



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS
FÍSICA

CARACTERIZACIÓN ESPECTROSCÓPICA DE CUÁSARES EN
EL UV DEL SDSS-V.

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO DE:
LICENCIADA EN FÍSICA

PRESENTA:
NANCY JENARO BALLESTEROS

DIRECTOR DE TESIS:
CASTALIA ALENKA NEGRETE PEÑALOZA

CIUDAD DE MÉXICO

SEPTIEMBRE, 2023



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

**Caracterización espectroscópica de cuásares en el UV del
SDSS-V.**

por

Nancy Jenaro Ballesteros

Grados previos

Tesis presentada para obtener el grado de

Licenciada en Física

en el

FACULTAD DE CIENCIAS

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

Ciudad de México. septiembre, 2023

*No es fácil.
Nada es fácil en esta vida.
Pero todo es muy interesante.
DRA. ALENKA NEGRETE*

Agradecimientos

Quisiera comenzar agradeciendo a mi familia, mi principal pilar para poder seguir, mi mamá Ninfa Ballesteros Morán, mi hermana Diana Jenaro Ballesteros, mi papá Ricardo Jenaro Gómez, mis gatos Chiquitin y Saturno y mi perrita Estrella. Gracias por todo su apoyo económico y moral a lo largo de estos años, por creer en mí y por permitirme seguir mis sueños, por estar ahí para reunir todos los pequeños pedazos en los que a veces me desmoronaba y para darme fuerzas para reconstruirme y comenzar de nuevo. También quiero agradecer especialmente a mi abuelito Humberto Ballesteros por ser un gran apoyo económico y emocional, por creer en mí y emocionarse con mis logros, a mi abuelita Maria por darme siempre palabras de aliento y finalmente a mi abuelita Francisca, que apesar de que ya no se encuentra físicamente sé que estaría orgullosa de mí.

Agradezco también a mis amigos, Vanessa Orta, Félix del Ángel y Melissa Tijerina, quienes son mis fans número uno, que siempre están conmigo compartiendo sonrisas y tristezas y que apesar de todo, no me dejan caer. Apesar de que el camino largo que he recorrido para poder terminar esta tesis, todo lo que he aprendido y todo lo que he crecido en este año ha valido la pena.

También me gustaría agradecer a mi asesora, la Doctora C. Alenka Negrete Peñaloza por el apoyo que me ha brindado, por compartirme parte de todo su conocimiento de la astrofísica y de la vida y por ser un modelo a seguir.

Agradezco a Relatos de la Noche, Leyendas Legendarias y Morras Malditas, mis podcast favoritos que me acompañaron en todo este proceso. Cada susto y cada risa me hacían sentir que no estaba sola y me animaban a continuar haciendo mi trabajo de manera amena.

También quiero agradecer a cada uno de los profesores en la carrera que me ayudó e impulsó en mi camino a la ciencia y que gracias a ellos encontré el amor al conocimiento, a que la curiosidad nunca se apagara en mí y que siempre quisiera poder absorber un poco del conocimiento que me compartían. Gracias a cada una de las personas que confiaron en mí y me brindaron alguna palabra de aliento cuando más lo necesité.

También agradezco el apoyo económico otorgado por los proyectos de la Doctora Deborah Dulzín proyecto PAPIIT UNAM IN111422. y el proyecto CONACyT Paradigmas y Controversias de la Ciencia 2022-320020 de la Doctora Alenka Negrete.

Índice general

I	Primera parte	1
1.	Introducción	2
1.1.	Galaxias	2
1.2.	Núcleo Activo de Galaxia o AGN	4
1.3.	Tipos de AGN	6
1.3.1.	Galaxias Seyfert.	6
1.3.2.	Cuasares	8
1.3.3.	Radio Galaxias	10
1.3.4.	Blazares.	11
1.4.	Clasificación espectral de los AGN	12
1.4.1.	Líneas espectrales	13
1.4.2.	Corrimiento al rojo de las líneas de emisión.	15
1.4.3.	AGN Tipo 1 y Tipo 2.	17
1.4.4.	Modelo Unificado.	18
1.5.	Eigenvector 1	21
1.5.1.	Población A y B.	25
1.6.	Hipótesis y esquema de la tesis.	27
1.6.1.	Esquema de la tesis.	30
2.	Recopilación de datos.	31
2.1.	Sloan Digital Sky Survey.	31

2.1.1. Observatorio Apache Point.	34
2.2. Procesamiento de la muestra por parte del SSDS.	39
2.3. Selección de la muestra.	41
2.3.1. Estimación del corrimiento al rojo por el SSDS.	47
3. Metodología	48
3.1. Medición de los flujos.	48
3.2. Diagrama $\lambda 1860/\lambda 1892$ vs $\lambda 1909/\lambda 1892$	51
3.3. Espectros promedio	53
3.4. Regiones de interés	53
3.5. Estimación de parámetros físicos.	56
4. Análisis de la muestra.	58
4.1. Corrección por z.	58
4.2. SPECFIT	59
4.3. Análisis multicomponente.	63
4.3.1. Región a 1900\AA	63
4.3.2. Región a 1550\AA	66
4.3.3. Región a 1400\AA	69
5. Resultados y Discusión.	76
5.1. Distribución de la Luminosidad Bolométrica.	76
5.2. Luminosidades a $\lambda 1909$, $\lambda 1892$ y $\lambda 1860$	78
5.3. Masa de los agujeros negros.	81
6. Conclusiones	84
6.1. Trabajo a futuro	85
A. LILs y HILs.	86
B. Datos.	87

Índice de tablas

1-1. Valores promedio del plano óptico del E1 [Sulentic et al., 2007].	24
4-1. Funciones de <code>specfit</code> (Kriss, 1994)	60
4-2. Mediciones en la región del <i>BLEND</i> de 1900Å para las poblaciones B.	71
4-3. Mediciones en la región del <i>BLEND</i> de 1900Å para las poblaciones A.	72
4-4. Mediciones en la región del <i>BLEND</i> de 1550Å para las poblaciones B.	73
4-5. Mediciones en la región del <i>BLEND</i> de 1550Å para las poblaciones A.	74
4-6. Mediciones en la región del <i>BLEND</i> de 1400Å para las poblaciones B.	75
4-7. Mediciones en la región del <i>BLEND</i> de 1400Å para las poblaciones A.	75
5-1. Promedios del flujo de los cocientes $\lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1860/\lambda 1892$	78
5-2. Mediciones de los promedios de las luminosidades con los flujos en $\lambda 1909$, $\lambda 1892$ y $\lambda 1860$ en cada una de las poblaciones.	79
B-1. Objetos con corrimiento al rojo incorrecto que se corrigieron utilizando a la línea de emisión de $\text{MgII}\lambda 2800$ y agregaron a los datos de la muestra.	87
B-2. Objetos con corrimiento al rojo incorrecto que se corrigieron utilizando a la línea de emisión de $\text{OI } 1304\text{Å}$ y se agregaron a los datos de la muestra.	88

Índice de figuras

1-1. Secuencia de Hubble. Esquema en diapason de la clasificación de las galaxias a partir de su morfología, en el eje central se encuentran las galaxias elípticas y en los brazos, las galaxias espirales con y sin barra [Karttunen et al., 2007].	3
1-2. Imágenes en el óptico de la galaxia activa NGC 5548 (izquierda) y de la galaxia normal NGC 3277 (derecha). Se observa que el AGN tiene un brillo aumentado en el núcleo [Burbidge et al., 1990].	5
1-3. A la izquierda, espectro óptico de la galaxia Seyfert 1 NGC 5548. A la derecha, espectro óptico de la galaxia Seyfert 2 NGC 1667 en el cual se nota la ausencia de líneas anchas. (Imágenes de A. V. Filippenko, 1993)	7
1-4. Espectro del cuasar 3C273. Se observan las líneas de la serie de Balmer corridas al rojo respecto de su marco de referencia en reposo. Extracted from an article from M.G. Yates R. P. Garden, My Not. R. astr. Ploughshare, 241, 167-194, 1989.	9
1-5. Radio galaxia tipo FR-II Cygnus A, la radio fuente extragaláctica más brillante observada por el telescopio VLA a 5 GHz y 0.4" de resolución (Carilli and Barthel, 1996). El AGN está localizado en el punto brillante que se observa en el centro y sus radio lóbulos se extienden a lo largo de 50 kpc del núcleo.	11
1-6. Espectro del blazar RXJ 1211.9+2242. En este espectro sólo se detectan líneas de absorción débiles causadas por la emisión del jet absorbida por la galaxia anfitriona [Beckmann et al., 2004].	12
1-7. Comparación entre una línea de recombinación (línea permitida) y una línea de excitación colisional (línea prohibida). [López A., 2015]	14

1-8. Ejemplos de espectros a $z=0.4$, $z=1.5$ y $z=3$ (de arriba a abajo) donde se observa como las líneas de $H\beta\lambda 4861$, $MgII\lambda 2800$, $CIV\lambda 1549$ se desplazan al rojo.(Creditos: SSDS-V, Survey BHM)	16
1-9. Comparación entre dos espectros del Tipo 1 y 2 de AGN. [Morgan, 2002]	18
1-10. Representación esquemática de los AGN en el Modelo Unificado. Donde el tipo de objeto que se observe depende del ángulo de visión, aunque no especifica si se produce una emisión significativa en forma de jet o con qué tanta potencia cuenta el núcleo. Gráfico por Marie-Luise Menzel.	21
1-11. Plano óptico del espacio de parámetros 4DE1, es decir, $FWHM(H\beta)$ vs R_{FeII} . Los cuadrantes indican los bins definidos por [Sulentic et al., 2002] se adoptaron para hacer este diagrama. Posteriormente, cada población se subdividió en bins de $\Delta R_{FeII} = 0.5$ y $\Delta FWHM(H\beta) = 4\,000\text{ km s}^{-1}$, originalmente de las poblaciones A1, A2, A3, A4 y B1, B2, B1+ y B1++ [Zamfir et al., 2010]. Estas subpoblaciones son útiles para identificar cuasares con características similares. Por ejemplo, los cuasares con alta tasa de acreción se encuentran en las poblaciones A3 y A4 [Negrete et al., 2018].	23
1-12. 4DE1 incluyendo al parámetro del Desplazamiento del perfil a mitad del máximo de $CIV\lambda 1549_{BC}$ vs $FWHM(H\beta_{BC})$ en km s^{-1} . Los símbolos (cuadrado y círculo) se utilizan para representar a los elementos de las Poblaciones A (negros) y B (en blanco). Las fuentes RL están representadas por los cuadrados y las fuentes RQ por círculos. La línea vertical y horizontal más marcadas indican el límite entre la poblaciones A y B. Mientras que las líneas más tenues indican intervalos de confianza de $\pm 2\sigma$ para $c(\frac{1}{2})$, lo cual significa que las fuentes dentro de este rango no muestran un corrimiento significativo de la línea de $CIV\lambda 1549$ [Sulentic et al., 2007].	24
1-13. Ejemplos de ajustes multicomponentes de las regiones espectrales $Ly\alpha$, $CIV\lambda 1549_{BC}$, $1900 - \text{\AA}$, $MgII\lambda 2800_{BC}$, $H\beta$ para un objeto de población A (paneles superiores) y uno de la población B (paneles inferiores). En la Población A se observa un ajuste de la línea ancha con un perfil Lorentziano y para la población B, con un perfil Gaussiano [Marziani et al., 2010].	26

1-14. Relación entre la masa del BH y luminosidad dependiendo de la población. La masa tiende a aumentar en la población A y la luminosidad lo hace pero para en dirección de la Población B [Zamfir et al., 2010].	28
1-15. Distribuciones de la masa y la luminosidad de la población A y B [Zamfir et al., 2010].	28
1-16. Distribución de las Poblaciones A (A1: cuadros blancos, A2: cuadros negros, A3: círculos negros) en el plano definido con los cocientes $C_{\text{III}}\lambda 1909 / S_{\text{III}}\lambda 1892$ y $A_{\text{III}}\lambda 1860 / S_{\text{III}}\lambda 1892$. El área sombreada es la asociada a las Poblaciones A extremas. Las barras de error sólo son mostradas para fuentes en el borde del área sombreada [Marziani & Sulentic, 2014].	29
2-1. Telescopios utilizados para los 3 distintos proyectos, Milky Way Mapper, Local Volume Mapper y el Black Hole Mapper. (Créditos de la imagen: M. Seibert (OCIS) and the SDSS-V team)	33
2-2. El círculo púrpura indica un apuntado del telescopio en el cielo, se muestra la Luna llena para comparar tamaños. SDSS-V observa simultáneamente 500 objetivos dentro de un círculo de este tamaño. El panel izquierdo muestra el espectro óptico de un cuasar, que está rodeado por un disco de gas caliente y brillante. La mancha púrpura es una imagen de SDSS de la luz de esta imagen, que abarca cerca de 1 arcosegundo en el cielo. El panel derecho muestra la imagen y el espectro de una enana blanca - el núcleo de una estrella de baja masa (como el Sol) después del final de su vida. <i>Crédito de la imagen: Hector Ibarra Medel, Jon Trump, Yue Shen, Gail Zasowski, y la Colaboración SDSS-V.</i>	33
2-3. Telescopio de 2.5 del SDSS.	34
2-4. Campo de observación del SDSS-V. La diferencia principal de estos tres campos es la cadencia y el número de observaciones, que van de 1 a 13 para los campos AQMES y hasta 174 para el RM [Kollmeier, 2017].	36
2-5. En el panel izquierdo se muestran las placas de aluminio utilizadas en los telescopios del proyecto SSDS V. Y en el panel derecho está la conexión manual de las fibras ópticas a cada agujero en las placas.	36
2-6. Sloan Telescope Focal Plane System (FPS).	37

2-7. Ejemplos de espectros obtenidos con la placa 15000.	38
2-8. Distribución de los objetos con respecto a su corrimiento al rojo.	42
2-9. Gráfica de la diferencia de bandas $g - r$ con respecto al corrimiento al rojo, z	42
2-10. Distribución de la S/N en la muestra inicial. La parte sombreada (azul oscuro) son los datos que se seleccionaron, los cuales, su S/N es mayor a 30.	45
2-11. Ejemplos de espectros con distintas S/N en la región UV donde se observa la línea de emisión CIV λ 1549. De izquierda a derecha: S/N=5, S/N=10, S/N=15, S/N=20, S/N=27 y S/N=43. Se observa una clara diferencia en el espectro del valor de S/N mayor entre éstos.	46
3-1. Distribución de las luminosidades de todos los objeto a 1700 Å.	50
3-2. Diagrama de los cocientes λ 1909/ λ 1892 y λ 1860/ λ 1892 utilizando los 1625 objetos.	52
3-3. Poblaciones A. Espectros promedio de la población A1 y A2 definidas en la sección 3.2 en donde se observan las tres regiones a estudiar en este trabajo.	54
3-4. Poblaciones B. Espectros promedio de la población B1, B2, B1+ y B1++ definidas en la sección 3.2 en donde se observan las tres regiones a estudiar en este trabajo.	55
4-1. Distribución del desplazamiento al rojo (z) en cada una de las poblaciones (Eje x: corrimiento al rojo, eje y: número de objetos).	59
4-2. Archivo con los parámetros de entrada para realizar el ajuste de la región a 1550Å específicamente para la línea CIV característica de esta región, de la población B2. La primer línea se trata del nombre del ajuste que se está realizando, en este caso, de la población B2 en la región de CIV λ 1549. Precedido de la tarea que se está usando, del número de componentes en el ajuste, los tipos de perfil para cada componente y por último, las variables iniciales para cada una de éstas.	61
4-3. Ajustes para el <i>Blend</i> de 1900Å.	65
4-4. Ajustes para la región de CIV λ 1549.	68
4-5. Ajustes para la línea SiIV λ 1397.	70

5-1. En la figura a) se muestra la distribución de la luminosidad bolométrica de todos los objetos, en la figura b) se muestra la distribución de la luminosidad bolométrica en cada una de las poblaciones.	77
5-2. Distribuciones por población de las luminosidades a partir de los flujos medidos en $\lambda 1909$, $\lambda 1892$ y $\lambda 1860$	80
5-3. Distribución de la masa de los agujeros negros de los AGN con respecto a su corrimiento al rojo. Las cajas rosas del diagrama son cuartiles que muestran visualmente el agrupamiento de los valores de z por intervalos de 0.2.	81
5-4. Distribución de la tasa de acreción con respecto al FWHM de $\text{AlIII}\lambda 1860$	82
5-5. Diagrama de las medianas de los datos de cada una de las poblaciones a partir de su distribución de los cocientes $\lambda 1860/\lambda 1892$ vs $\lambda 1909/\lambda 1892$	83
B-1. Ejemplo de espectro con corrimiento al rojo incorrecto. La línea azul representa el corrimiento al rojo medido por el SSDS-V y la línea roja es el corrimiento al rojo correcto.	88

Caracterización espectroscópica de cuásares en el UV del SDSS-V.

por

Nancy Jenaro Ballesteros

Resumen

Los Núcleos Activos de Galaxias¹ se definen a partir de la actividad nuclear de las galaxias debida a la acreción de material hacia el agujero negro super masivo en el núcleo. En el presente trabajo, se tendrá como contexto al Eigenvector 1 el cual es un espacio de parámetros en multifrecuencia que permite clasificar a los AGN a partir de sus características observacionales. En particular, desde hace más de veinte años, se ha desarrollado la idea de una secuencia principal para objetos de bajo corrimiento al rojo o z en el espacio de parámetros óptico definido por las emisiones de $H\beta$ y $FeII$, la cual está gobernada por la tasa de acreción [Sulentic et al., 2000] [Marziani et al., 2018]. Sin embargo, hace falta un espacio de parámetros en el UV para AGN de alto z .

El objetivo principal de este trabajo es poder clasificar a los AGN de corrimientos al rojo grandes ($z > 1.1$) a partir de la información brindada por sus cocientes $CIII]\lambda 1909/SiIII]\lambda 1892$ y $AlIII]\lambda 1860/SiIII]\lambda 1892$ por lo que se realizará un diagrama con estos cocientes en el que se espera poder distinguir diferencias entre los AGN de la muestra seleccionada.

Se tomó una muestra de AGN con datos proporcionados por el proyecto SSDS-V y se estudió con el objetivo de encontrar una tendencia similar a la del E1 pero en la parte UV del espectro. Primero se establecieron parámetros para la selección de la muestra tales como que tuvieran un corrimiento al rojo mayor a 1.09, también que su Señal a Ruido tuviera valores mayores a 30 para tener espectros más 'limpios' y también para que los errores al obtener los ajustes multicomponentes fueran menores, etc. Después, con los cocientes antes mencionados se realizó el diagrama de cocientes para la clasificación de los objetos de la muestra por poblaciones, teniendo las poblaciones **A**, dividida a su vez en dos subpoblaciones y las poblaciones **B** también subdividida pero en cuatro subpoblaciones. A partir de las 6 subpoblaciones definidas y un espectro promedio de cada población, se realizaron los ajustes multicomponentes de cada espectro promedio con el fin de separar las componentes en emisión de los espectros UV y realizar mediciones como el FWHM de las líneas anchas y la luminosidad del continuo que permitieran la obtención de los parámetros físicos de cada población (MBH, luminosidades, cociente de Eddington, etc) y con esto poder construir un diagrama similar al del Eigenvector 1 en el óptico. Finalmente, se obtuvo un diagrama análogo al E1 pero con el estudio de los AGN en el UV en el cual se observa la misma tendencia en el aumento de las masas de los agujeros negros centrales en las poblaciones B y el aumento de del cociente de Eddington mientras se avanza a las poblaciones A.

¹AGN por su siglas en inglés Active Nuclei Galaxy

Parte I

Primera parte

Capítulo 1

Introducción

1.1. Galaxias

Una galaxia se define como un sistema de miles de millones de estrellas, polvo y nubes formadas de gas que se mantienen unidos gracias a la fuerza de gravedad, donde dichos elementos se encuentran orbitando alrededor de un agujero negro super masivo en la gran mayoría de casos. Las galaxias son de los objetos más abundantes en el Universo. A través de la secuencia de Hubble se pueden clasificar a partir de su morfología y en general todas se pueden caracterizar por ciertas subestructuras como su bulbo, disco, halo, barra central y anillos.

El bulbo es la parte central esférica de una galaxia que generalmente se caracteriza por contener poblaciones estelares viejas, además de ser una región con bajas cantidades de gas y polvo. El disco se puede definir como una región plana y circular que se encuentra rodeando al bulbo, el cual contiene nubes de gas, polvo y estrellas más jóvenes que en el bulbo. El halo es un área esférica que rodea a toda la galaxia en general, donde se encuentra en su mayoría a cúmulos estelares del tipo globular.

Dependiendo de la morfología de la galaxia ésta también puede estar conformada por brazos si se trata de una galaxia espiral (S), y éstos se caracterizan por estar compuestos de estrellas jóvenes y altas cantidades de gas y polvo donde se suelen encontrar regiones HII (regiones con grandes tasas de nacimiento de estrellas). Otro componente es la barra central, que se trata de

una región alargada que atraviesa el núcleo de la galaxia de donde ésta nacen los brazos. Esta estructura es capaz de transferir materia de un extremo de la región externa hacia la región central de la galaxia.

Otra clasificación de las galaxias son las elípticas (E) que son sistemas elipsoidales compuestos principalmente por población estelar vieja y con poco contenido de gas. Su momento angular de rotación es bajo y las estrellas se mueven aleatoriamente en torno al centro (Djorgovski & Davis, 1987). Por otra parte, se encuentran las galaxias lenticulares (S0) que presentan un disco estelar muy similar al de las galaxias espirales pero igual que las galaxias elípticas no presentan formación estelar. También existen las galaxias irregulares (I), las cuales no presentan una estructura morfológica definida. Contienen principalmente una población estelar temprana y grandes cantidades de gas y polvo. La figura 1-1 muestra la secuencia de Hubble que se caracteriza por su forma de diapason, donde por un lado se ubican las diferentes galaxias elípticas (dominadas por el bulbo), y por otro lado dos familias de galaxias espirales (dominadas por el disco) con y sin barra [Karttunen et al., 2007].

En la subestructura galáctica en la que se centra este trabajo es en el núcleo.

