón, S; Dultzin, D; Krongold, Y et al. *The dust geometric distribution in Seyfert 1 and Seyfert 2 galaxies, isolated and in interaction*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 447, 2015, pp. 2437-2444.
- [40] Miley, G. *The structure of extended extragalactic radio sources*. the Annual Review of Astronomy and Astrophysics. vol. 18, 1980, pp. 165-218.
- [41] Netzer H. *The physics and evolution of Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, 2013. Primera Edición
- [42] Oke, J. B. *Faint spectrophotometric standard stars*. The Astronomical Journal, v. 99, 1990, pp. 1621-1631.
- [43] Osterbrock D. E *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books, 1989. Primera Edición
- [44] Patiño-Álvarez, V.; Chavushyan, V., León-Tavares et al. *Optical Spectrophotometric Monitoring of Fermi/LAT Bright Sources*. Fermi Symposium Proceedings, 2012.
- [45] Patiño-Álvarez, V; Torrealba, J; Chavushyan, V, et al. *Baldwin Effect and Additional BLR Component in AGN with Superluminal Jets*. Frontiers in Astronomy and Space Sciences, v. 3, 2016, p. 19.
- [46] Peterson, B. M. *An Introduction to Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, 1997. Primera Edición.
- [47] "Principal Component Methods in R: a Practical Guide". Recuperado de: <http://www.sthda.com/english/articles/31-principal-component-methods-in-r-practical-guide/112-pca-principal-component-analysis-essentials/> , 2017, visitada el 29-Noviembre-2018
- [48] Richards, G. T.; Lacy, M.; Storrie-Lombardi, L. J. et al. *Spectral Energy Distributions and Multiwavelength Selection of Type 1 Quasars*. The Astrophysical Journal Supplement Series, vol. 166, 2006, pp. 470-497.
- [49] GMUS IFU-1 Data Reduction Tutorial-Gemini IRAF "Sensitivity Function". Recuperado de: <https://gmos-ifu-1-data-reduction-tutorial-gemini-iraf.readthedocs.io/en/latest/sensfunc.html> , 2018, visitada el 26-Enero-2019
- [50] Schmidt M. & Green R. F *Quasar evolution from the Palomar Bright Quasar Survey and other complete quasar surveys*. The Astrophysical Journal, v. 269, 1983, pp.352-374.
- [51] Schuster W. J. & Parrao L. *The atmospheric extinction of San Pedro Mártir*. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, v. 37, 2007, pp. 187–200.

- [52] Shen, Y. & Ho, L. C. *The diversity of quasars unified by accretion and orientation*. *Nature*, v. 513, 2014, pp. 210-212.
- [53] Silva, L.; Granato, G. L.; Bressan, A. et al. *Modeling the Effects of Dust on Galactic Spectral Energy Distributions from the Ultraviolet to the Millimeter Band*. *The Astrophysical Journal*, vol. 509, 1998, pp. 103-117.
- [54] Stobie R.S., Kilkenny D., O'Donoghue D., et al. *The Edinburgh-Cape Blue Object Survey - I. Description of the survey*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 287, 1997, pp. 848-866.
- [55] Stone, R. P. S. & Baldwin, J. A. *Southern spectrophotometric standards for large telescopes*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 204, 1983, pp.347-353.
- [56] Stone, R. P. *Spectral Energy Distributions of standard stars of intermediate brightness. II*. *The Astrophysical Journal*, v. 218, pp. 767-769.
- [57] Sulentic J. W.; Marziani, P.; Zamanov R. et al. *Average quasar spectra in the context of Eigenvector 1*. *The Astrophysical Journal*, v. 566, 2002, pp:L71–L75.
- [58] Sulentic, J. W.; Bachev, R.; Marziani, P. et al. *C IV $\lambda 1549$ as an Eigenvector 1 Parameter for Active Galactic Nuclei*. *The Astrophysical Journal*, v. 666, pp. 757-777.
- [59] Sulentic J. W.; Repetto P.; Stirpe et al. *VLT/ISAAC spectra of the H β region in intermediate-redshift quasars. II. Black hole mass and Eddington ratio*. *The Astronomy and Astrophysics*, v. 456, 2006, pp. 929-939.
- [60] Sulentic, J. W.; Marziani, P.; Zamanov, R et al. *Quasar Spectra in the Context of Eigenvector 1* *The Astrophysical Journal*, v. 566, pp. L71-L75.
- [61] Tananbaum, H & Avni, Y. *X-ray properties of optically selected QSOs*. *The Astrophysical Journal*, vol. 305, 1986, pp. 83-99.
- [62] Treister, E.; Krolik, J. H. & Dullemond, C. *Measuring the fraction of obscured quasars by the infrared luminosity of unobscured quasars*. *The Astrophysical Journal*, v. 679, 2008, p. 140.
- [63] Ulrich, M. H., Maraschi, L., & Urry, C. M. *Variability of Active Galactic Nuclei*. *The Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 35, 1997, pp. 445–502.
- [64] Unwin, S.; Shao, M.; M. Tanner et al. *Taking the Measure of the Universe: Precision Astrometry with SIM Planetquest*. v. 49, 2006, (Preprint)
- [65] Vanden Berk, D.; Richards, G.; Bauer, A: et al. *Composite quasar spectra from the Sloan Digital Sky Survey*. *The Astronomical Journal*, v. 122, 2001, pp. 549-564.
- [66] Vestergaard M. & Wilkers B. J. *An Empirical Ultraviolet Template for Iron Emission in Quasars as Derived from I Zw 1*. *The Astrophysical Journal Supply*, 2001, (Preprint)

- [67] Vestergaard M. & Peterson M. B. *Determining central black hole masses in distant active galaxies and quasars. II. Improved optical and UV scaling relationships*. The Astrophysical Journal, v. 641, 2006, pp. 689-709.
- [68] Wampler, E. J. & Ponz, D. *Optical selection effects that bias quasar evolution studies*. The Astrophysical Journal, vol. 298, 1985, pp. 448-460.
- [69] Reimers, D. & Koehler, T & Wisotzki, L. *The Hamburg/ESO survey for bright QSOs. II*. (Reimers+, 1996). VizieR Online Data Catalog. 1995
- [70] Reimers, D. & Wisotzki, L. *The Hamburg/ESO Survey*. The Messenger Journal, v. 88, 1997, pp. 14-19.
- [71] Zamfir, S.; Sulentic, J. W.; Marziani, P.; Dultzin, D. *Detailed characterization of H_{β} emission line profile in low- z SDSS quasars*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 403, 2009, pp. 1759–1786.
- [72] Zhang, K; Dong, X; Wang, T et al. *The Blueshifting and Baldwin Effects for the $[O III]\lambda 5007$ Emission Line in Type 1 Active Galactic Nuclei*. The Astrophysical Journal, v. 737, 2011, p. 9.