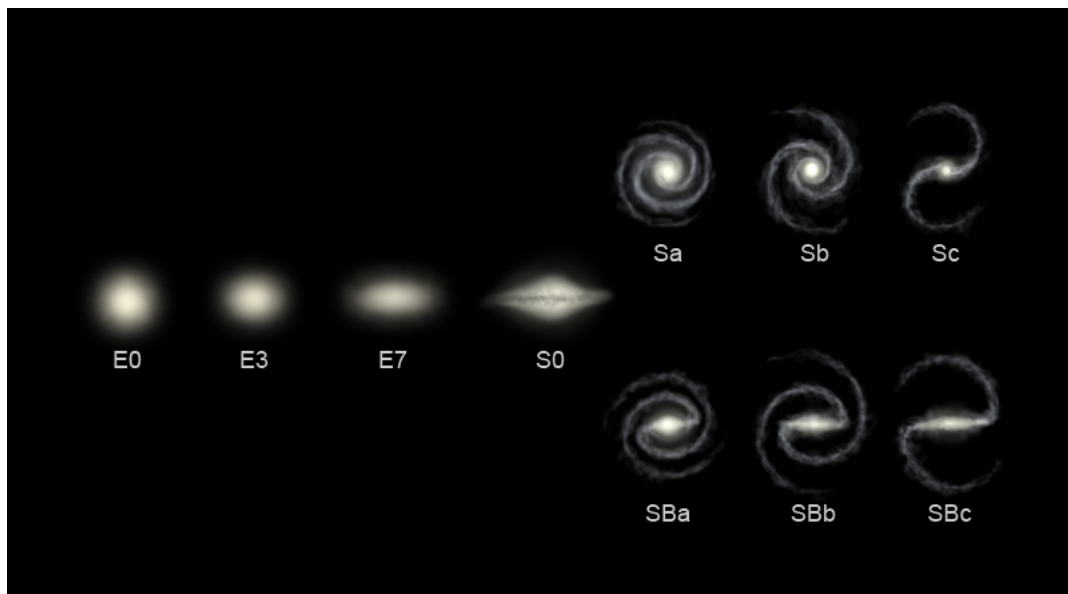


Figura 1-1: Secuencia de Hubble. Esquema en diapason de la clasificación de las galaxias a partir de su morfología, en el eje central se encuentran las galaxias elípticas y en los brazos, las galaxias espirales con y sin barra [Karttunen et al., 2007].

1.2. Núcleo Activo de Galaxia o AGN

Otra forma de clasificar a las galaxias es a partir del grado de actividad que se detecta de su región central o núcleo. Se presentan niveles de energía tan altos que no se pueden atribuir solamente a procesos de formación estelar. La emisión de energía generada por estos procesos estelares se le denomina emisión térmica, mientras que, a la que no se deriva de esos procesos se le llama energía no térmica o nuclear originada por la acreción de material hacia el agujero negro super masivo, la cual forma un disco de acreción.

Las galaxias con y sin actividad nuclear pueden tener distintos tipos de espectros. El espectro de las galaxias sin formación estelar (o galaxias retiradas) es muy parecido al de una estrella roja si dicho espectro es de absorción. Y si es de emisión se parece al de una estrella azul para el caso de las galaxias con formación estelar. En el caso de los AGN (AGN o Active Galaxy Nuclei), el espectro estelar frecuentemente se ve opacado por la intensa emisión nuclear. Las diferencias en una imagen óptica de una galaxia no activa y una con un AGN se puede observar en la Fig.1-2. En esta figura se observa que la diferencia entre ambas es el brillo aumentado en el núcleo de la que contiene el AGN.

Entonces, partiendo de su actividad se tienen dos clasificaciones, las galaxias activas y las galaxias sin actividad nuclear, donde las primeras representan únicamente una pequeña fracción de la población de galaxias. Las galaxias activas están definidas por un núcleo activo de galaxia. En esta región es donde se observa que la radiación excedente no se puede explicar simplemente con procesos térmicos. Este tipo de galaxias se caracterizan por tener una distribución espectral de energía (SED o Spectral Energy Distribution) que emite a lo largo del espectro electromagnético, desde el radio hasta los rayos X duros, llegando incluso en algunas de estas galaxias a la emisión de rayos gamma.

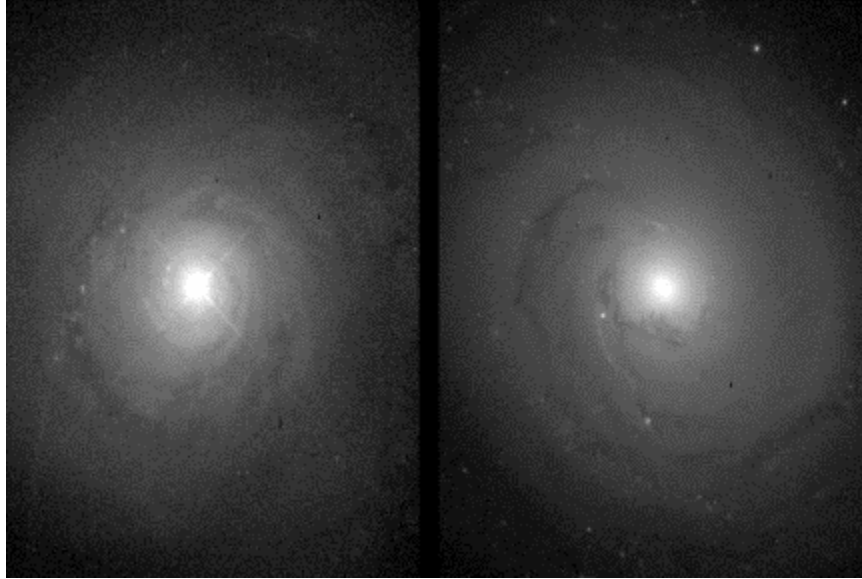


Figura 1-2: Imágenes en el óptico de la galaxia activa NGC 5548 (izquierda) y de la galaxia normal NGC 3277 (derecha). Se observa que el AGN tiene un brillo aumentado en el núcleo [Burbidge et al., 1990].

Se puede definir a un AGN a partir de las siguientes características:

- La región central cuenta con valores altos de luminosidad, que van desde 10^{41} a 10^{47} ergs s^{-1} [Fabian, 1999].
- Se presenta variabilidad a lo largo de todo el espectro electromagnético en escalas de tiempo desde minutos hasta años y con intervalos grandes de amplitud.
- Esta región central de emisión es compacta, tiene tamaños que van desde escalas sub parsec, hasta los 10 pc [Hickox & Alexander, 2018] y tiene un núcleo que es muy luminoso en el óptico.
- Presenta emisión no térmica.
- Dependiendo del AGN, poseen líneas de emisión delgadas de pocos cientos de $km s^{-1}$ y anchas o muy anchas del orden de varias centenas a miles de $km s^{-1}$.

A lo largo de los años a través de observaciones se han descubierto un gran número de distintos AGN a partir del llamado “Modelo Unificado” del cual se hablará más adelante se

intenta tener una clasificación y subclasificación de los AGN.

1.3. Tipos de AGN

1.3.1. Galaxias Seyfert.

Las galaxias Seyfert fueron uno de los primeros AGN en identificarse gracias al trabajo de Carl Seyfert (1943). Estas galaxias son la clase de AGN más común de observar en el Universo Local. Debido a su proximidad se obtienen sus espectros e imágenes de la galaxia que lo hospeda de alta calidad, en los cuales se puede estudiar a detalle los procesos físicos en ellas. Morfológicamente los estudios indican que la mayoría de las galaxias anfitrionas ¹ de este tipo de AGN son espirales.

Lo que distingue a las galaxias Seyfert de otras galaxias a partir de imágenes directas es el brillo central y que su centro es muy parecido a una fuente puntual. Gracias a las observaciones posteriores, se determinó a través de los espectros obtenidos que las líneas de emisión altamente ionizadas son emitidas desde el núcleo central mientras que las galaxias anfitrionas tienen espectros de una galaxia típica, el cual se interpreta como la suma de las poblaciones estelares y por lo tanto se pueden observar como un continuo estelar.

A principios de los años 70, Khachikian y Weedman, al estudiar los espectros de este tipo de galaxias se encontraron en especial dos tipos de espectros distintos. La mayoría de espectros mostraban líneas de emisión estrechas o prohibidas procedentes de material altamente ionizado, mientras que algunas de estas galaxias también presentaban líneas anchas permitidas como las líneas de Balmer. Así que decidieron hacer una clasificación a partir de el ancho relativo de dichas líneas de emisión.

Por una parte, las galaxias Seyfert tipo 1 tienen dos conjuntos de líneas de emisión, uno de

¹Galaxias anfitrionas. Del inglés "host galaxy". Se les llama de esta manera a las galaxias que contienen a un Núcleo Activo de Galaxia

los conjuntos es característico de gas ionizado de baja densidad, dichas líneas de emisión son por ejemplo, líneas angostas de Balmer $H\alpha$, $H\beta$ y $H\gamma$, las cuales también muestran líneas más gruesas que las prohibidas tales como el oxígeno [OII] y [OIII] y las líneas de nitrógeno y neón N[II], Ne[III] y Ne[IV] respectivamente. Mientras que las galaxias Seyfert tipo 2 difieren de las tipo 1 en que sólo hay líneas de emisión angostas presentes en sus espectros, dichas diferencias pueden notarse en la figura 1.3

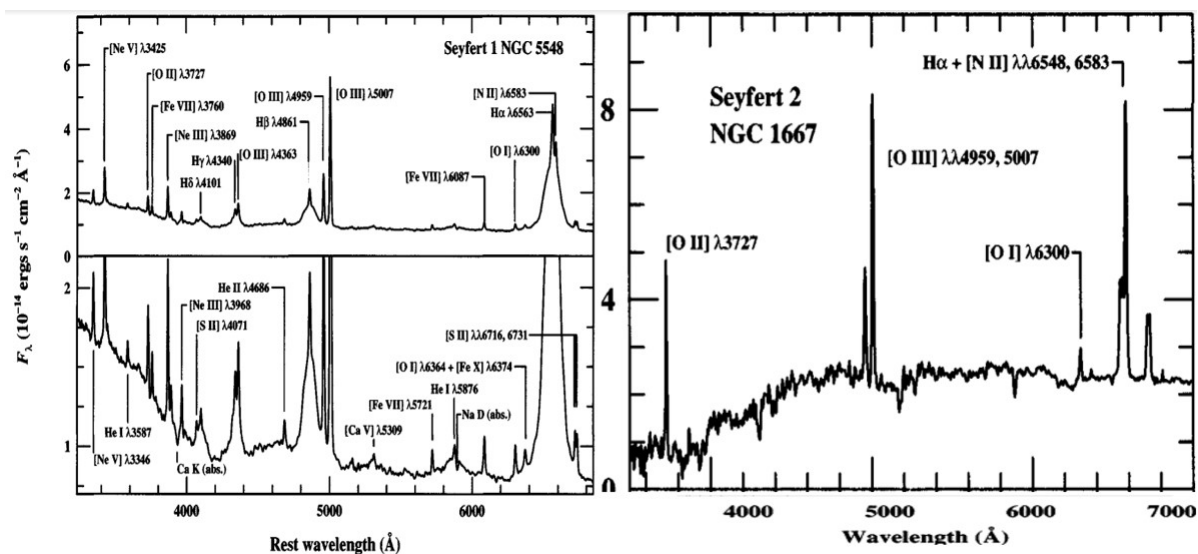


Figura 1-3: A la izquierda, espectro óptico de la galaxia Seyfert 1 NGC 5548. A la derecha, espectro óptico de la galaxia Seyfert 2 NGC 1667 en el cual se nota la ausencia de líneas anchas. (Imágenes de A. V. Filippenko, 1993)

Hablando de las características de las líneas delgadas, se sabe que provienen de gas de baja densidad, dicho gas tiene una densidad electrónica de $n_e \simeq 10^3 - 10^6 cm^{-3}$ y las velocidades típicas de éstas son de algunos cientos de kilómetros por segundo. A comparación de las líneas anchas como las líneas de Balmer con una densidad electrónica de $n_e \geq 10^9 cm^{-3}$ y sus velocidades rondan los $10^3 - 10^4 km s^{-1}$.

Apartir de una clasificación observacional hecha en los espectros de galaxias Seyfert por Osterbrock, introdujo tipos intermedios a la clasificación de este tipo de galaxias, los cuales son: Sy 1.5, objetos cuyas líneas de emisión de HI tienen perfiles compuestos, líneas de emisión

anchas como angostas las cuales son fácilmente reconocibles [Osterbrock, 1977].

Sy 1.8 y Sy 1.9 en las que aparte de tener componentes angostas en sus espectros, también están presentes componentes anchas y débiles pero identificables de $H\beta$ y $H\alpha$ solo $H\alpha$ respectivamente [Osterbrock, 1981].

Otra clasificación de las galaxias Seyfert del tipo 1 (Sy1) son las llamadas Galaxias Seyfert 1 de líneas delgadas o NLSy1 (Narrow Line Seyfert 1). Se caracterizan por tener emisión intensa de rayos X duros y anchos de línea menores a 2000 km s^{-1} , similares a las Sy 1 pero con líneas más delgadas en UV a comparación de éstas, así como una emisión más débil de $CIV\lambda 1549$ y $CIII]\lambda 1909$. También, la emisión de Fe II con respecto a la línea de $H\beta$ ($FeII/H\beta$) es dos veces más fuerte en estas galaxias a comparación de otras Seyferts. Otro distintivos de estas galaxias es que al estudiar el centro de éstas se ha observado que son menos masivos que otras galaxias de esta clase, con un rango de masas del agujero negro (M_{BH}) $M_{BH,NLS1} \sim 10^5 - 10^8 M_{\odot}$ pero aún así sus luminosidades bolométricas son comparables con otras Sy1. Se ha encontrado en estudios recientes que las galaxias NLSy1 tienen un espectro de rayos X suaves con pendientes más pronunciadas que las líneas anchas de las Seyfert 1 [Boller et al., 1996].

1.3.2. Cuasares

El nombre de este tipo de AGN proviene de la palabra *fuentes de radio cuasi estelar* (quasi stellar object radio source) ya que en las observaciones para el tercer catálogo de Cambridge que contiene 471 objetos detectados a 159 MHz se encontraron fuentes no fáciles de identificar, además de un gran número de radio galaxias y remanentes de supernova. Dichas fuentes parecen estrellas azules en sus imágenes en el óptico y de ahí su nombre. Maarten Schmidt en 1963, fue el primero en analizar sus espectros en el óptico encontrando líneas intensas de emisión las cuales presentaban un corrimiento al rojo significativo. Aunque debido a la falta de tecnología en los telescopios de la época eran insuficientes para obtener imágenes nítidas de las galaxias anfitrionas con superficies con baja luminosidad y de cuasares a grandes distancias. A la par

del descubrimiento de este tipo de núcleos activos de galaxias también se dio el de las galaxias Seyfert lo que llevó a una clara diferenciación entre la manifestación del mismo fenómeno pero con sus respectivas variantes.

La característica más sobresaliente de los cuasares y la manera más efectiva de encontrarlos en el espectro óptico es su apariencia azul a comparación de las galaxias y la razón de esto es la llamada "*gran protuberancia azul*" o mejor conocida por su nombre en inglés como *big blue bump* encontrada en sus espectros, dicha protuberancia aparece a $\lambda = 100 - 400$ nm y con máximos de frecuencia de $\nu = 10^{15} - 10^{16}$ Hz. Los cuasares son los AGN más luminosos así como los más lejanos, el corrimiento más grande al que se han encontrado es a $z = 7.085$ [Mortlock et al., 2012], es decir, estos objetos tan masivos son tan primitivos como 800 millones de años después del Big Bang. Se han descubierto más de 40 cuasares con corrimientos al rojo de $z > 6$ [Wu et al., 2015].

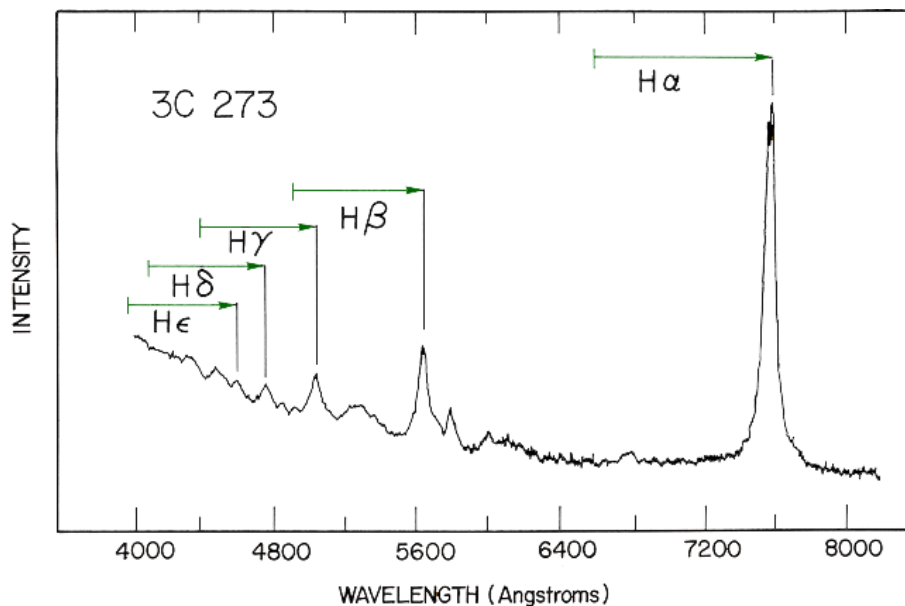


Figura 1-4: Espectro del cuasar 3C273. Se observan las líneas de la serie de Balmer corrimiento al rojo respecto de su marco de referencia en reposo. Extracted from an article from M.G. Yates R. P. Garden, My Not. R. astr. Ploughshare, 241, 167-194, 1989.

1.3.3. Radio Galaxias

Dentro de los elementos que componen al conjunto de los AGN radio fuertes o con emisión de jets² están las radio galaxias, las cuales son albergadas por galaxias elípticas. Las radio galaxias se dividen en dos subgrupos, el primero de ellos son las galaxias de baja luminosidad Fanaroff-Riley de clase 1 (FR-I) las cuales muestran una creciente emisión compacta cerca de la región central. El segundo subgrupo son los objetos súper-lumínicos FR-II donde en estas estructuras están dominadas por radio lóbulos y la mayoría de su emisión parece surgir de una región extendida. Los radio lóbulos son los extremos de los llamados jets, su emisión es no térmica y polarizada por lo que se modela asumiendo que se trata de emisión sincrotrónica.

La velocidad de expansión de esos radio lóbulos y de sus puntos calientes (hot spots) con mayores temperaturas, pueden ser estimados a partir de varios modelos que incluyen la descripción de esos puntos calientes como el choque final del chorro de material con el medio circundante, donde este chorro se ralentiza de manera muy rápida por la diferencia de temperaturas con el medio ambiente [Hartigan, 1989]. Para ésto, la presión de la materia que lleva el chorro tiene que ser significativamente menor que la del medio ambiente. De tal manera que el jet puede expandirse libremente hasta que la presión dentro del jet sea la misma que la del ambiente. Las tres características para poder obtener la velocidad relativa de una radio galaxia es el brillo relativo de un punto caliente, el radio lóbulo y el jet.

Otra característica importante de las radiogalaxias es que suelen ser observadas a grandes corrimientos al rojo, el corrimiento más grande al que han sido encontradas es a $z \simeq 5.2$, pero pueden ser observadas sin problema en el óptico e infrarrojo por telescopios espaciales.

²Se define como jets a chorros de material ionizado con una estructura de haz a lo largo del eje de rotación de un disco de acreción de alguna fuente astronómica de alta energía como un cuasar o una estrella. Dichas estructuras pueden tener longitudes de varios cientos del tamaño de su objeto de origen.

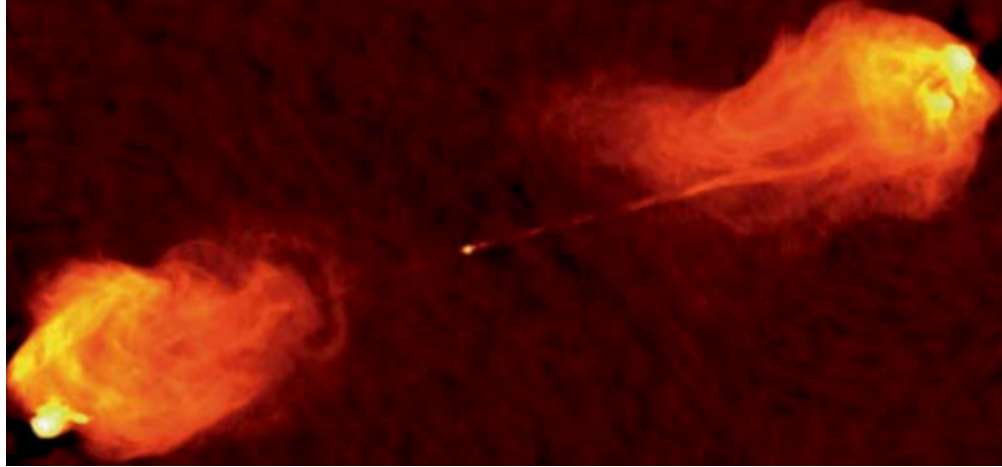


Figura 1-5: Radio galaxia tipo FR-II Cygnus A, la radio fuente extragaláctica más brillante observada por el telescopio VLA a 5 GHz y 0.4" de resolución (Carilli and Barthel, 1996). El AGN está localizado en el punto brillante que se observa en el centro y sus radio lóbulos se extienden a lo largo de 50 kpc del núcleo.

1.3.4. Blazares.

Este tipo de AGN son una subclase especial de los cuasares. El modelo más aceptado que explica la emisión de los blazares es que su fuente son cuasares con un jet relativista que apunta hacia la línea de visión del observador o está muy cercano a ésta. Este tipo de AGN se caracteriza por tener gran variabilidad y ser grandes emisores en multifrecuencias, ya que van desde el radio hasta rayos gamma. A su vez, los blazares se dividen en dos tipos más, en los objetos BL Lac y en FSRQ (Flat Spectrum Radio Quasars). La diferencia más notoria entre la primera clasificación es el ancho equivalente (EW) en las líneas de emisión aunque se toma un valor de corte arbitrario $EW = 5\text{\AA}$ donde los objetos BL Lac solo tienen líneas debajo de este valor (Figura 1-6), así como también sus líneas de emisión son débiles y en algunos casos poseen tanto líneas anchas como gruesas, al contrario de los objetos FSRQ que presentan líneas de emisión anchas muy intensas.

Los blazares presentan una variabilidad notable en su emisión a lo largo del espectro electromagnético y es la principal propiedad de éstos para poder distinguirlos. Otra forma de hacerlo es a partir de la identificación de fuentes con una emisión en radio fuerte y polarizada o con un flujo alto en la banda de los rayos X comparada con su emisión en el óptico [Peterson, 1997].

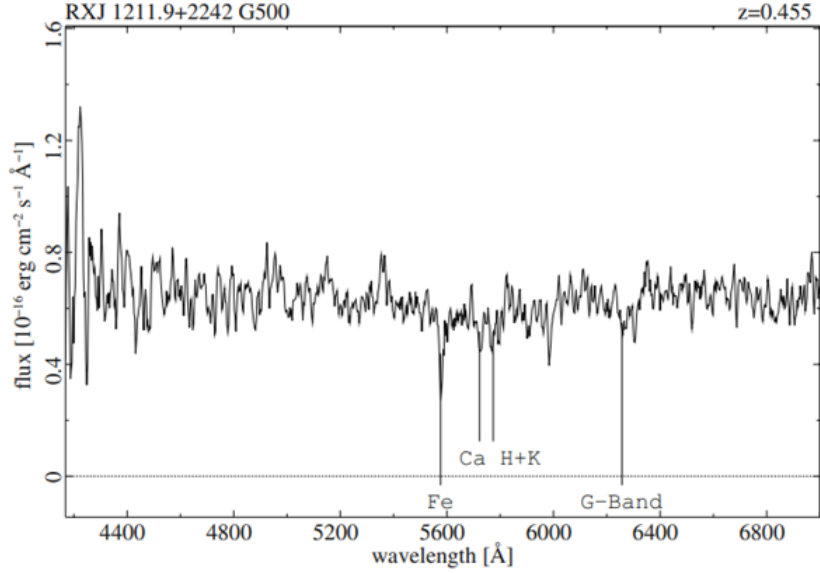


Figura 1-6: Espectro del blazar RXJ 1211.9+2242. En este espectro sólo se detectan líneas de absorción débiles causadas por la emisión del jet absorbida por la galaxia anfitriona [Beckmann et al., 2004].

1.4. Clasificación espectral de los AGN

Como la emisión nuclear proviene de una región muy pequeña que no puede resolverse con los telescopios actuales³ una de las formas de estudiar esta emisión es a partir de su espectro. Teniendo como base a las llamadas líneas espectrales se es capaz de identificar los elementos y compuestos de los que están conformados los distintos objetos astronómicos. Dichas líneas espectrales son características de cada objeto y proporcionan una variedad de información de ellos como su corrimiento al rojo cosmológico o corrimientos al rojo o al azul de las líneas respecto a su marco de referencia en reposo y su composición química.

Existen dos tipos de líneas espectrales, líneas de absorción y de emisión.

³Solamente con esfuerzos internacionales como el Event Horizon Telescope fue posible resolverlo, por ejemplo, para M87, el cual es un objeto muy cercano ~ 16 Mpc).

1.4.1. Líneas espectrales

Dependiendo de las características espectrales de los perfiles de las líneas de emisión, se podrán deducir las propiedades físicas de la región por la que fueron emitidas. Para que la transición de los electrones ocurra y con esto se tengan líneas de emisión observadas, en el caso particular de los espectros de cuasares (por ejemplo, los espectros de la figura 1-3), se necesitan condiciones físicas específicas, debido a que existen líneas espectrales que sólo son emitidas a densidades y temperaturas determinadas.

En particular, las líneas de emisión se clasifican en líneas permitidas y líneas prohibidas. (Fig. 1-7)

- Líneas permitidas. Son líneas que se emiten en regiones de altas densidades. Debido a esto, las colisiones entre los átomos es común, por lo tanto los átomos recuperan sus electrones por recombinación. Las densidades típicas de los gases que las emiten son de $\sim 10^9$ átomos/cm³. Un ejemplo de líneas permitidas es la serie de Balmer ($H\alpha$, $H\beta$, etc., recombinación del Hidrógeno una vez ionizado).
- Líneas prohibidas. Son líneas que se producen cuando un electrón salta a un nivel de energía superior al que se encuentra y puede permanecer un tiempo superior a comparación del que estaría en un nivel de energía menor, tiene una probabilidad de transición muy baja. Debido a las bajas densidades, las colisiones son extremadamente raras y hay el tiempo necesario para que ocurra un decaimiento espontáneo. Las líneas prohibidas desaparecen por encima de cierta densidad crítica (cerca de $\sim 10^4$ átomos/cm³) por lo cual su existencia es un indicador de la densidad del gas del que son emitidas. Ejemplos de este tipo de líneas en el óptico son el doblete de $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$.
- También existen las líneas semi-prohibidas, las cuales se caracterizan por tener una probabilidad de transición de mil veces mayor que una línea prohibida, siendo el $CIII]\lambda 1909$ un ejemplo de éstas [Osterbrock, 1989].

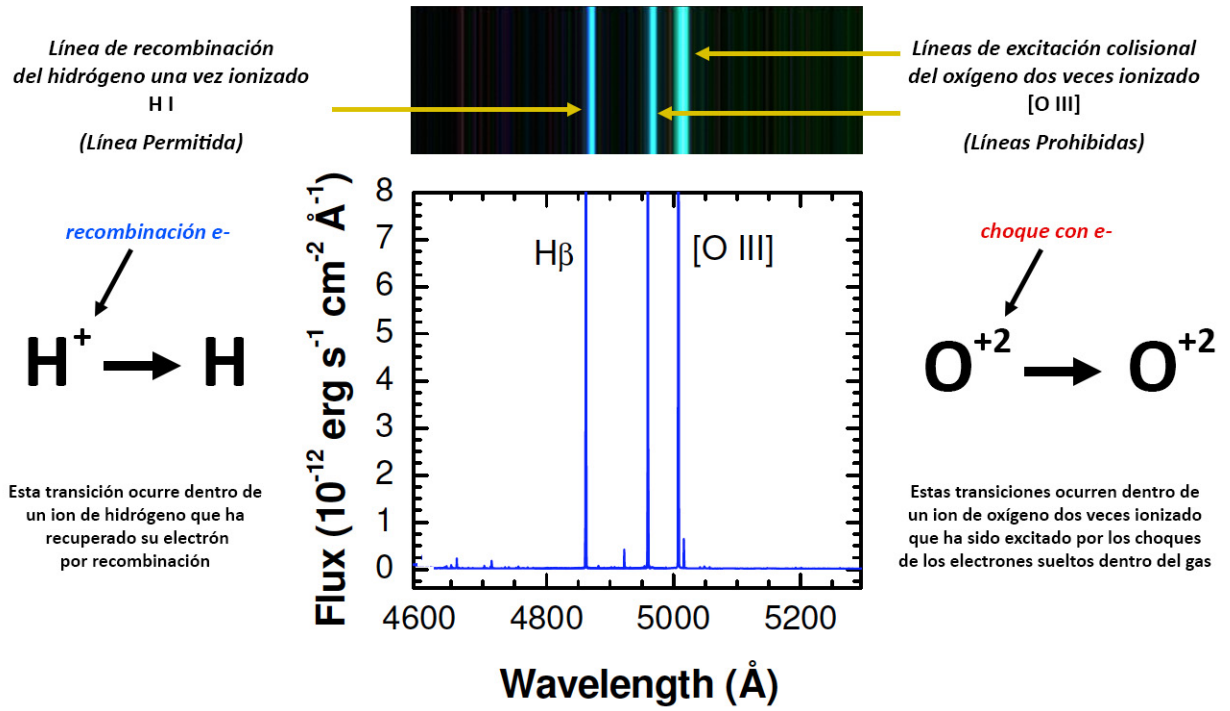


Figura 1-7: Comparación entre una línea de recombinación (línea permitida) y una línea de excitación colisional (línea prohibida). [López A., 2015]

1.4.2. Corrimiento al rojo de las líneas de emisión.

Se define como corrimiento al rojo (z o *redshift* en inglés) al fenómeno que le ocurre a las ondas electromagnéticas provenientes de un emisor, cuando el objeto se aleja la frecuencia de la onda disminuye y se observa un enrojecimiento en la luz, es decir, la radiación emitida experimenta un corrimiento hacia la parte menos energética del espectro. Este cambio puede ser originado por tres procesos físicos diferentes, por el Efecto Doppler (el emisor y receptor se alejan o acercan entre sí), porque el emisor se encuentre sometido a un campo gravitacional más intenso que el receptor (corrimiento al rojo gravitatorio) o a la expansión del universo (corrimiento al rojo cosmológico).

En los primeros Núcleos Activos de Galaxia detectados se observó que tenían sus líneas espectrales corridas hacia el rojo (Fig. 1-8). La interpretación de estos corrimientos al rojo es que estos objetos se encuentran fuera de la Vía Láctea.

La estimación del corrimiento al rojo espectroscópico está definida como:

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (1-1)$$

Donde z es el corrimiento al rojo, λ es la longitud de onda observada y λ_0 es la longitud de onda obtenida en el laboratorio.

Actualmente se conocen AGN a $z \sim 7$, pero se espera que con el Telescopio Espacial James Webb (JWST) el cual observa en el Infrarrojo, se llegue a corrimientos al rojo mayores. Los telescopios terrestres ópticos por lo general observan en longitudes de ondas entre 3 500Å a 10 000Å.

Dependiendo del corrimiento al rojo, se observarán diferentes regiones espectrales.

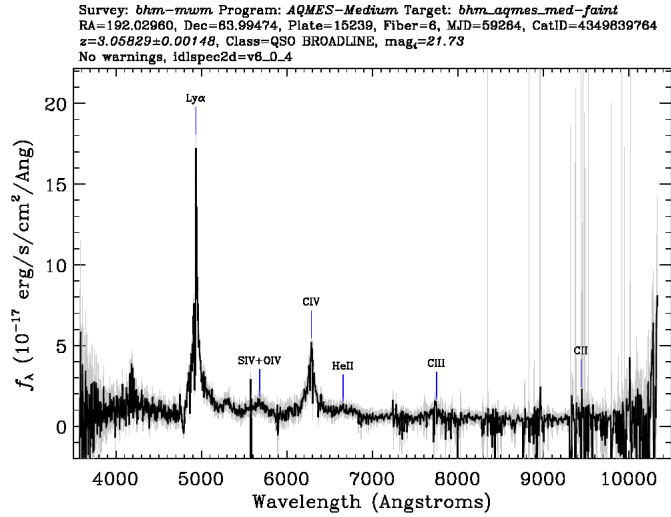
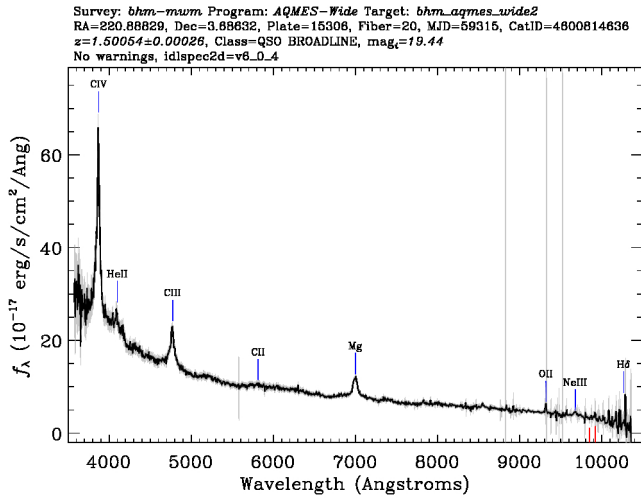
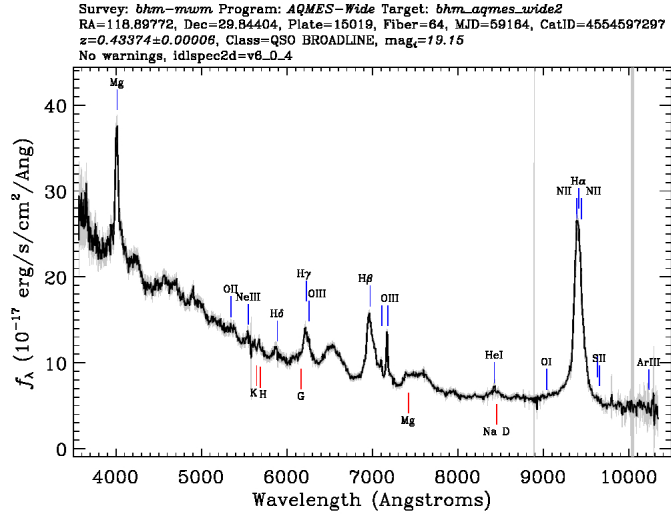


Figura 1-8: Ejemplos de espectros a $z=0.4$, $z=1.5$ y $z=3$ (de arriba a abajo) donde se observa como las líneas de H β λ 4861, MgII λ 2800, CIV λ 1549 se desplazan al rojo. (Creditos: SSDS-V, Survey BHM)

A continuación se describe una clasificación de AGN a partir de las líneas de emisión observadas.

1.4.3. AGN Tipo 1 y Tipo 2.

Como se mencionó antes, cada objeto tiene su propio conjunto de líneas espectrales, en el caso de los AGN apesar de éso cada subgrupo tiene características particulares y gracias a éstas se pueden comparar un espectro con otro obtenido con anterioridad y saber de qué tipo de objeto se trata, éstos son distinguibles a partir del ancho de sus líneas. Y se presentan 3 tipos de espectros principalmente [Villarroel & Korn, 2014]:

- Tipo 0. Espectros inusuales en los que hay ausencia de líneas de emisión.
- Tipo 1. En este caso, su núcleo es visible y sus espectros tienen presencia de líneas de emisión delgadas y anchas, estas últimas con un $FWHM^4$ desde 2 000 km s^{-1} hasta 10 000 km s^{-1} y líneas delgadas de hasta 1 000 km s^{-1} .
- Tipo 2. Espectros con presencia únicamente con líneas de emisión delgadas con un $FWHM$ en el siguiente rango: $1000\text{km s}^{-1} \lesssim FWHM \lesssim 500\text{km s}^{-1}$ [Ramos Almeida et al., 2011].

Con esta clasificación, existen AGN como radio galaxias y galaxias Seyfert de tipo 1 y 2 mientras que los blazares y cuasares pertenecen mayormente a los de tipo 1.(Fig. 1-9)

Este trabajo se enfocará en los AGN de Tipo 1.

⁴ $FWHM$. Full Width at Half Maximum o el ancho total a media altura. Se define como el ancho de una distribución en un nivel que es sólo la mitad de la ordenada máxima del pico.

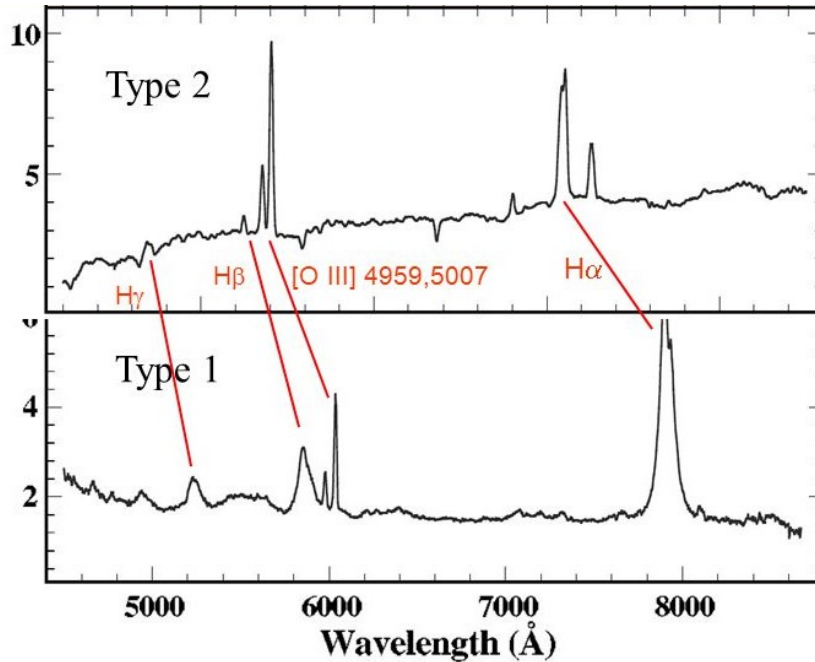


Figura 1-9: Comparación entre dos espectros del Tipo 1 y 2 de AGN. [Morgan, 2002]

1.4.4. Modelo Unificado.

Aún con las diferencias que se han encontrado entre los diferentes AGN, ¿es posible explicarlos bajo el mismo modelo? Es una de las preguntas fundamentales en el estudio de los AGN (Fig. 1-10).

La idea es poder explicar la fenomenología de los AGN como debida a un mismo proceso físico. Dicho proceso es la acreción de material através del disco de acreción hacia el agujero negro. Y lo que los hace ver diferentes es la orientación del AGN respecto al observador.

Las principales componentes de un AGN según el Modelo Unificado son las siguientes:

- **Agujero negro supermasivo.(SMBH)⁵**

Se encuentra ubicado en el núcleo de la galaxia con una masa de $10^6-10^{10} M_{\odot}$ [Netzer, 2013], ya que son los objetos más masivos y compactos que pueden estar contenidos en dicho espacio. Otra propiedad importante de los agujerones negros es la eficiencia y la tasa de

⁵SMBH. Super Massive Black Hole.

de acreción, las cuales miden la potencia de dicha singularidad para cambiar el momento angular de la materia cercana a éste, como se mencionó con anterioridad, el BH acreta material en forma de gas, estrellas y polvo a través del disco de acreción.

- **Disco de acreción.**

Con un tamaño típico de 1 pc. Su formación es gracias al potencial gravitatorio del agujero negro haciendo que se acumule gas y material al rededor de éste y se forme un disco giratorio. Dicho gas y materia pierden energía gravitacional debido a varias razones. Una de ellas es la energía térmica generada por la fricción viscosa en un medio con rotación diferencial, que mientras más se acerca al centro del disco se genera radiación electromagnética. A esta estructura se asocian otras subestructuras como la corona la cual es fundamental en el estudio de AGN ya que produce un continuo de rayos X duros.

- **Región de líneas anchas. (BLR o Broad Line Region).**

Con una distancia al agujero negro de 1 a 10 pc [Netzer, 2013] y una densidad electrónica típica de 10^9 cm^{-3} . Esta región es la más próxima al disco de acreción y se caracteriza por ser una región de nubes densas parcialmente ionizadas por la emisión del disco de acreción. En la cual se encuentran líneas de emisión permitidas y semi prohibidas las cuales corresponden a la velocidad de rotación de las nubes. Las líneas características de esta región son $H\alpha$ $H\beta$ $CIV\lambda1549_{BC}$ y $Ly\alpha$ y en la mayoría de espectros también se observan líneas del multiplete de $FeII$

- **Región de líneas angostas. (NLR-Narrow Line Region).**

En esta región existen nubes menos densas ($n_e \approx 10^3 \text{ cm}^{-3}$), por lo que se derivan líneas de emisión prohibidas y permitidas como las líneas de Balmer. Esta región se encuentra lejana al agujero negro y se extiende hasta 100 pc, en algunos AGN se presentan extended NLR (regiones NL extendidas) que pueden llegar hasta cientos de kpc. La distribución geométrica de las nubes es esférica o bicónica, por arriba y abajo del toroide.

- **Toroide.**

Con una distancia del agujero negro de 1 a 10 pc. Es un toro de polvo que rodea al

SMBH, al disco de acreción y a la región de líneas anchas. Cuenta con una densidad media de 10^4 a 10^7cm^{-3} . Este toroide está principalmente compuesto de polvo y gas molecular por lo que el medio se hace lo suficientemente opaco que evita el paso de los fotones en la observación óptica del receptor, debido a esto en la mayoría de casos es complicado observar lo que hay hacia dentro de éste y se recurren a medios indirectos para averiguar las propiedades de dichas estructuras tanto como su morfología.

- **Jets.**

Son la expulsión de electrones altamente energéticos desde el núcleo de la galaxia ortogonales al disco de acreción y toroide. Se pueden extender desde pocos kpc hasta millones de pc. Generalmente se presentan en AGN con gran emisión de radio o de rayos gamma. Su espectro de emisión está caracterizado por radiación sincrotrónica desde el radio hasta los rayos-X suaves. Los jets se generan en el borde interno del disco de acreción y son colimados por campos magnéticos muy intensos. La luz de los jets es muy variable y polarizada y en algunos casos se puede observar como si se movieran a una velocidad mayor a la de la luz, dando como resultado un "efecto super lumínico" pero esto en realidad se debe a que es observado a un ángulo menor a 10° con respecto al camino óptico del observador.

Este modelo predice que lo que difiere entre los AGN en su apariencia es únicamente la perspectiva desde la cual se les observa [Antonucci, 1993]. Las evidencias para que éstos puedan estar organizados bajo el mismo modelo son las siguientes:

- La diferencia principal entre las galaxias Seyfert y los cuasares es únicamente la luminosidad de sus fuentes centrales.
- Las galaxias Seyfert 1 y 2 son intrínsecamente las mismas. Lo que las diferencia es que en las del tipo 2 no se puede observar la fuente nuclear directamente a causa de que el toro de polvo bloquea la emisión en la línea de visión del observador.
- Los Blazares son emisores multifrecuencias donde la emisión del continuo es dominada por el jet relativista.

Debido a que este modelo considera únicamente la absorción y emisión no se cuenta con la información suficiente para explicar el por qué algunos AGN son emisores radio fuertes y otras no [Peterson, 1997].

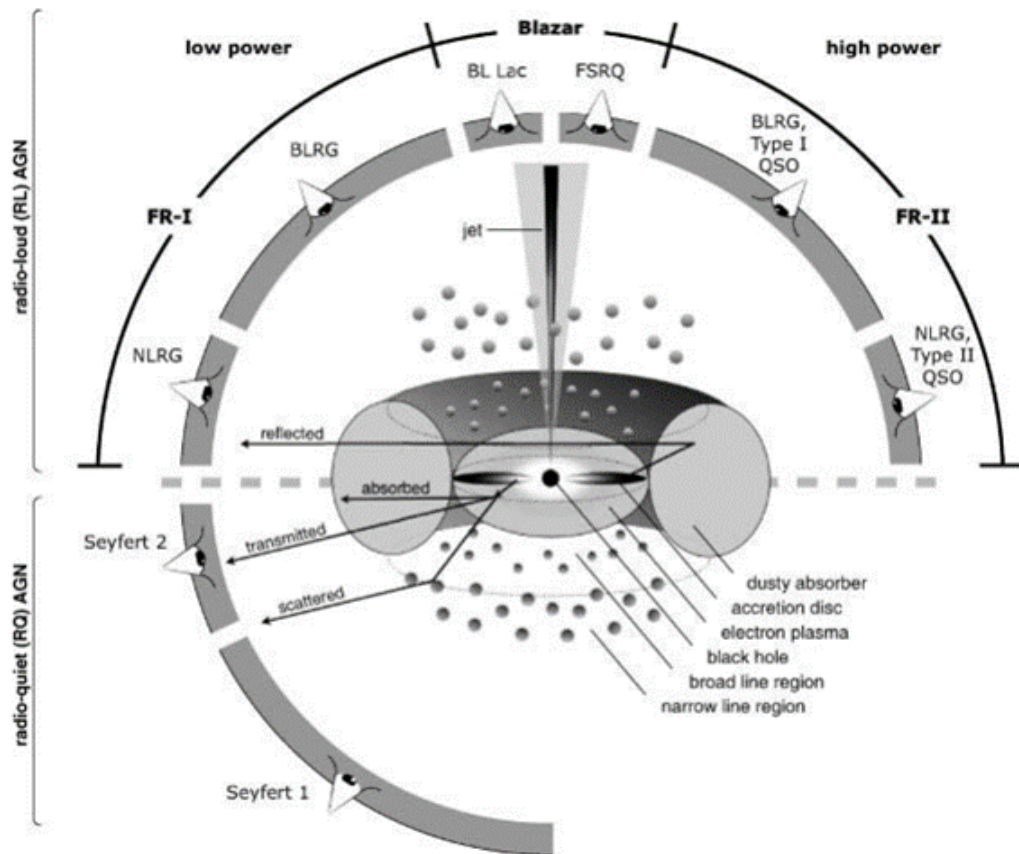


Figura 1-10: Representación esquemática de los AGN en el Modelo Unificado. Donde el tipo de objeto que se observe depende del ángulo de visión, aunque no especifica si se produce una emisión significativa en forma de jet o con qué tanta potencia cuenta el núcleo. Gráfico por Marie-Luise Menzel.

1.5. Eigenvector 1

Debido a todas las características que presentan en común los AGN y en las que no coinciden, se convierte en una necesidad encontrar parámetros que tengan los Núcleos Activos de Galaxias de líneas anchas para poder identificarlos, clasificarlos y establecer un diagrama o algo similar que pueda explicar su relación a partir de dicha información. En este contexto fue usado

el método **Análisis de las Componentes Principales o PCA**⁶ el cual, tiene como base una matriz de correlación con todas las variables que se conocen de los AGN a la cual, después de obtener una transformación lineal con los valores y vectores propios que contienen la mayor parte de la descripción de dichas variables observables. En los artículos *General Statistics and principal component analysis of multiwavelength properties of Seyfert Galaxies* [Dultzin-Hacyan & Ruano, 1996] y *The emission-line properties of low redshift quasi-stellar objects* [Boroson & Green, 1992] se realizó el análisis de dicha matriz en galaxias Seyfert y QSOs respectivamente, las cuales se encontraban cercanas o con bajos corrimientos al rojo, mientras que los AGN estudiados por Boroson y Green se encontraban a un $z < 0.5$ y los de D. Dultzin-Hacyan y C. Ruano con un $z < 0.4$, este análisis se realizó con la finalidad de encontrar un modelo que pueda organizar a los AGN.

El *Eigenvector 1* obtenido por Boroson y Green usando el PCA contiene los parámetros de las líneas de FeII, [OIII] λ 5007 y el FWHM de H β y el obtenido por D. Dultzin-Hacyan y C. Ruano contiene parámetros como rayos X duros y suaves, luminosidad de H β y en las bandas K (Con un $FWHM = 390nm$) y B (con un $FWHM = 94nm$). Estas claras diferencias se deben a que los tipos de AGN tomados por Boroson y Green, son distintos a los que tomaron Dultzin y Ruano. Más adelante, mediante el uso de espectros con mayor señal a ruido fue posible el planteamiento de un eigenvector mejor estructurado a partir de líneas anchas y el continuo en rayos X suaves [Sulentic et al., 2000].

Los parámetros (o dimensiones) utilizados para dicho eigenvector son:

- **FWHM de H β .**

Ancho total a media altura de la línea H β .

- R_{FeII}

Cociente del ancho equivalente (EW, Equivalent Width o Ancho Equivalente)⁷ en este

⁶PCA o Principal Component Analysis

⁷EW. Representa el área bajo la curva de una línea de emisión en un plano de intensidad luminosa y longitud de onda de una línea de emisión.

caso del FeII entre el ancho equivalente de la línea de $H\beta_{BC}$ o $R_{FeII} = EW(FeII)/EW(H\beta_{BC})$.

- Γ_{soft} .

Exceso de fotones en rayos X suaves.

Los parámetros anteriores generan el espacio de parámetros del Eigenvector 1 y el valor propio FWHM ($H\beta$) y R_{FeII} origina un diagrama que organiza a los objetos a partir de dos parámetros fundamentales: masa del SMBH y la tasa de acreción o tasa de Eddington.

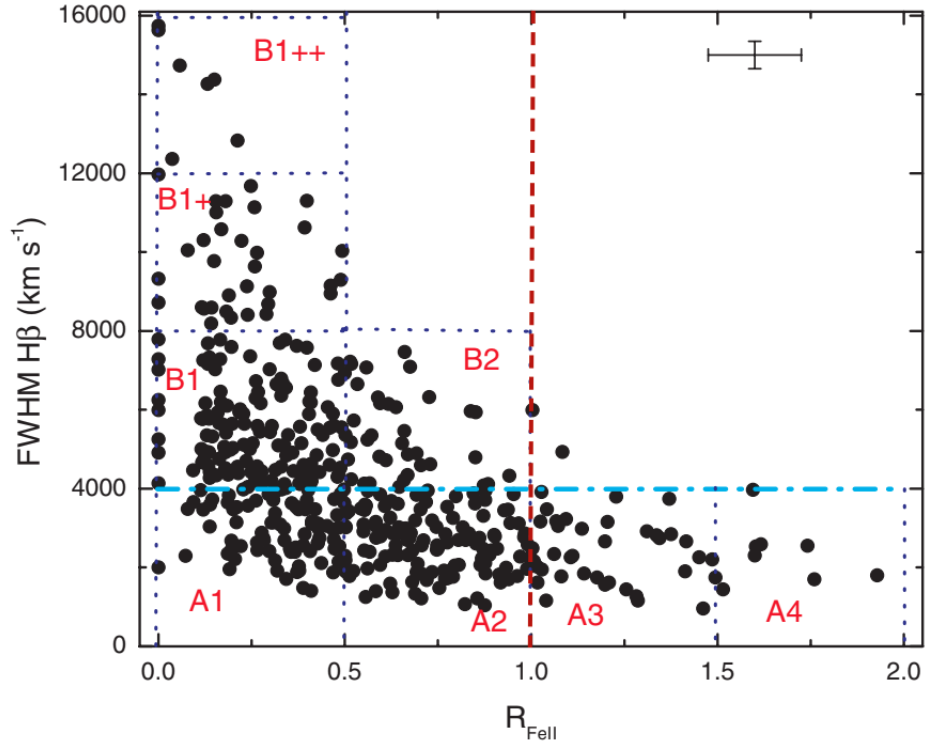


Figura 1-11: Plano óptico del espacio de parámetros 4DE1, es decir, $FWHM(H\beta)$ vs R_{FeII} . Los cuadrantes indican los bins definidos por [Sulentic et al., 2002] se adoptaron para hacer este diagrama. Posteriormente, cada población se subdividió en bins de $\Delta R_{FeII} = 0.5$ y $\Delta FWHM(H\beta) = 4\,000$ km s^{-1} , originalmente de las poblaciones A1, A2, A3, A4 y B1, B2, B1+ y B1++ [Zamfir et al., 2010]. Estas subpoblaciones son útiles para identificar cuasares con características similares. Por ejemplo, los cuasares con alta tasa de acreción se encuentran en las poblaciones A3 y A4 [Negrete et al., 2018].

Tabla 1-1: Valores promedio del plano óptico del E1 [Sulentic et al., 2007].

Población	N	$\log[L_{bol}(ergs s^{-1})]$	z	W(H β)	W(FeII)	FWHM(H β)	R $_{FeII}$
A1	84	45.2(1.0)	0.2342(0.1869)	96.1(33.9)	29.4(11.7)	2949(670)	0.32(0.12)
A2	129	45.5(0.8)	0.2878(0.1948)	67.7(20.0)	48.2(13.8)	2612(728)	0.73(0.14)
A3	39	45.6(0.8)	0.3155(0.2005)	52.8(10.9)	62.2(11.8)	2368(776)	1.19(0.16)
A4	8	45.7(0.6)	0.3443(0.1908)	41.3(7.1)	68.6(11.3)	2364(785)	1.67(0.13)
B1	131	45.5(0.8)	0.3070(0.1928)	101.5(32.9)	25.3 (13.6)	5519(1071)	0.26(0.13)
B1+	33	45.8(0.9)	0.4179(2039)	92.6(37.8)	17.4(9.6)	9690(1122)	0.22(0.13)
B1++	7	45.7(0.6)	0.3227(0.2181)	102.6(17.4)	9.2(9.5)	14279(1287)	0.08(0.08)
B2	38	45.5(0.9)	0.3491(0.2121)	72.6(20.7)	45.9(12.2)	5414(1056)	0.64(0.12)

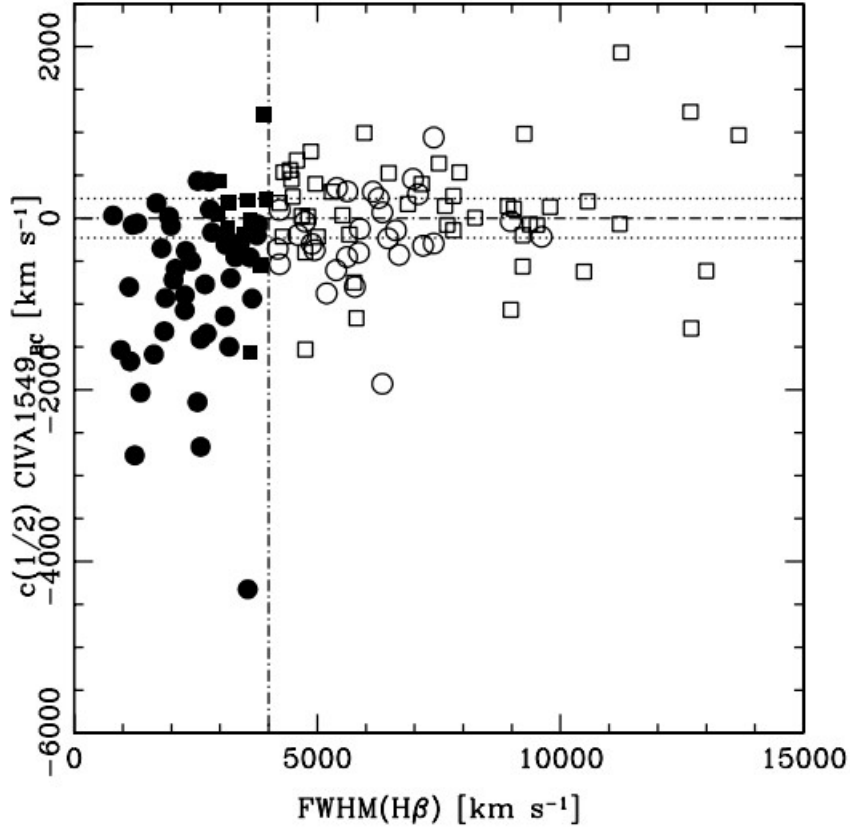


Figura 1-12: 4DE1 incluyendo al parámetro del Desplazamiento del perfil a mitad del máximo de CIV λ 1549 $_{BC}$ vs FWHM(H β) $_{BC}$ en km s $^{-1}$. Los símbolos (cuadrado y círculo) se utilizan para representar a los elementos de las Poblaciones A (negros) y B (en blanco). Las fuentes RL están representadas por los cuadrados y las fuentes RQ por círculos. La línea vertical y horizontal más marcadas indican el límite entre la poblaciones A y B. Mientras que las líneas más tenues indican intervalos de confianza de $\pm 2\sigma$ para $c(\frac{1}{2})$, lo cual significa que las fuentes dentro de este rango no muestran un corrimiento significativo de la línea de CIV λ 1549 [Sulentic et al., 2007].

Para el año 2007 se incorporó una cuarta variable esencial (Sulentic, J. W., et al. 2007):

- **Asimetría y desplazamiento al azul de la línea CIV λ 1549_{BC}**

Este parámetro fue incluido gracias al estudio de una muestra de 130 espectros de galaxias Seyfert tomados del archivo del HST, estas galaxias se consideran cercanas, con un corrimiento al rojo $z \lesssim 0.5$. Este parámetro trata de la localización del centroide a media altura ($c(\frac{1}{2})$) de la línea CIV λ 1549_{BC}. La medida del centroide a intensidades diferentes y fraccionarias se define como:

$$c(\frac{i}{4}) = \frac{(\lambda_B) + (\lambda_R) + (2\lambda_0)}{2(\lambda_0)} c, \forall i = 0, \dots, 4. \quad (1-2)$$

Donde c es la velocidad de la luz e i es el nivel de intensidad de la línea de emisión respecto a la total y para cada i se calculan la longitud de onda azul (λ_B) y roja (λ_R), a cada lado de la Gaussiana.

Y finalmente, con estos cuatro parámetros se caracterizó el 4DE1 o Eigenvector 1 de Cuatro Dimensiones.

1.5.1. Población A y B.

En el plano óptico de Eigenvector 1 de cuatro dimensiones observado en la Fig. 1-11, se observa una clara tendencia de las galaxias a ubicarse de determinada manera lo cual proporciona una distinción entre dos categorías más de los AGN Tipo 1 a partir de la medición del FWHM(H β _{BC}), estas categorías son la Población A y la Población B.

Donde para la Población A: FWHM(H β _{BC}) $\leq 4000 \text{ km s}^{-1}$ y para la Población B: FWHM(H β _{BC}) $> 4000 \text{ km s}^{-1}$. Estos límites fueron propuestos primero empíricamente pero en Marziani (*et. al.* 2006) fue mostrado que dicha distinción en realidad está relacionada con la diferencia en la estructura de la región de líneas anchas en cada población. Las diferencias encontradas entre ambas poblaciones permiten caracterizarlas como poblaciones contrastantes. La Población A muestra una fuerte o moderada emisión en Fe_{II} y un corrimiento al azul o asimetría presente en la línea CIV λ 1549_{BC} mientras que la población B presentan baja emisión en Fe_{II} y no tiene

asimetrías en sus líneas de emisión como la población A.

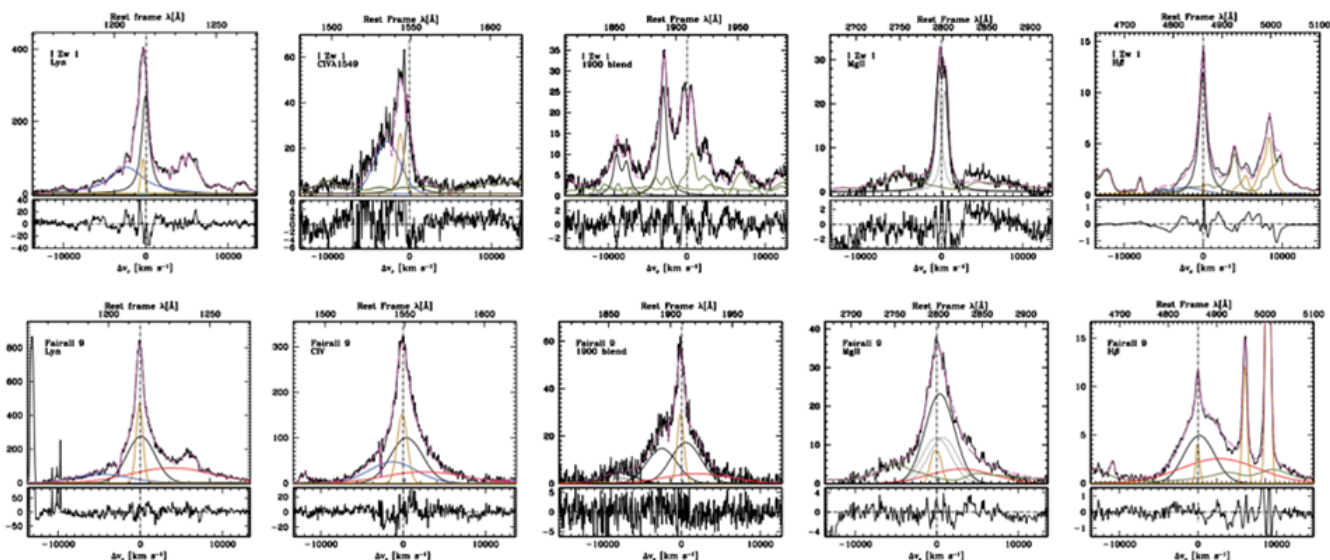


Figura 1-13: Ejemplos de ajustes multicomponentes de las regiones espectrales $\text{Ly}\alpha$, $\text{CIV}\lambda 1549_{\text{BC}}$, $1900 - \text{\AA}$, $\text{MgII}\lambda 2800_{\text{BC}}$, $\text{H}\beta$ para un objeto de población A (paneles superiores) y uno de la población B (paneles inferiores). En la Población A se observa un ajuste de la línea ancha con un perfil Lorentziano y para la población B, con un perfil Gaussiano [Marziani et al., 2010].

La diferencia más notable en los espectros de emisión es encontrada en la línea de $\text{CIV}\lambda 1549_{\text{BC}}$ como ya se había mencionado con anterioridad. Se observa en la figura 1-13 que los ajustes más adecuados son perfiles Lorentzianos para la población A y perfiles de doble gaussiana para la población B. Después del análisis anterior también se pudo encontrar que la gran parte de la población A dominan galaxias Radio Quiet⁸ mientras que en la población B se encuentran fuentes Radio Loud⁹ y algunos RQ [Marziani & Sulentic, 2014].

⁸Radio Quiet, RQ o Radio Callados son AGN con emisión débil en radio, suelen estar contenidos en galaxias espirales. (Wilson, A. S., et al. 1995)

⁹Se define como Radio Loud, RL o Radio Fuertes a aquellos AGN que tienen una fuerte emisión en frecuencias de radio, este tipo de objetos producen radio jets y lóbulos a gran escala, están asociadas a galaxias elípticas y representan el 10% de los AGN. [Wilson & Colbert, 1995]

1.6. Hipótesis y esquema de la tesis.

Como ya se mencionó, cada una de las regiones en el AGN (descritas en la Sec. 1.4.4) está compuesta de gas, polvo y otros elementos. En el caso particular de la región de líneas anchas, dependiendo de las características espectrales de los perfiles de las líneas de emisión, se podrán deducir la propiedades físicas de la región por la que fueron emitidas.

Por ejemplo, en la sección anterior, usando mediciones espectroscópicas en el óptico de $H\beta$ y $FeII$, se genera el Eigenvector 1, el cual organiza a los cuasares en una secuencia en términos del $FWHM(H\beta)$ y el $RFeII$ que a su vez está relacionado con la masa del agujero negro supermasivo (SMBH) y el cociente de Eddington ($LBol/LEdd$), respectivamente. (Sección 3.5) Se ha estudiado que además, la masa tiende a aumentar en las poblaciones **B** y el cociente de Eddington en las poblaciones **A** [Zamfir et al., 2010]. (Fig. 1-14 y Fig. 1-15) Por lo anterior, se ha propuesto en [Marziani & Sulentic, 2014] que se pueden utilizar los flujos de líneas de emisión o en este caso los cocientes de éstas como elementos clave para reconocer la región de la que fueron emitidas.

Algunos cocientes de líneas como:

- $AlIII\lambda 1860/CIV\lambda 1549$
- $AlIII\lambda 1860/SiIII]\lambda 1892$
- $CIII]\lambda 1909/SiIII]\lambda 1892$

Son utilizados como indicadores de distintas características de los AGN. Por ejemplo, los cociente de líneas $CIII]\lambda 1909/SiIII]\lambda 1892$ y $AlIII\lambda 1860/SiIII]\lambda 1892$ se utilizan como diagnóstico de rangos de densidad ($n_e < 10^{11}$ y $10^{11} - 10^{13} cm^{-3}$ respectivamente). Donde este último corresponde a regiones con densidades más densas y de emisión asociadas a la producción de líneas de baja ionización (LILs) como el $FeII$ (Apéndice A) [Sigut & Pradhan, 2003] [Bruhweiler & Verner, 2008].

Otro cociente que también es importante es $SiIV\lambda 1397/CIV\lambda 1549$, el cual es un indicador de abundancia de C y Si [Negrete et al., 2012].

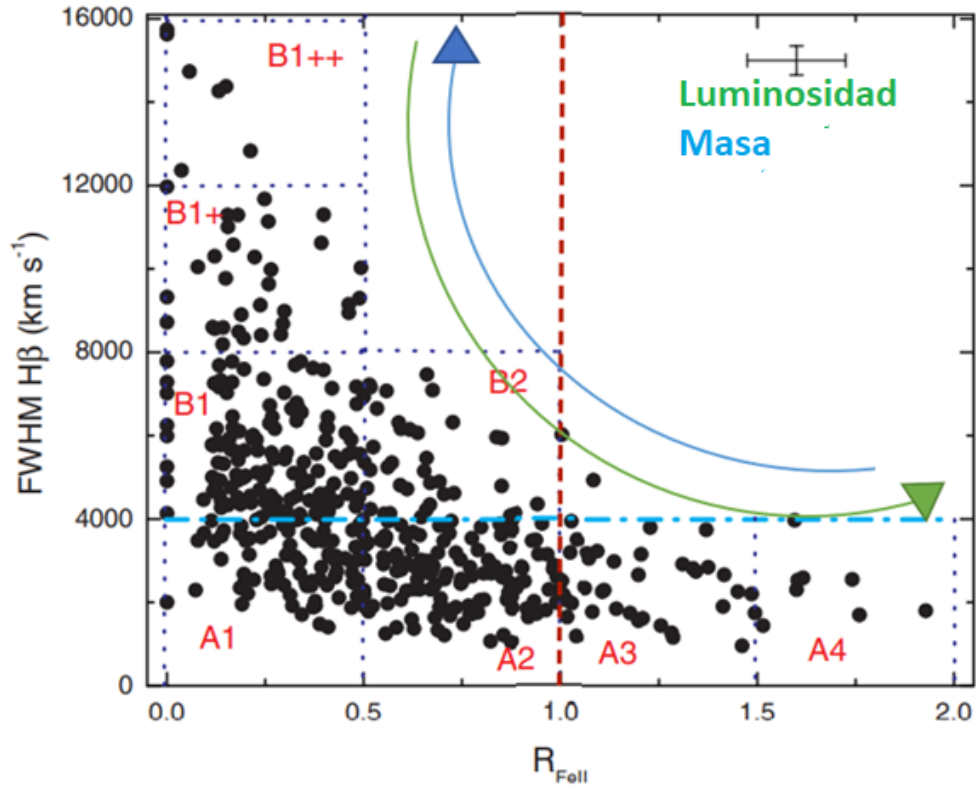


Figura 1-14: Relación entre la masa del BH y luminosidad dependiendo de la población. La masa tiende a aumentar en la población A y la luminosidad lo hace pero para en dirección de la Población B [Zamfir et al., 2010].

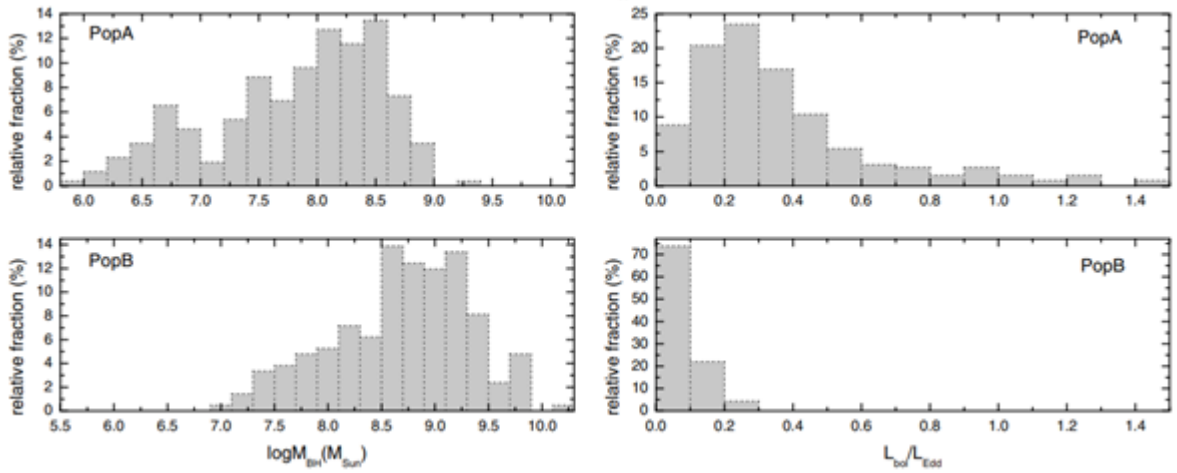


Figura 1-15: Distribuciones de la masa y la luminosidad de la población A y B [Zamfir et al., 2010].

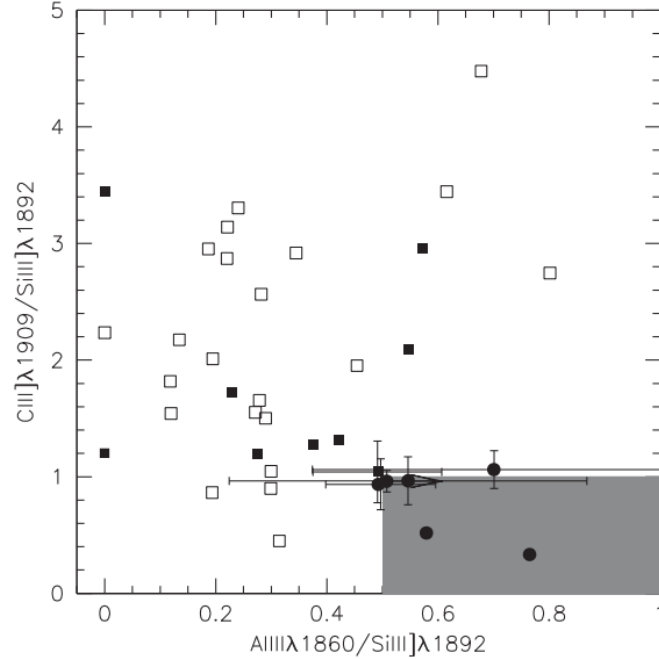


Figura 1-16: Distribución de las Poblaciones A (A1: cuadros blancos, A2: cuadros negros, A3: círculos negros) en el plano definido con los cocientes $C_{III]}\lambda 1909/S_{III]}\lambda 1892$ y $A_{III]}\lambda 1860/S_{III]}\lambda 1892$. El área sombreada es la asociada a las Poblaciones A extremas. Las barras de error sólo son mostradas para fuentes en el borde del área sombreada [Marziani & Sulentic, 2014].

Entonces, la hipótesis principal planteada para este trabajo es:

¿Se puede utilizar el diagrama de la Fig. 1-16 en el ultravioleta similar al E1 en el óptico para organizar a los cuasares en términos de sus propiedades físicas?

Se tienen estudios exhaustivos en la parte óptica del espectro electromagnético de la Secuencia Principal (mejor conocida como *Main Sequence* en inglés) la cual es la organización de los AGN teniendo como contexto al Eigenvector 1, pero no existe un diagrama de este tipo en el Ultravioleta (UV). El objetivo principal de este trabajo es poder clasificar a los AGN de corrimientos al rojo grandes ($z > 1.1$) a partir de la información brindada por sus cocientes $C_{III]}\lambda 1909/S_{III]}\lambda 1892$ y $A_{III]}\lambda 1860/S_{III]}\lambda 1892$ por lo que se realizará un diagrama con estos cocientes en el que se espera poder distinguir diferencias entre los AGN de la muestra seleccionada. Un primer acercamiento para poder describir a los AGN con altas tasas de acreción lo realizó [Marziani & Sulentic, 2014] que precisamente es el diagrama de la Fig. 1-16 aunque este trabajo fue realizado únicamente para los objetos de Población A, lo que se busca ahora es

extenderlo también a los de Población B.

1.6.1. Esquema de la tesis.

A través de este estudio se quiere encontrar una secuencia en cuasares a altos corrimientos al rojo (con $z \geq 1.09$) a partir de sus características en el UV y teniendo como contexto al E1. Así que se tomó una muestra de 1625 cuasares obtenidos por el Sloan Digital Sky Survey V. Su análisis se realizó en la parte del Ultra Violeta (1 000Å a 4 000Å). En la primer parte (1) de este trabajo se presenta la información que es la base necesaria para el estudio realizado, partiendo desde el concepto más general como lo es la *galaxia* y se va profundizando hasta llegar al tema en interés que son los AGN, también se encuentra la hipótesis planteada para la realización del estudio presente. En el siguiente capítulo (2), se realiza una descripción de la muestra estudiada, desde el proyecto del cual se obtuvo, así como la forma de obtener dichos datos, los instrumentos utilizados para la obtención de datos así como el procesamiento de éstos para poder trabajar con ellos, también se describe a detalle cuáles fueron los lineamientos seguidos para la selección de los objetos que se deseaba estudiar. En el capítulo (3) se encuentra la exposición de la metodología utilizada para el estudio de la muestra seleccionada teniendo como objetivo comprobar la hipótesis planteada. Se presentan los puntos más importantes para el estudio de la muestra como lo es la definición de las regiones de interés, así como la estimación de los parámetros físicos de cada una de las poblaciones en las que fueron clasificados los datos. Estas estimaciones fueron la parte más importante para poder realizar la comparación buscada entre el E1 en la parte óptica en el espectro y en este caso, en el UV.

En el capítulo (4) se presentan los ajustes multicomponentes realizados a la muestra a partir de las regiones de interés para cada una de las poblaciones y los datos que fueron encontrados a partir de los ajustes. En el capítulo (5) están los resultados más importantes encontrados a partir de los parámetros físicos obtenidos en el capítulo anterior así como las distribuciones de esos parámetros, como por ejemplo, de la luminosidad bolométrica para cada una de las poblaciones, etc. Por último, se presentan las conclusiones del trabajo realizado así como el trabajo que se plantea hacer a futuro.

Capítulo 2

Recopilación de datos.

En este capítulo, se realiza una descripción a detalle de la muestra que fue estudiada, desde el proyecto, el observatorio y los instrumentos que componen a éste así como el procesamiento de la muestra, también, se presentan los criterios que fueron utilizados para realizar la selección de los datos y finalmente poder estudiarlos.

2.1. Sloan Digital Sky Survey.

El Sloan Digital Sky Survey o SDSS es un catálogo nacido en 1998 de mapeo fotométrico y espectroscópico de todo el hemisferio norte celeste. Ha obtenido imágenes fotométricas y cerca de 5 millones de espectros astronómicos de galaxias y cuasares, incluso ha determinado las posiciones, índice de colores y el brillo de más de 100 millones de objetos celestes. Este es un catálogo espectroscópico multi objeto, es decir, tiene la capacidad de analizar simultáneamente la luz de múltiples objetos a través de sus espectrografos, donde dicha luz tiene que ser guiada desde el plano focal del telescopio, donde es enfocada hacia los espectrografos que se encuentran en la parte trasera del telescopio a través de fibras ópticas. La cobertura espectral va de 3 600Å a 10 400 Å, sin embargo cada observación es dividida en dos espectrógrafos, el azul y el rojo, con un corte aproximadamente en 6 000Å. Dichos mapeos realizados para este proyecto están compuestos de imágenes multibanda de un tercio de la bóveda celeste y espectros de millones

de objetos astronómicos. El SDSS ha pasado por distintas fases:

- SDSS-I (2000-2005)
- SDSS-II (2005-2008)
- SDSS-III (2008-2014)
- SDSS-IV (2014-2020)
- SDSS-V (2020-2026)

Los datos utilizados para este trabajo fueron los de la fase más actual, es decir, la fase SDSS V, cuyos datos fueron observados en el Observatorio Apache Point en Nuevo México. Para la obtención de datos de este catálogo se ha utilizado un telescopio de campo amplio de 2.5 m [Gunn et al., 2006] en el Observatorio Apache Point en Nuevo México y actualmente en el sur, el Observatorio Las Campanas en Chile (Fig 2-1).

Este programa comenzó a observar en octubre de 2020 y consta de 3 catálogos actuales o programas de mapeo:

- Milky Way Mapper, (MWM). El cual es un estudio espectroscópico de múltiples objetos para obtener espectros ópticos y estelares en el infrarrojo cercano de más de 4 millones de estrellas en toda la Vía Láctea y el Grupo Local. Este proyecto busca comprender cómo ha evolucionado la Vía Láctea, la física de sus estrellas y el medio interestelar y la arquitectura de los sistemas planetarios y de múltiples estrellas.
- Local Volume Mapper, (LVM). Es un estudio espectroscópico óptico de campo integral que se enfocará en la Vía Láctea, las nubes de Magallanes y otras galaxias de volumen local, el cual recopilará más de 25 millones de espectro contiguos en 3000 grados cuadrados en el cielo. Este proyecto utiliza espectrógrafos nuevos de campo integral para explorar la física de la formación de las estrellas, la interacción entre éstas y el medio interestelar. Para este mapeo se utiliza una serie de telescopios en el hemisferio sur.

- Black Hole Mapper, (BHM). Es un estudio espectroscópico de múltiples objetos que apunta a más de 400 000 fuentes, principalmente galaxias con actividad nuclear, con el espectrógrafo óptico BOSS, muchos de éstos se observan varias veces con el objetivo de medir sus masas, de investigar su crecimiento a lo largo del tiempo cósmico y caracterizar su variabilidad.

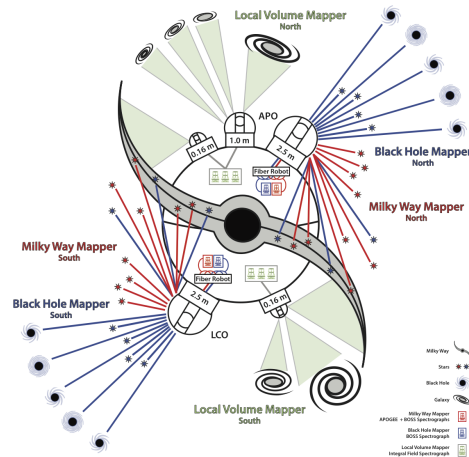


Figura 2-1: Telescopios utilizados para los 3 distintos proyectos, Milky Way Mapper, Local Volume Mapper y el Black Hole Mapper. (Créditos de la imagen: M. Seibert (OCIS) and the SDSS-V team)

Un ejemplo de la diferencia entre dos espectros obtenidos en el MWM y el BHM respectivamente se observa en la siguiente imagen.

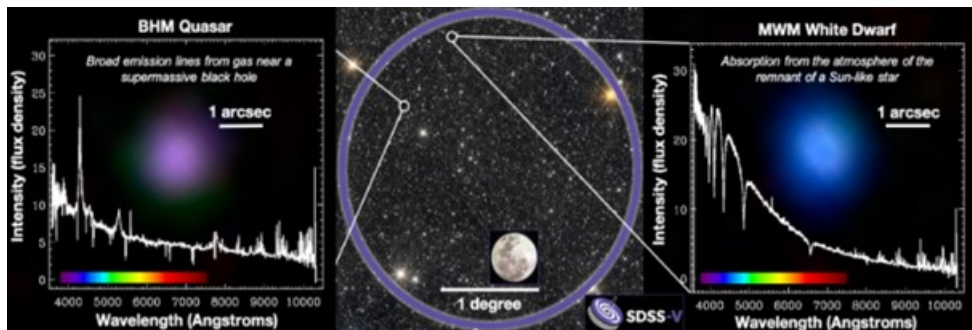


Figura 2-2: El círculo púrpura indica un apuntado del telescopio en el cielo, se muestra la Luna llena para comparar tamaños. SDSS-V observa simultáneamente 500 objetivos dentro de un círculo de este tamaño. El panel izquierdo muestra el espectro óptico de un cuasar, que está rodeado por un disco de gas caliente y brillante. La mancha púrpura es una imagen de SDSS de la luz de esta imagen, que abarca cerca de 1 arcosegundo en el cielo. El panel derecho muestra la imagen y el espectro de una enana blanca - el núcleo de una estrella de baja masa (como el Sol) después del final de su vida. *Crédito de la imagen: Hector Ibarra Medel, Jon Trump, Yue Shen, Gail Zasowski, y la Colaboración SDSS-V.*

2.1.1. Observatorio Apache Point.

Como se mencionó con anterioridad, el Observatorio Apache Point se encuentra al sureste de Nuevo México a 2788 msnm. Cuenta con un telescopio altazimutal de 2.5 m f/5 Ritchey-Chrétien. Este telescopio cuenta con un espejo secundario de 1.08 m y dos lentes correctores que brindan un campo visual libre de distorsión. Uno de ellos es un corrector de astigmatismo Gascoigne, mientras que el otro es un corrector esférico. De estos dos correctores, uno es para imágenes y el otro para espectroscopía. Este telescopio funciona con un CCD multibanda de área amplia y dos espectrográfos dobles que son alimentados por fibras. (Figura 2-3)

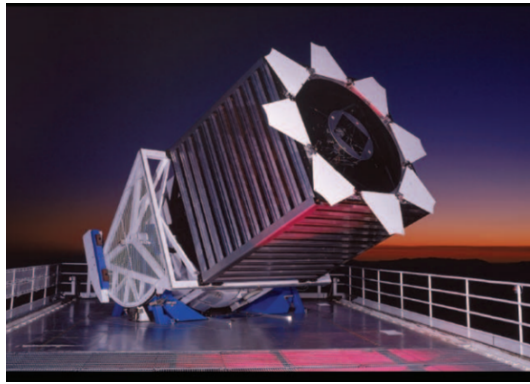


Figura 2-3: Telescopio de 2.5 del SDSS.

Los avances en cuanto a detectores y procesamiento computacional que hay en la actualidad y las nuevas capacidades para el control de instrumentos dieron la posibilidad de poder llevar a cabo un estudio sobre áreas amplias del cielo. Para la realización de este estudio y crear nuevas muestras espectroscópicas de galaxias y cuasares, fue necesario realizar cambios importantes en la instrumentación.

También se incorporó un sistema espectroscópico que pudiera obtener simultáneamente 500 espectros por espectrógrafo con amplia cobertura de longitud de onda (3600 a 10 400 Å) y configurados de manera eficiente para campo en el cielo. Otra innovación fue un sistema de adquisición de datos que pudiera almacenar de manera confiable los datos entrantes y que pudiera proporcionar un análisis mínimo en tiempo real para poder controlar la calidad, el enfoque y demás.

Se incorporó de igual manera un sistema de procesamiento de datos que pudiera calibrar de manera rápida y automática las observaciones, que identificara objetos y midiera sus propiedades a partir de las decenas de gigabytes de datos producidos en una noche típica de observación de imágenes, de tal manera que los objetivos espectroscópicos se pudieran seleccionar dentro de poco tiempo de la adquisición de los datos.

De los proyectos mencionados en la sección 2.1, para este trabajo se tomaron los datos del Black Hole Mapper. Este proyecto se enfoca en la observación del cielo de los campos RM (Reverberation Mapping), AQMES-Medium y AQMES-Wide que se observan en la Figura 2-4.

Cada pequeño círculo de color en la Fig 2-4 representa una placa o campo. Las fibras que se encuentran en el telescopio deben de ser ubicadas en el lugar exacto en el que se encuentra el objeto del que se quiere su espectro para poder capturar la luz de éste. Estas fibras son ubicadas (Hasta la versión $v6 - 0 - 4$ de los datos) en placas de aluminio. Cada placa contiene hasta 500 agujeros en los cuales se coloca cada fibra óptica de manera precisa.(Figura 2-5)

Hasta la versión $v6 - 0 - 4$ del SSDS se taladraron unos cientos de placas, donde cada una se utilizó para cubrir una porción específica del cielo y permitió la obtención simultánea de los espectros de cientos de objetos astronómicos.

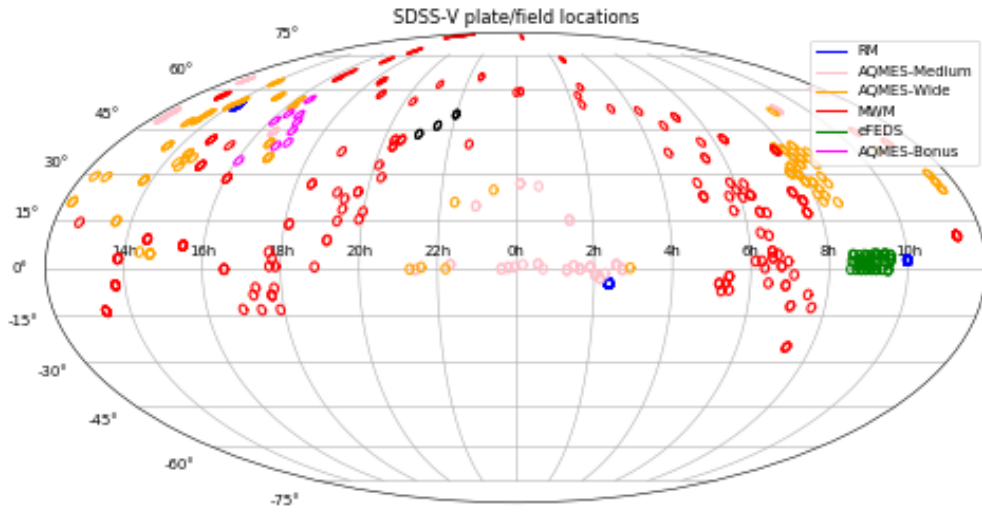


Figura 2-4: Campo de observación del SDSS-V. La diferencia principal de estos tres campos es la cadencia y el número de observaciones, que van de 1 a 13 para los campos AQMES y hasta 174 para el RM [Kollmeier, 2017].

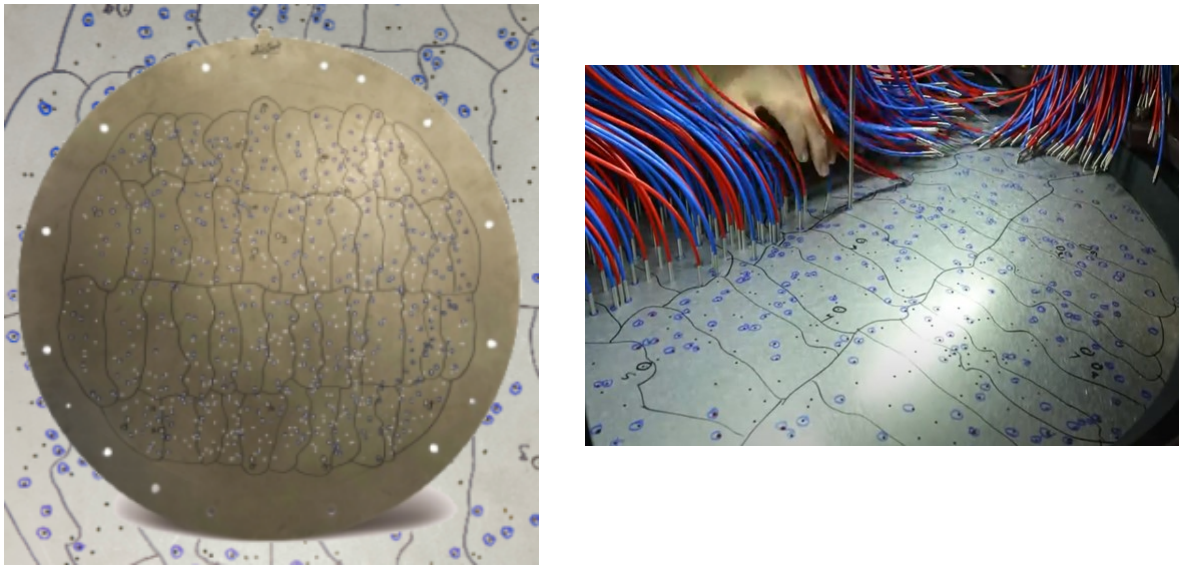


Figura 2-5: En el panel izquierdo se muestran las placas de aluminio utilizadas en los telescopios del proyecto SSDS V. Y en el panel derecho está la conexión manual de las fibras ópticas a cada agujero en las placas.

Como se mencionó con anterioridad, las placas fueron utilizadas hasta poco menos de la mitad de la fase V, para finales del año 2022 dichas placas fueron sustituidas por los FPS o Focal Plane Systems (Sistemas Posicionadores de Fibras) 2-6. Cada unidad FPS despliega 500 unidades robóticas posicionadoras de fibras en una matriz hexagonal que cubre el plano focal del telescopio. Cada robot lleva 3 fibras ópticas: dos fibras para los espectrógrafos del APOGEE y BOSS (pero sólo 298 de las fibras APOGEE se alimentan del espectrógrafo) y una fibra de metrología retroalimentada. El diseño del plano focal FPS está diseñado para maximizar la cobertura de los campos de visión del telescopio con 500 fibras para BOSS y 298 fibras para APOGEE.¹

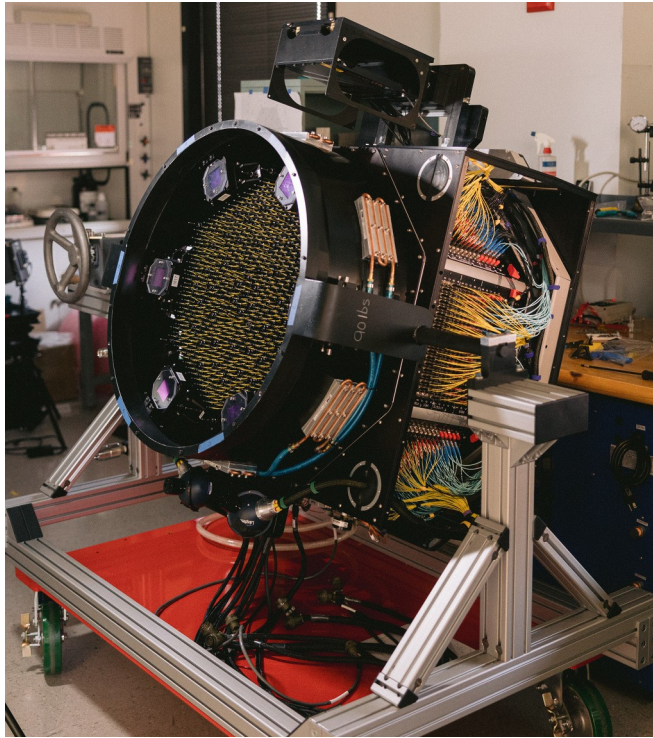


Figura 2-6: Sloan Telescope Focal Plane System (FPS).

En la Fig 2-7 se muestran ejemplos de espectros de los distintos objetos estudiados en el proyecto BHM, los cuales son estrellas, galaxias y AGN.

¹Toda la información de esta sección fue extraída de la página web del SDSS V. (<https://www.sdss.org/instruments/>)

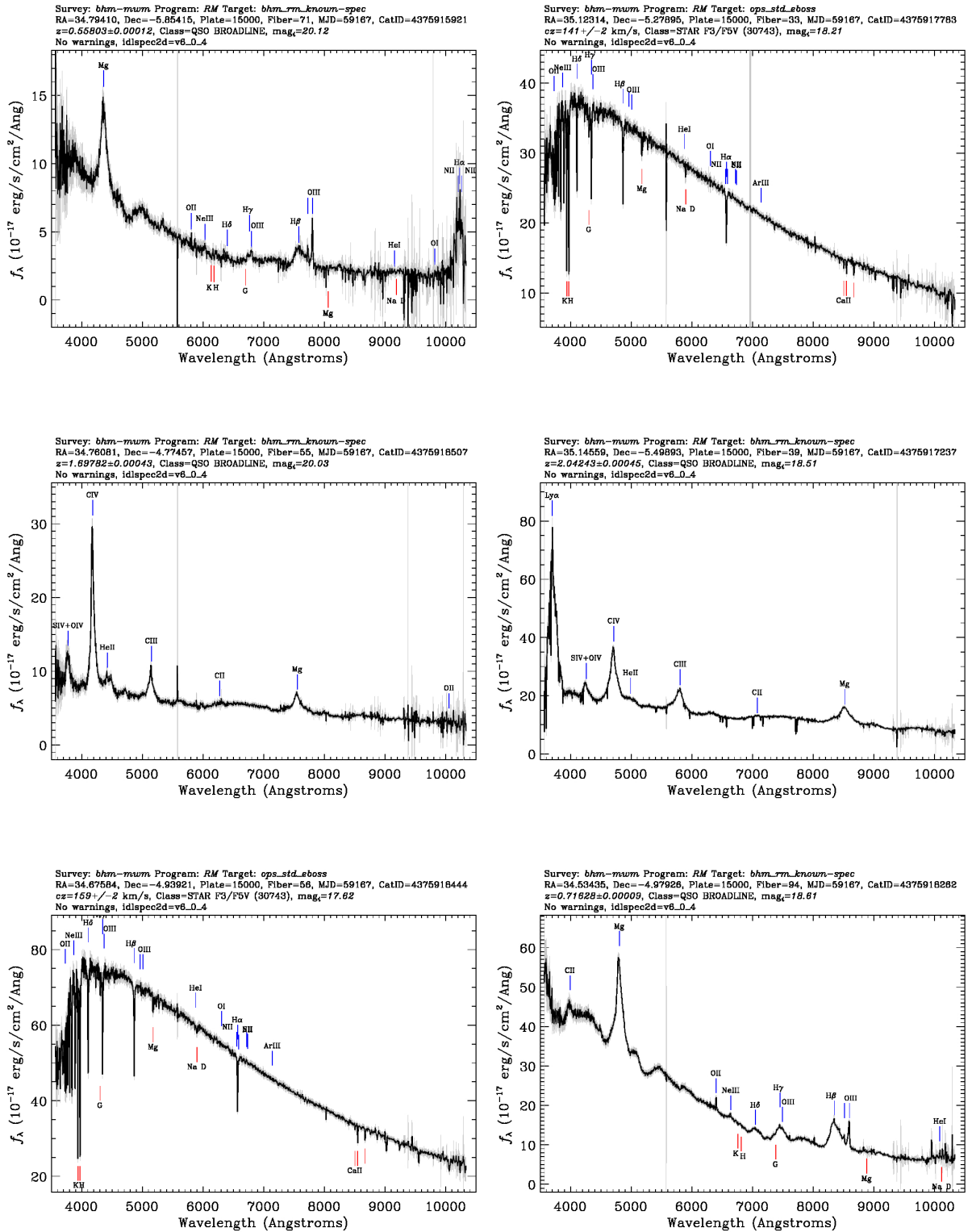


Figura 2-7: Ejemplos de espectros obtenidos con la placa 15000.

2.2. Procesamiento de la muestra por parte del SSDS.

Para cada noche de observación se realizan varios apuntados, una vez terminada la noche de observación se trasladan los datos a los servidores de la Universidad de Utah donde se realiza el siguiente procesamiento².

Paso 1. Se clasifica la información de cada fibra en arcos (lámparas de calibración en longitud de onda, λ), flats (se usan para determinar la eficiencia del detector) y datos de ciencia.

Paso 2. Reducción de cada placa usando el script *spec2D*. Que consiste en:

- Primero, se limpian por bias (ruido de fondo del detector), y darks (ruido acumulado en todo el tiempo de exposición). Debido a que el detector así mismo se conforma de 4 éstos, se multiplica por la ganancia para cada detector para que quede uniforme.
- Se usan los flats para ubicar la posición del espectro en el detector.
- Se extraen las fibras de los arcos, los flats y los objetos de ciencia, las cuales son 500 fibras por detector (denominados raw extract spectra). Para los datos de ciencia del Black Hole Mapper se consideran: estrellas estándares (75 fibras), observaciones del cielo (25 fibras) y datos de ciencia (400 fibras).

Paso 3. Se realizan distintas calibraciones.

Calibración por longitud de onda:

- Se realiza la calibración de la λ usando los datos de los arcos.
- Se realiza una segunda corrección de lambda usando las fibras de cielo.
- Se realiza una corrección heliocéntrica (importante para objetos estelares).

Sustracción del cielo:

²Esta información fue proporcionada por el Dr. Héctor Ibarra-Medel, quien esta a cargo del desarrollo de los datoductos (pipelines) del SDSS-V.

- Se realiza un modelo del cielo para corregir las fibras de ciencia y estrellas estándar.
- Se divide por los flats (hay un flat para cada fibra).
- Se procede a extraer los espectros en una dimensión usando el script *spec1D*.

Calibración por flujo.

- Se usan las fibras de las estrellas estándares.
- Se miden sus líneas de absorción para hacer un modelo de un espectro estelar, por lo general del tipo F. Se obtiene la función de sensibilidad para cada fibra dividiendo el espectro del modelo entre el espectro de la estrella estándar. Esto da la calibración de cuántos ergs $s^{-1}cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ por cuenta.
- Finalmente, se interpolan las funciones de sensibilidad de las 75 estrellas estándar de la placa para obtener una función de sensibilidad en toda la placa que se pueda a su vez asociar a cada fibra de ciencia. Por último se calibra el flujo se utiliza la función de sensibilidad para todos los datos de ciencia.

Se hace el promedio entre las funciones de sensibilidad en el azul y el rojo para hacer la unión a 6000 \AA . Se hace la suma de todos los espectros del mismo objeto (para una noche, aproximadamente son 4 exposiciones) al final de este paso se obtienen espectros en una dimensión en todo el rango espectral de 3600 a 10 600 \AA en flujo y λ .

Paso 4. Análisis espectral de los espectros unidimensionales.

Se clasifican los espectros utilizando plantillas de diferentes tipos espectrales de cuasares, galaxias y estrellas. Se detectan automáticamente las líneas de emisión y de absorción. Se mide el corrimiento al rojo.

Paso 5. Con toda la información de los espectros finales se genera el catálogo *spall*. Las diferentes versiones de los catálogos reflejan los cambios en el proceso de reducción de los datos descritos.

2.3. Selección de la muestra.

Los datos utilizados fueron seleccionados de la base de datos del SDSS-V de la versión $V6 - 0 - 4$ la cual salió en diciembre de 2021. En esta versión, las observaciones fueron las últimas realizadas con las placas de aluminio. Las observaciones actuales y futuras, serán realizadas ahora por el FPS (fiber position system)³.

Los datos del SSDS-V aquí utilizados son de índole privada (por aproximadamente un año a partir de la fecha de observación) pero la UNAM tiene un convenio de colaboración y cualquier persona perteneciente a esta institución puede hacer uso de los datos privados proporcionados por el SSDS.

Se realizó una selección minuciosa de los datos que a continuación es descrita.

- Originalmente la versión $V6 - 0 - 4$ cuenta con datos de 284 500 objetos, de los cuales se incluyen datos del BHM y el MWM, así como estrellas de calibración y otras observaciones para la reducción de los datos. En el primer paso, se tomaron únicamente los datos del BHM, los cuales representan un poco menos de la mitad, el 46 % de los datos totales, resultando 127 356 objetos.
- Después de esta primera selección como base, se realizó el primer filtro de estos datos. Como se mencionó en la sección 1.6 , el objetivo de esta tesis es clasificar cuasares a partir de sus características espectrales. Por lo tanto para observar estas líneas se necesitan espectros con corrimiento al rojo mayor a 1.09. A partir de este corrimiento al rojo se puede observar del *Blend* a 1900\AA en adelante (la longitud de onda aumenta), que son las líneas con las que se va a trabajar. Se desestimaron aquellos objetos con corrimientos al rojo negativos, considerando que ésto se debió a cálculos incorrectos del desplazamiento al rojo. Los datos desestimados representan el 1.19 % del total de la primera selección siendo 1 527 objetos. En la siguiente figura se puede observar la distribución de los objetos con respecto a su desplazamiento en z .

³<https://astronomy.osu.edu/news/sdss-v-focal-plane-system-ready-stars-and-galaxies>

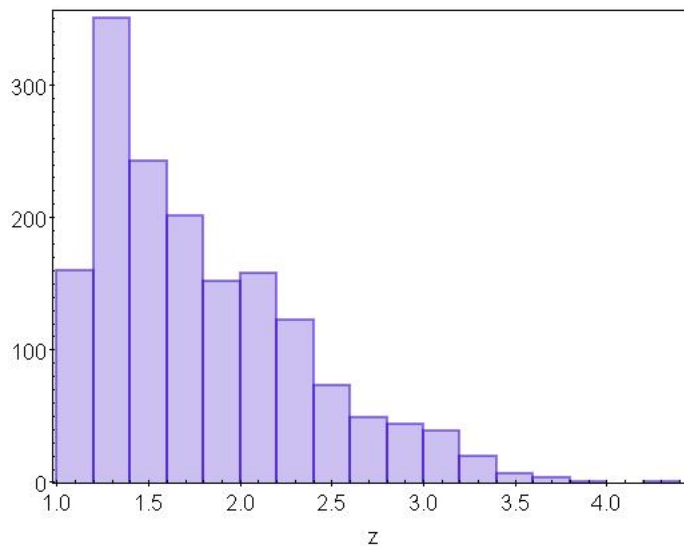


Figura 2-8: Distribución de los objetos con respecto a su corrimiento al rojo.

- También se filtraron los objetos usando el diagrama color- z mostrado en la Fig. 2-9. La diferencia de las bandas $g-r$, centradas en las longitudes de onda 5600\AA y 6680\AA respectivamente, debe ser plana alrededor de cero para seleccionar AGN sin contribución galáctica (Fig. 2-9). Para eliminar los objetos demasiado lejanos, se eligieron los que están dentro de $-1 > g-r > 3$. Con estos dos filtros se seleccionaron 118 422 objetos, los cuales fueron descargados de la página de la colaboración del SDSS-V de manera individual.

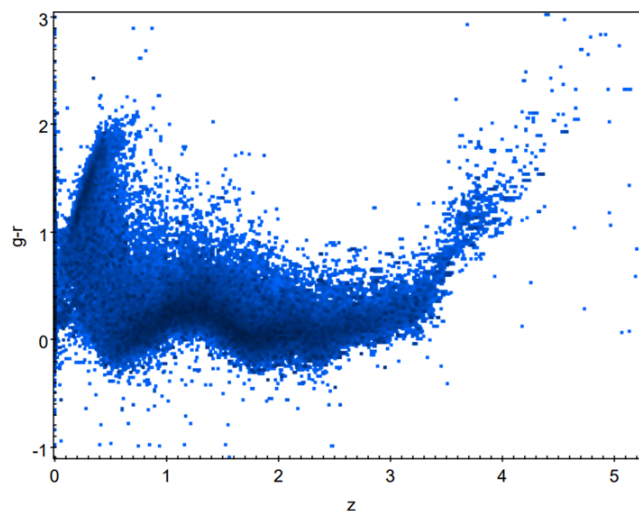


Figura 2-9: Gráfica de la diferencia de bandas $g - r$ con respecto al corrimiento al rojo, z .

- Como se mencionó anteriormente, se puede tener más de una observación por objeto, por lo tanto se realizó la suma de los espectros⁴, para obtener un espectro por objeto en la lista de los seleccionados.
- Se situó el espectro dentro del marco de referencia en reposo, o lo que es lo mismo, se corrigió por redshift (z). Esta corrección fue realizada usando un programa que incluye correcciones del flujo que depende de la distancia la objeto y también la corrección por extinción galáctica usando los modelos de Cardelli et al. [1989]. Hasta aquí, se tenía un total de 41 210 objetos.
- Para cada objeto se crearon dos archivos iguales, uno de ellos para poder ser leído en IRAF (Image Reduction and Analysis Facility)⁵ y el otro en formato de tabla para ser leído en otros lenguajes de programación.
- La siguiente selección de los datos se hizo a través de los valores de S/N.⁶ Se usó la S/N en la Banda R el cual es proporcionado por las observaciones. También se estimó la S/N a diferentes longitudes de onda: 1350 Å, 1700 Å 2200 Å y 3000 Å. Estas longitudes de onda están asociadas a ventanas del continuo, es decir, donde no se espera ni emisión ni absorción de líneas [e.g., Vanden Berk et al., 2001]. Se usaron dos intervalos fijos, el primero a 3000 km s⁻¹ y el segundo a 30 Å. La razón por la que se eligieron estos intervalos es que, dependiendo de la longitud de onda a 30 Å se abarcan diferentes tamaños de regiones, es decir, 1Å a 5000 Å representa 59.95 km s⁻¹, mientras que de 1Å a 1500 Å representa 199.86 km s⁻¹.
- En este trabajo se usarán datos de alta señal-a-ruido, S/N>30, con la finalidad de evitar

⁴Para ésto, se utilizó el programa *one – spec.py* desarrollado por la dra. Alenka Negrete y por el dr. Héctor Ibarra Mendoza.

⁵IRAF es un producto del Space Telescope Science Institute de la NASA. IRAF fue creado y respaldado por los Observatorios Nacionales de Astronomía Óptica (NOAO o National Optical Astronomy Observatories) en Tucson, Arizona para el análisis y reducción de datos astronómicos.

⁶Signal to Noise Ratio o Señal a Ruido. Es una medida que compara el nivel de una señal deseada con el nivel de ruido de fondo, se define algebraicamente como la relación entre la potencia de señal (P_{signal}) y la potencia del ruido de fondo (P_{noise}):

$$S/N = \frac{P_{signal}}{P_{noise}} \quad (2-1)$$

que la construcción del diagrama mencionado en la hipótesis de este trabajo, tenga una dispersión muy grande. Como ejemplo de S/N , en la figura 2-11 se muestra una comparativa de espectros con diferentes S/N (De izquierda a derecha y hacia abajo, se tienen espectros de menor a mayor señal a ruido, se observa una mayor cantidad de ruido en el primero de $S/N = 5$ comparado al último de $S/N = 43$) (Figura 2-10). Para la selección, primero se consideró que al menos un valor de la S/N (en la banda R o en las ventanas del continuo) fuera mayor a 30, obteniendo 3798 objetos, cerca del 9% de la selección anterior a ésta. Sin embargo, haciendo una inspección visual, observamos que muchos objetos en realidad seguían siendo muy ruidosos.

- Posteriormente a esta selección, se tomaron elementos que tuvieran al menos dos valores de $S/N \geq 30$ siendo en total 3511 objetos, sin embargo, aún se tenían objetos ruidosos. Es por esto que con esta selección se hizo el cálculo de las desviaciones estándar, el mínimo y máximo de las señales a ruido para objeto. Se eliminaron los que tuvieran S/N negativas o mayores a 300, debido a que estos valores podrían deberse a picos de emisión o absorción. La razón principal son picos residuales de la sustracción del cielo que incrementan artificialmente la S/N .
- Por lo tanto, se utilizaron para cada objeto de la selección del punto anterior, los valores de las desviaciones estándares y el promedio de las distribuciones de las regiones donde se estimó la señal a ruido. Estas restricciones fueron:
 - $\min > 30$ (517 objetos).
 - $\min < 30$ y promedio > 25 y desviación estándar < 15 (868 objetos).
 - $\min < 30$ y desviación estándar > 15 , considerando que al menos dos mediciones sean $S/N > 30$ (96 objetos).
 - $\min < 30$, desviación estándar < 15 y promedio < 25 , considerando que al menos dos mediciones sean $S/N > 30$ (144 objetos).

Los restantes 1886 objetos son considerados relativamente más ruidosos. Al final, se realizó

una inspección visual de todos ellos, los seleccionados y los descartados para asegurar una muestra lo más limpia posible.

De los cuales se obtuvieron finalmente 1566 cuasares y con estos elementos se realizó el trabajo presente.

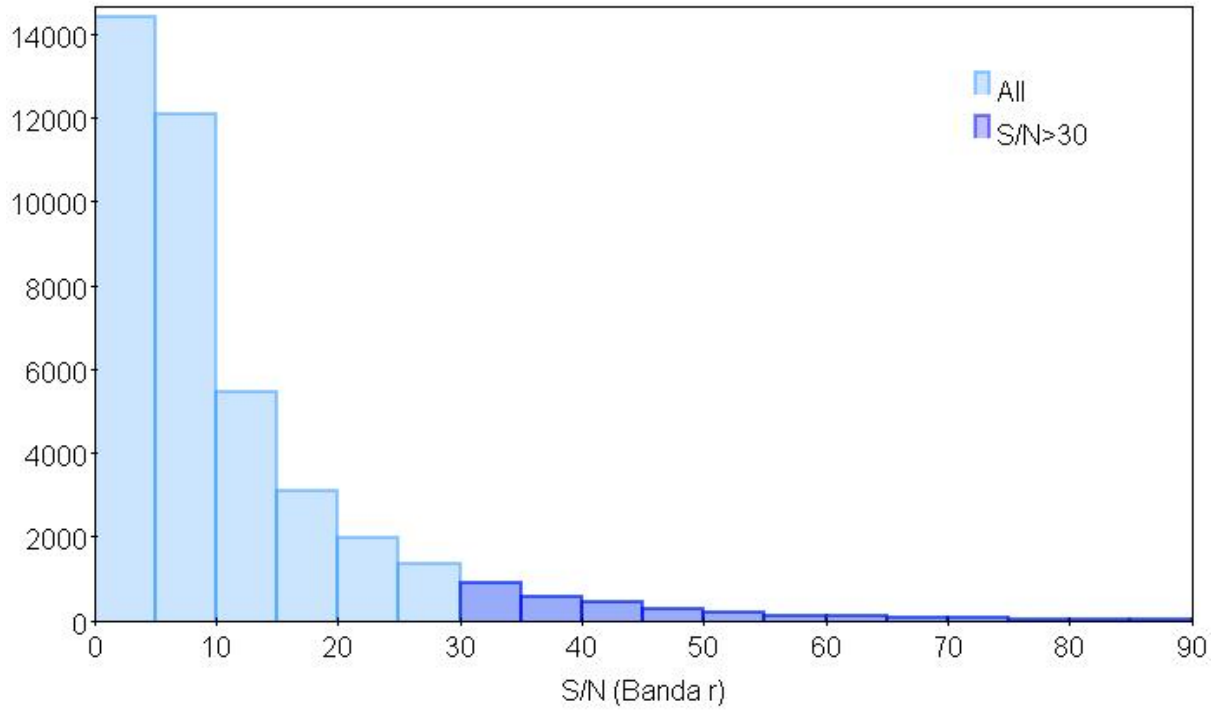


Figura 2-10: Distribución de la S/N en la muestra inicial. La parte sombreada (azul oscuro) son los datos que se seleccionaron, los cuales, su S/N es mayor a 30.

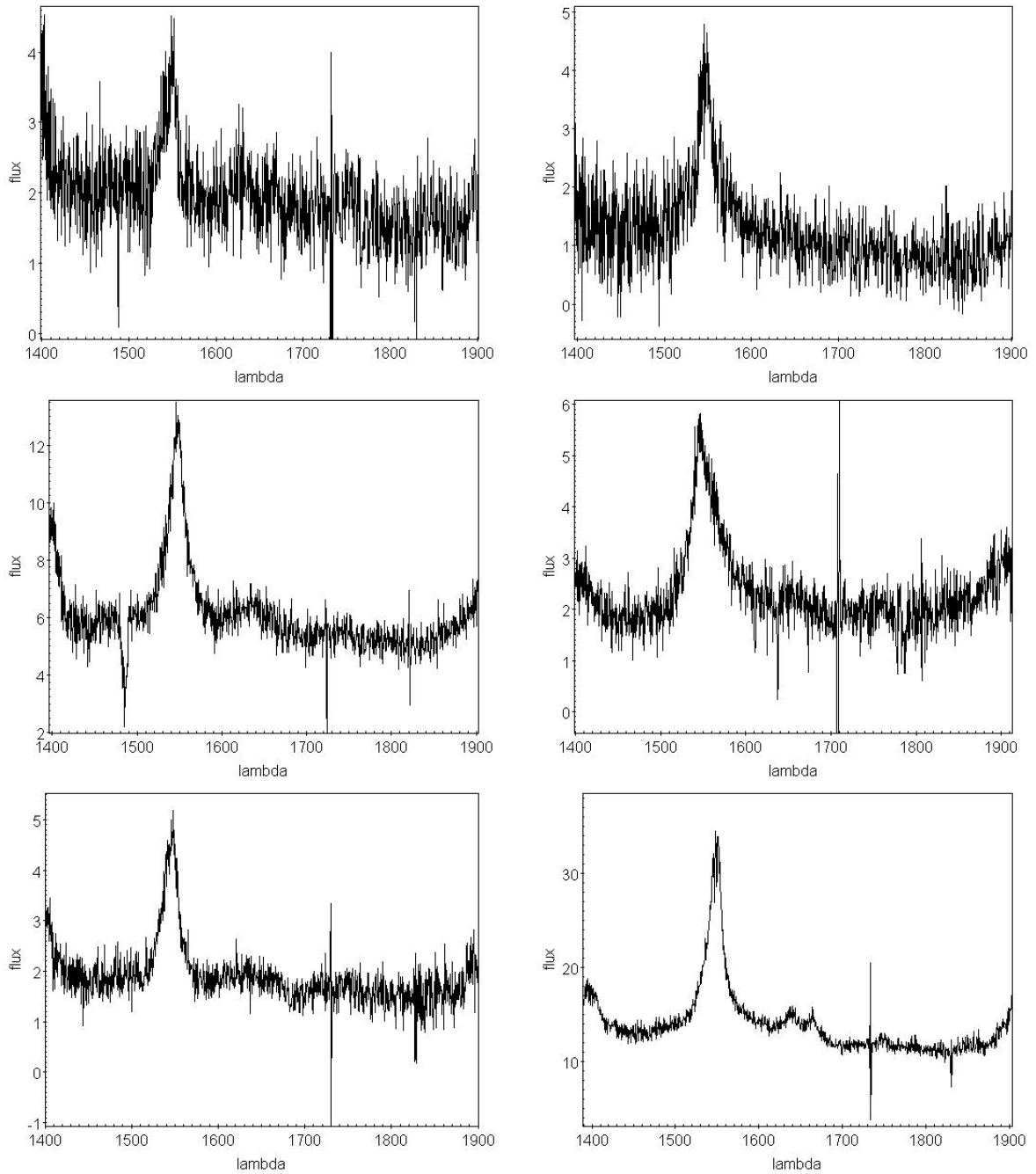


Figura 2-11: Ejemplos de espectros con distintas S/N en la región UV donde se observa la línea de emisión CIV λ 1549. De izquierda a derecha: S/N=5, S/N=10, S/N=15, S/N=20, S/N=27 y S/N=43. Se observa una clara diferencia en el espectro del valor de S/N mayor entre éstos.

2.3.1. Estimación del corrimiento al rojo por el SSDS.

El Sloan Digital Sky Survey analiza espectros de objetos en gran volumen así que cuentan con rutinas y plantillas espectrales ya establecidas para hacer sus reducciones y correcciones también de manera masiva. Debido a esto, es inevitable que dichos ajustes no sean tan precisos para algunos objetos. Los picos de emisión en los perfiles de líneas más intensas en el UV, específicamente de la emisión centrada en $CIV\lambda 1549$ suelen aparecer corridas al azul por varios cientos de km s^{-1} debido a una componente de viento [Sulentic et al., 2007]. Existen trabajos que dan cuenta de estas variaciones en la estimación de la z tal como Hewett & Wild [2010], también [Negrete et al., 2018] para espectros en el óptico y [Buendia-Rios et al., 2022] para espectros en el UV. Es importante mencionar que la calidad de los espectros y sus estimaciones asociadas a su corrimiento al rojo son de suma importancia para las investigaciones científicas. Una línea que suele no estar corrida es el doblete de $AlIII\lambda 1860$ ($\pm 200 \text{ km s}^{-1}$) [Buendia-Rios et al., 2022], aunque para objetos con altas tasas de acreción, en ocasiones se presenta un exceso en el ala azul que causa errores en las mediciones del corrimiento al rojo. El porcentaje de estos objetos respecto a la muestra total de cuasares, es de máximo el 10 % [Martínez-Aldama et al., 2017].

En la sección 4.1 se revisarán los corrimientos al rojo usados en este trabajo.

Capítulo 3

Metodología

En este capítulo se describen los pasos que se realizaron justo después de la selección de los datos para poder analizarlos y así llevar a cabo el objetivo del presente trabajo, que es la caracterización de la muestra de los AGN. Estos pasos, tales como las mediciones de los flujos de las líneas de emisión, cocientes de líneas y los ajustes multicomponentes son de suma importancia para la interpretación de los datos que se busca realizar, ya que son clave fundamental conocer las características como por ejemplo, las luminosidades de los AGN y las masas de los agujeros negros centrales.

3.1. Medición de los flujos.

Después de tener los 1566 objetos, se realizaron mediciones de los flujos en los picos de las líneas de emisión con el programa en **python**, *measures.py*¹. Este programa ajusta un continuo local entre 1800 y 1980 Å para luego medir la intensidad de los flujos de las líneas a partir del continuo ajustado en una ventana de $\pm 500 \text{ km s}^{-1}$, centradas en 1909, 1892, 1857, 1640, 1618, 1549, 1528, 1397 y 1381 Å, que corresponden a las longitudes de onda centrales de CIII]λ1909, SiIII]λ1892, AlIIIλ1860, HeIIBlue, CIVλ1549, CIVλ1549Blue, SiIVλ1397 y [SiII]λλ6716,5631 respectivamente. Con estos flujos se realizó el cálculo de los cocientes en el pico de intensidad a

¹Desarrollado por los Dres. C. Alenka Negrete y Héctor Ibarra-Medel.

1909/1892 y 1860/1892. También se midió el flujo del continuo a 1800\AA para estimar la luminosidad bolométrica [siguiendo a Marziani & Sulentic, 2014] y a 1700\AA para realizar una normalización de los espectros y estimar las masas de los agujeros negros [siguiendo a Marziani et al., 2019]. La distribución de las luminosidades obtenidas a partir de los flujos medidos se presentan en la sección 5.2.

Antes de comenzar con lo anterior, lo primero que se hizo fue una corrección por desplazamiento al rojo ya que se detectaron 24 objetos con una z mal asignada así que se calculó la diferencia entre los corrimientos al rojo y se corrigieron, la lista de los objetos se muestra en el apéndice ?? . Esta corrección por z se describe a detalle en la sección 4.1.

Para la medición de los flujos en las regiones alrededor de $\text{CIV}\lambda 1549$ y $\text{SiIV}\lambda 1397$, se separaron los objetos por rangos de z , ya que como se mencionó con anterioridad depende del corrimiento al rojo será la zona en el espectro que podrá ser observada. La primera medición se realizó para todos los espectros considerando los flujos centrados en $\text{CIII}\lambda 1909$, $\text{SiIII}\lambda 1892$ y $\text{AlIII}\lambda 1860$ ya que en todos los objetos seleccionados, estas tres líneas son visibles. Posteriormente, se realizaron tres cortes en z dependiendo de la visibilidad de las líneas. El primer corte se realizó a partir de $z > 1.3$, cuando las líneas HeII , HeIIBlue ya fueran visibles, siendo HeII visible en 1492 objetos y ambas líneas en 1433.

El segundo corte se realizó a $z > 1.5$ para que se pudieran visualizar, además de las componentes de HeII y el blend a 1900\AA , las líneas de $\text{CIV}\lambda 1549$ y $\text{CIV}\lambda 1549\text{Blue}$. La primera pudo observarse en 1269 espectros y la segunda en 1218 espectros.

Y el tercer y último corte fue a $z > 1.7$ para poder ver todas las líneas antes mencionadas y también las líneas $\text{SiIV}\lambda 1397$ y $\text{SiIV}\lambda 1397\text{Blue}$. En 899 objetos se observó la primera y ambas en 874 objetos. (Fig. 4-1)

En la Figura 3-1 se muestra la distribución de la luminosidad de todos los objetos a partir de su flujo medido a una longitud de onda de 1700\AA .

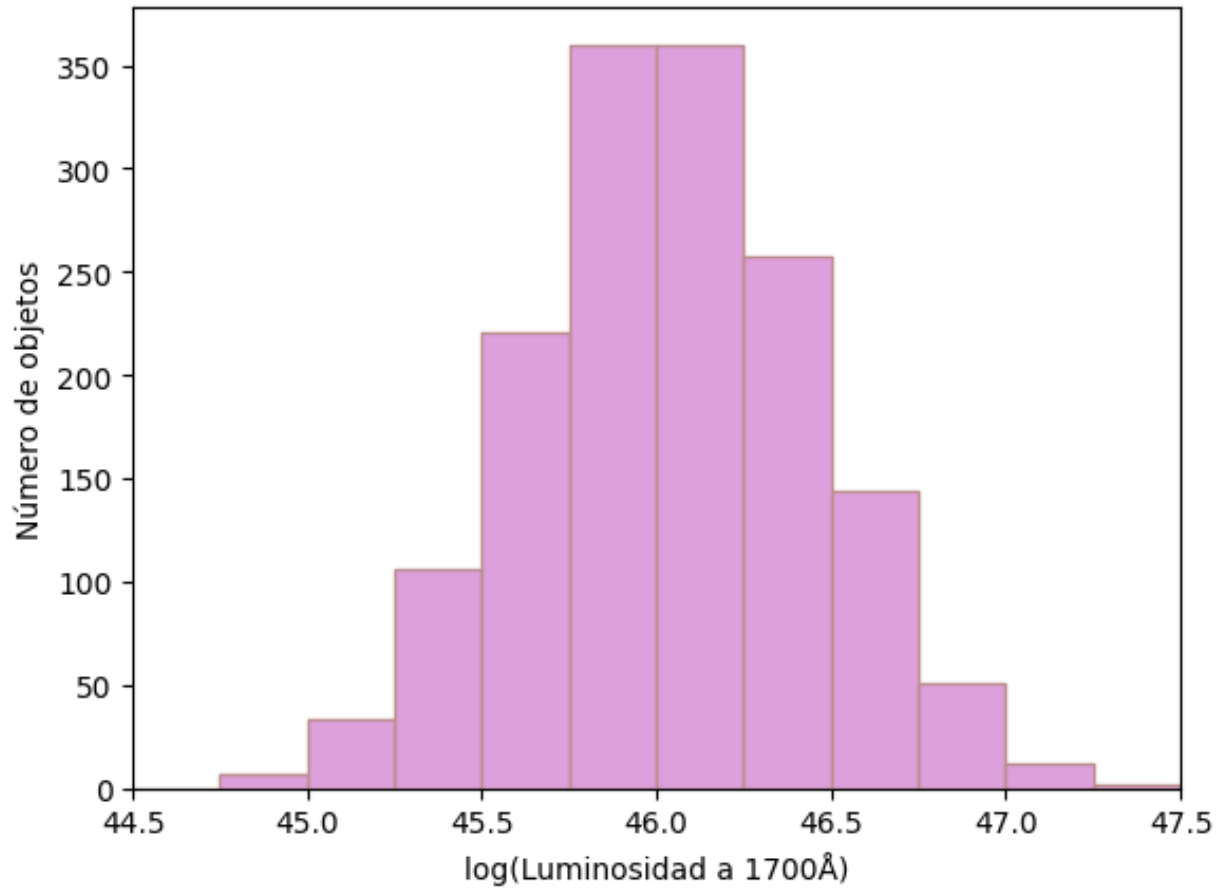


Figura 3-1: Distribución de las luminosidades de todos los objeto a 1700 Å.

3.2. Diagrama $\lambda 1860/\lambda 1892$ vs $\lambda 1909/\lambda 1892$.

Como se mencionó con anterioridad, se realizaron los cocientes $\lambda 1860/\lambda 1892$ y $\lambda 1909/\lambda 1892$ con el objetivo de poder hacer un diagrama que mostrara una tendencia en los objetos seleccionados con alta S/N (Fig. 3-2). Los flujos de estos rangos están asociados con las líneas del *Blend a 1900Å*: CIII] $\lambda 1909$, SiII] $\lambda 1533$ y AlII] $\lambda 1860$. Sin embargo, es importante que se tenga en mente que estas líneas pueden estar contaminadas por otras emisiones subyacentes como las descritas en el capítulo 4. Posteriormente, siguiendo la subclasificación encontrada en el Eigenvector 1 en el óptico (Fig. 1-11) se clasificaron a los objetos en el diagrama en el UV por poblaciones (A1, A2, B1, B2, B1+ y B1++) y así realizar un análisis con respecto a cada población. Se tomó como base para la división de las poblaciones, el criterio propuesto por Marziani & Sulentic [2014]:

- La **población B1++** está acotada por $\lambda 1860/\lambda 1892 < 0.5$ y $2 < \lambda 1909/\lambda 1892$.
- La **población B1+** por $\lambda 1860/\lambda 1892 < 0.5$, $1.5 < \lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1909/\lambda 1892 < 2$.
- La **población B1** $\lambda 1860/\lambda 1892 < 0.5$, $1 < \lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1909/\lambda 1892 < 1.5$.
- La **población B2** $\lambda 1860/\lambda 1892 > 0.5$, $1 < \lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1909/\lambda 1892 < 1.5$.
- La **población A1** $\lambda 1860/\lambda 1892 < 0.5$, $0 < \lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1909/\lambda 1892 < 1$.
- La **población A2** es la región $\lambda 1860/\lambda 1892 > 0.5$, $0 < \lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1909/\lambda 1892 < 1$.

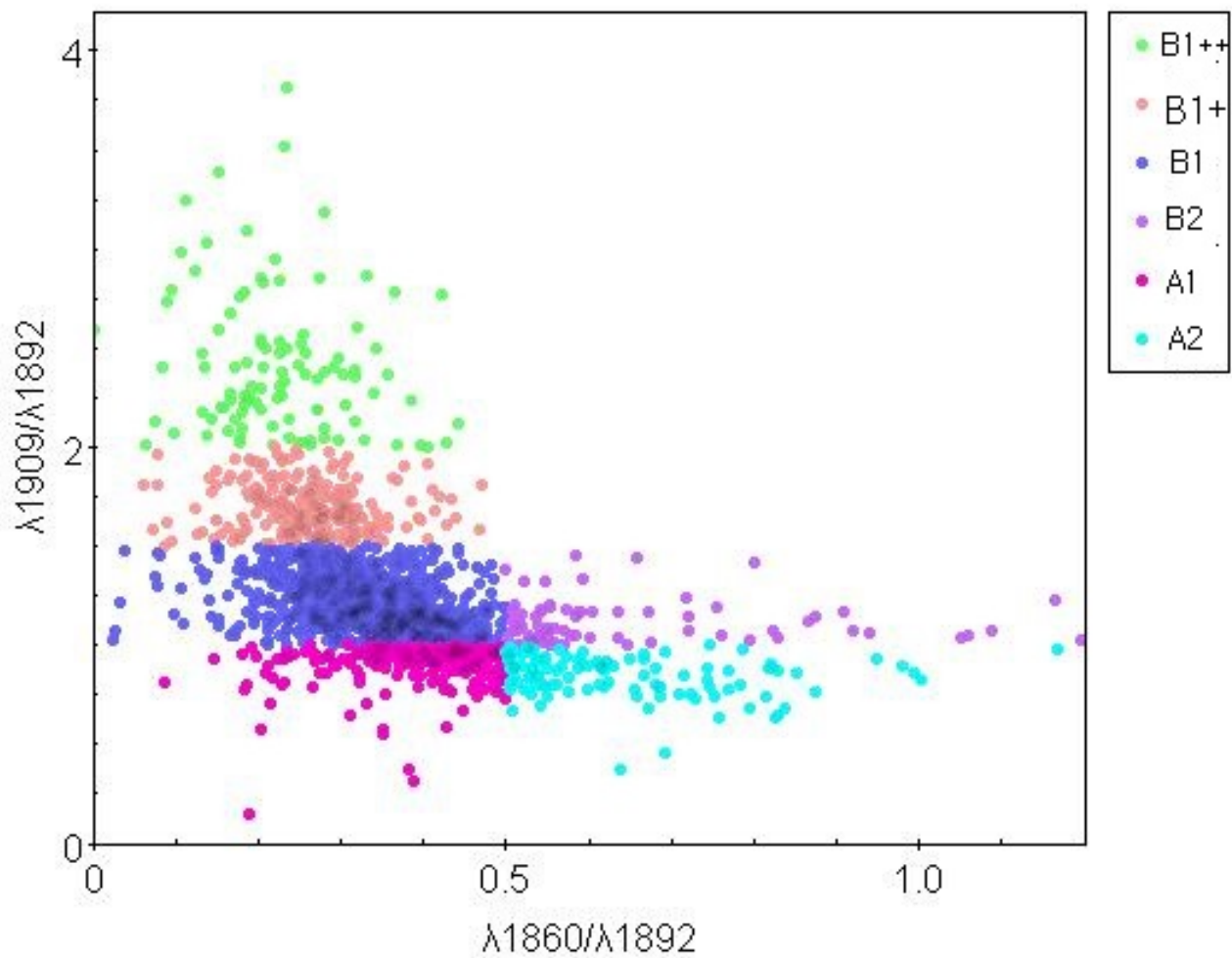


Figura 3-2: Diagrama de los cocientes $\lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1860/\lambda 1892$ utilizando los 1625 objetos.

3.3. Espectros promedio

El objetivo de esta tesis es presentar el diagrama de los cocientes y también un primer acercamiento a la secuencia en los perfiles de las líneas a lo largo de este diagrama, por lo tanto, se dividió el diagrama de cocientes en 6 bins realizando un espectro promedio para cada bin. Posteriormente se buscará hacer un ajuste detallado de cada región con la finalidad de obtener la contribución individual de cada componente en cada una de las regiones por población. (Sección 6.1)

Esta división asume que los espectros de cada bin son similares dado que comparten cocientes de líneas similares.

Una vez teniendo la selección de los espectros para cada población se utilizó el programa *median - spectra.py*² para poder realizar un espectro promedio de cada bin. Este programa utiliza como documento de entrada al que fue obtenido con las mediciones de los flujos antes mencionadas en la sección 3.1. Define a cada una de las poblaciones a partir de los valores de sus cocientes de $\lambda 1860/\lambda 1892$ y $\lambda 1909/\lambda 1892$, crea el espectro promedio con límites establecidos de las longitudes de onda y se obtiene un espectro de salida de tipo .fits que después se cambió a .txt para su manejo al momento de realizar los ajustes con la tarea *wspectex* de IRAF. Una vez teniendo los 6 espectros promedio (Figuras 3-3 y 3-4), se le editaron las orillas a cada uno y los spikes.³ con valores extremos muy altos o muy negativos. Finalmente se normalizaron con la tarea *sarith* de IRAF con 1700\AA a 1.

3.4. Regiones de interés

Como se mencionó con anterioridad, el área de interés de este trabajo es la región del espectro en el UV así que el estudio realizado fue en la zona desde 1350\AA a 2000\AA . Y para un análisis más detallado, se decidió dividir esta zona en otras tres regiones, donde cada una se caracteriza por contar con las emisiones de $\text{SiIV}\lambda 1397$, $\text{CIV}\lambda 1549$ y $\text{CIII}]\lambda 1909$ centradas en 1400 , 1500 y 1900\AA respectivamente.

²Desarrollado por los Dres. C. Alenka Negrete y Héctor Ibarra-Medel.

³Residuos de la extracción del cielo en las reducciones de los espectros.

En las figuras 3.3 y 3.4 se muestran los espectros promedios por cada una de las poblaciones obtenidos con el programa descrito en la sección 3.3, siendo cuatro espectros promedio para la población B y dos espectros promedios para la población A. También se presenta la distribución de los corrimientos al rojo de los objetos seleccionados para cada una de las poblaciones, observando tendencias distintas dependiendo de la población, por ejemplo, se observa una distribución a lo largo de $z = 1$ a $z = 4$ para la población B1, que es lo que se espera ya que es la población que cuenta con más objetos. (Figura 4-1)

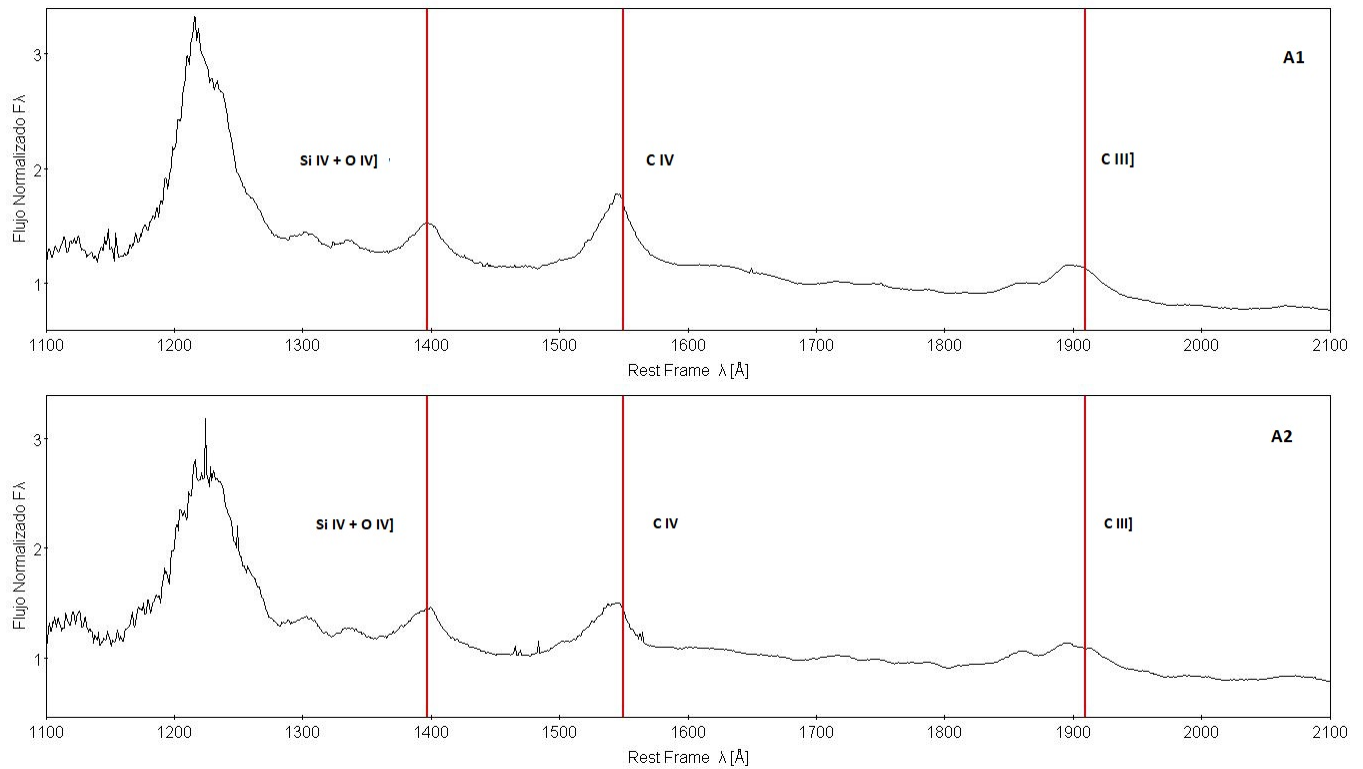


Figura 3-3: Poblaciones A. Espectros promedio de la población A1 y A2 definidas en la sección 3.2 en donde se observan las tres regiones a estudiar en este trabajo.

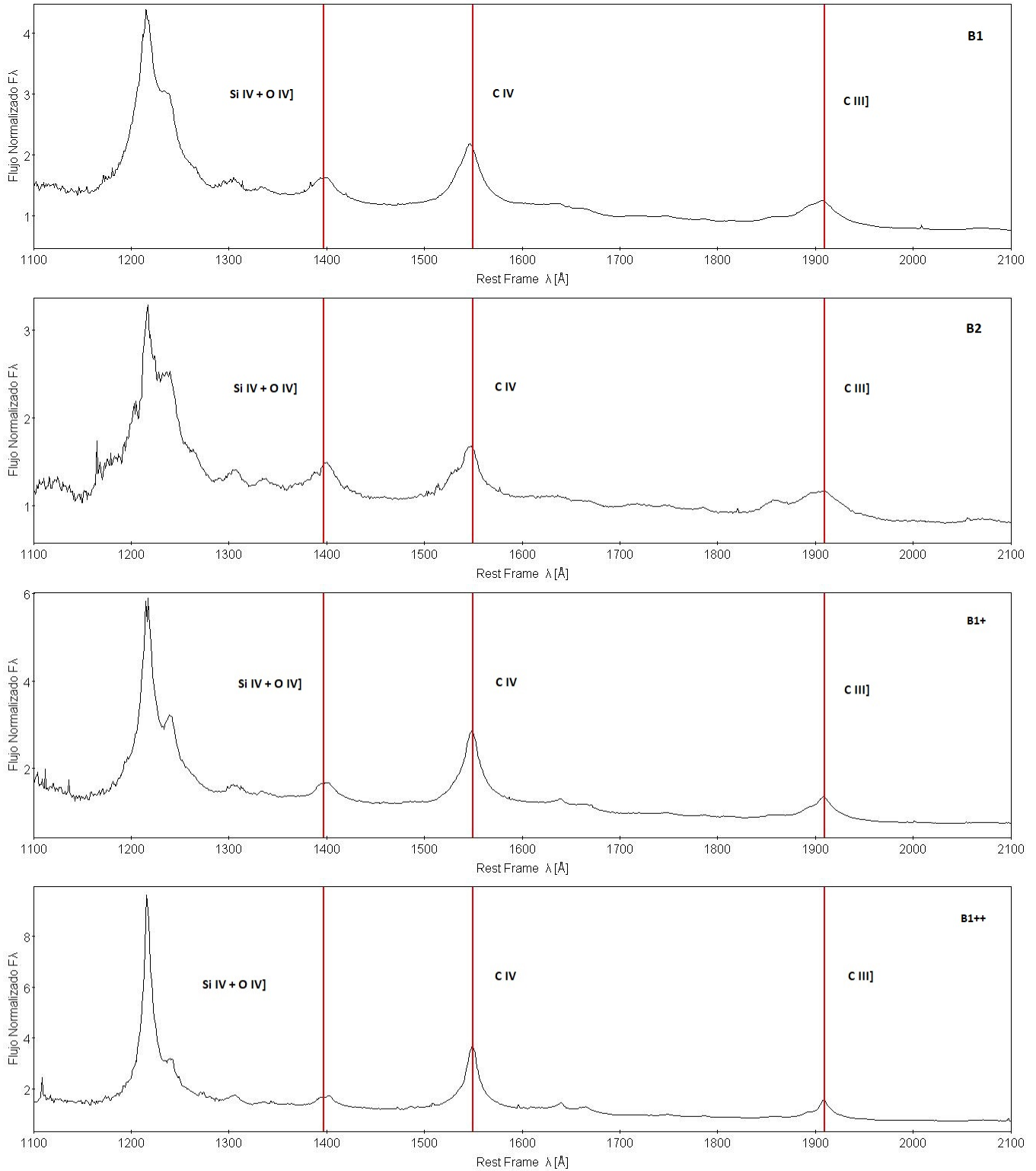


Figura 3-4: Poblaciones B. Espectros promedio de la población B1, B2, B1+ y B1++ definidas en la sección 3.2 en donde se observan las tres regiones a estudiar en este trabajo.

3.5. Estimación de parámetros físicos.

Con las mediciones hechas para cada uno de los espectros de cada bin, se realizarán los cálculos de la luminosidad del continuo, la luminosidad bolométrica, las masas de agujeros negros, los cocientes de Eddington y las tasas de acreción. Para la luminosidad, Se utiliza:

$$L_\lambda = 4\pi d_c^2 f \quad (3-1)$$

Donde d_c es la distancia de co-movimiento [Sulentic et al., 2006].

$$d_c \approx \frac{c}{H_0} [1.500(1 - e^{-\frac{z}{6.107}}) + 0.996(1 - e^{-\frac{z}{1.266}})] \quad (3-2)$$

c es la velocidad de la luz, H_0 es la constante de Hubble ($H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), z es el corrimiento al rojo final de la fuente, es decir, el corrimiento del SSDS después de la corrección y $f = \lambda f_\lambda$ que es el flujo monocromático del continuo del AGN. Teniendo el valor de L_λ se puede calcular la Luminosidad Bolométrica definida de la siguiente manera:

$$L_{Bol} = L_\lambda B.C. \quad (3-3)$$

Donde B.C. es la Corrección Bolométrica (Bolometric Corretion)⁴ y para el flujo medido a 1800Å el valor de esta corrección es de 6.31 [Marziani & Sulentic, 2014].

Para la determinación de la **masa de los agujeros negros** lo que se suele asumir, es que el sistema está virializado y las nubes individuales se mueven con sus propias órbitas keplerianas sin tener una inclinación y excentricidad parecida. En este trabajo se emplea la expresión que utiliza el FWHM como medida de la velocidad de las nubes que emiten las líneas más prominentes del *Blend de 1900Å*. Las cuales son AlIII λ 1860 y CIII] λ 1909.

$$\log M_{BH}(AlIII) \approx (0.579_{-0.029}^{+0.031}) \log L_{1700,44} + 2 \log(\xi_{AlIII} FWHM(AlIII)) + (0.490_{-0.060}^{0.110}) \quad (3-4)$$

⁴La Corrección Bolométrica es una corrección que se realiza a la magnitud absoluta de un objeto con el fin de convertir su magnitud visible en su magnitud bolométrica (en todas las longitudes de onda) [Torres, 2010]

Donde ξ es la corrección necesaria para el FWHM, para $\xi_{AIII} \approx 1$, $L_{1700,44}$ se refiere a la luminosidad a 1700 Å de los objetos normalizados y por 10^{44} ergs s^{-1} y el FWHM de $\text{AlIII}\lambda 1860$ tiene unidades de km s^{-1} [Marziani et al., 2022].

El **límite de Eddington** o también conocido como la luminosidad de Eddington se define como:

$$L_{Edd} = \frac{4\pi cGM\mu m_p}{\sigma_T} \simeq 1.3 \times 10^{38} \frac{M}{M_{\odot}} \text{erg s}^{-1} \quad (3-5)$$

Donde c es la velocidad de la luz en el vacío, G la constante de gravitación, M la masa de la fuente, μ es el peso molecular promedio, m_p es la masa del protón, σ_T es la sección transversal de Thomson y M_{\odot} la masa del Sol.

El valor de L_{Edd} define la luminosidad máxima permitida para objetos que están activos a lo largo de un periodo de tiempo debido a la acumulación de material en estado estacionario. La luminosidad puede exceder este límite por un tiempo de duración corto, por ejemplo, después de una explosión. [Netzer, 2013]. O en discos de acreción "slim" dominados por acreción [Marziani & Sulentic, 2014].

Con lo anterior, es posible la obtención del cociente de Eddington (L_{Bol}/L_{Edd}) que es un indicador de la **tasa de acreción del BH** normalizado por la masa. En este caso, la acreción del gas y/o materia implica que son atraídos por un cuerpo debido a la interacción gravitatoria y pasa a incorporarse al mismo. En el caso de la acreción de los agujeros negros este proceso implica que el material gira alrededor del objeto central y conlleva a la formación de un disco. Entonces, se define a la tasa de acreción en masas solares por año, como:

$$\dot{m} = \frac{L_{Bol}}{\eta c^2} M_{\odot} \text{year}^{-1} \quad (3-6)$$

Donde η es la eficiencia de la conversión de masa en luminosidad.

Capítulo 4

Análisis de la muestra.

En este capítulo se presenta la descomposición espectral de los espectros promedio definidos con anterioridad.

Antes de comenzar con los ajustes se cortó cada espectro promedio por ventanas de visibilidad con la tarea `scopy` de *IRAF* para poder hacer el ajuste de las líneas a partir de tres rangos, en el *Blend* a 1900Å (De 1700 a 2000Å), en *CIV*λ1549 (De 1450 a 1700Å) y por último a *Sirv*λ1397 (De 1350 a 1450Å) y se volvieron a limpiar spikes. Así los espectros quedaron limpios y listos para comenzar con los ajustes.

4.1. Corrección por z .

Lo que se hizo en este trabajo fue verificar la z de los espectros promedio, tomando mediciones del corrimiento al rojo de *MgII*λ2800, la cual es una línea de emisión que se caracteriza por su perfil simétrico y por su fuerte emisión. En algunos objetos *MgII*λ2800 suele tener un desplazamiento al azul menor a $200 - 300 \text{ km s}^{-1}$ que no afecta gravemente a las demás líneas [Marziani et al., 2013]. Se le ajustó un perfil Gaussiano al pico de esta línea y se midió su longitud de onda central utilizando la tarea `splot` en *IRAF*. El cálculo de la z corregida se realizó usando la ecuación 1-1.

Después se agregó esta corrección a la corrección del corrimiento al rojo original dada por el SSDS con la tarea `dopcor` de IRAF. Esta corrección fue dependiente de la población y se tomó del espectro promedio de cada una de ellas, para la población A1 es -0.001211 , para A2 es 0.000614 , para la B1 es -0.000771 , para B2 es 0.000743 para B1+ es -0.00095 y por último, para B1++ es 0.000821 .

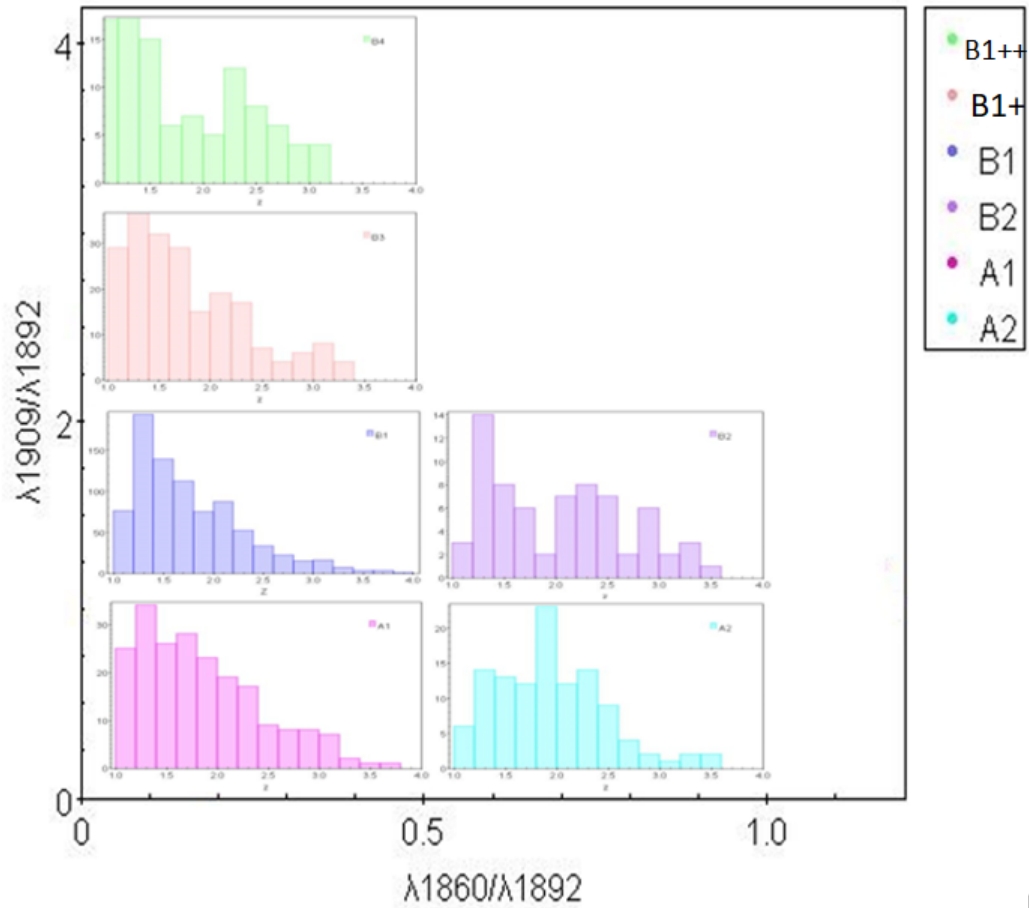


Figura 4-1: Distribución del desplazamiento al rojo (z) en cada una de las poblaciones (Eje x: corrimiento al rojo, eje y: número de objetos).

4.2. SPECFIT

Para poder realizar los ajustes en cada región de los espectros promedio, se utilizó la tarea `specfit` perteneciente a la paquetería **STSDAS** (Space Telescope Science Data Analysis

System o Sistema de Análisis de Datos Científicos del Telescopio Espacial) que así mismo, esta paquetería es una extensión del software **IRAF**.

specfit es una tarea interactiva que se utiliza para realizar ajustes de modelos de continuo (usercont), líneas de emisión (userline) y absorción (userabs) en espectros, cuenta con una variedad de funciones. (Tabla 4-1)

Tabla 4-1: Funciones de **specfit** (Kriss, 1994)

Función	Descripción
linear	Continuo lineal en F_λ .
power law	Continuo de ley de potencias en F_λ .
blackbody	Continuo de cuerpo negro en F_λ .
recomb	Continuo de recombinación ópticamente delgado.
gaussian	Perfil de línea gaussiana.
lorentz	Perfil de línea Lorentziano.
labsorp	Línea de absorción de perfil Gaussiano.
usercont	Continuo proporcionado por el usuario.
userline	Perfil de línea de emisión proporcionado por el usuario.
userabs	Perf de línea de absorción proporcionado por el usuario.

Para que se puedan realizar los ajustes con **specfit** es necesario primero contar con un archivo que contenga los parámetros de entrada que describa el modelo que se desee ajustar al espectro a estudiar ya que estos archivos son la base para que **specfit** pueda crear modelos óptimos, es decir, los que mejor se ajusten al espectro en cuestión. Este archivo es un documento de texto plano en cual la primera línea muestra el nombre del modelo a ajustar y tiene que coincidir con el nombre del archivo, después, debe indicarse el número de componentes necesarias para la creación del modelo comenzando con la *powerlaw* la cual usa una ley de potencias de la forma:

$$F_\nu \propto \nu^{-\alpha} \quad (4-1)$$

Los dos parámetros de la *powerlaw* son el flujo y la pendiente o α . Sobre la *powerlaw* se suman las

siguientes componentes como las líneas usando ya sea *Gaussiana* o *Lorentziana* si se requieren perfiles Gaussianos o Lorentzianos respectivamente. Como ya se había mencionado, se requieren de parámetros de entrada para cada perfil de línea que se desee ajustar, dichos elementos son: Flujo, longitud de onda central (λ), FWHM en km s^{-1} y el parámetro de simetría. Para cada línea se proporciona el valor del parámetro, el valor mínimo permitido, el valor máximo permitido, el tamaño del paso para la búsqueda de minimización, la tolerancia en cuanto a la convergencia del ajuste y por último, el indicador que especifica si el parámetro es libre de variar, fijo a un valor dado o si puede depender de otro parámetro. (Fig. 4-2)

```

begin B2c4
task specfit
components 10
powerlaw
gaussian
gaussian
gaussian
gaussian
gaussian
gaussian
gaussian
gaussian
powerlaw1 2 #1flux 2slope
1.39 0.1 200. 0.01 1.E-4 0
0.7 0.1 50. 0.001 1.E-4 0
gaussian2 4 #c4BC 1549.06
16. 1. 90. 0.4 1.E-4 0
1546. 1545. 1554. 0.01 1.E-4 0
5000. 1000. 8000. 1. 1.E-4 0
1 0 2 0.001 1.E-4 -1
gaussian3 4 #c4 Blue 1535.71
5. 0. 50. 0.4 1.E-4 0
1518. 1490. 1540. 0.01 1.E-4 0
9000. 6000. 12000. 1. 1.E-4 0
1 0 2 0.001 1.E-4 -1
gaussian4 4 #he2 1640.42
2.5 0.5 10. 0.01 1.E-4 0
1640. 1620. 1665. 1.05875 1.E-4 2
4300. 1000. 9000. 1. 1.E-4 2
1 0 2 0.001 1.E-4 -1

```

Figura 4-2: Archivo con los parámetros de entrada para realizar el ajuste de la región a 1550\AA específicamente para la línea CIV característica de esta región, de la población B2. La primer línea se trata del nombre del ajuste que se está realizando, en este caso, de la población B2 en la región de $\text{CIV}\lambda 1549$. Precedido de la tarea que se está usando, del número de componentes en el ajuste, los tipos de perfil para cada componente y por último, las variables iniciales para cada una de éstas.

A continuación, se realizaron los ajustes multi-componentes, como ya se mencionó `specfit` es una tarea interactiva y los parámetros iniciales otorgados en los archivos de entrada (Fig. 4-2)

son sólo una idea de lo que puede ser el ajuste pero los modelos pueden ser mejorados mediante un ajuste de minimización que brinda `specfit`, el cual se basa en la minimización de χ^2 .

A continuación, se describen los tipos de minimización con los que cuenta esta tarea.

- Numrecipe. Se basa en el algoritmo tipo marquardt de Numerical Recipes que suele ser el método más rápido y efectivo. (Press et al., 2007) Este método utiliza valores lejos del mínimo y cambia continuamente el valor precedente a medida que se acerca al mínimo.
- Simplex. Utiliza un simplex móvil en el área de trabajo para rodear el punto óptimo y luego reducir el simplex hasta que sus dimensiones alcancen una tolerancia de error adecuada.
- Marquardt. Es una combinación del método de descenso gradiente y el de Gauss-Newton. Este método utiliza un parámetro para decidir el tamaño del paso, le cual toma valores grandes en las primeras iteraciones que comienzan a hacerse pequeños posteriormente.
- Gridfit. Este método toma uno o dos parámetros para posteriormente asignarles un valor límite inferior especificado por el usuario hasta que se alcance un límite superior.
- Alternate. Llama de manera alterna a los métodos Numrecipe y Simplex.

El producto final de cada ajuste, son dos archivos. El primero es un archivo de registro que guarda el valor del mejor ajuste para los parámetros de cada perfil y su error asociado por el programa, el segundo archivo es de tipo ASCII el cual contiene la información para graficar el espectro del objeto con el modelo generado y sus componentes.

4.3. Análisis multicomponente.

Debido a que las regiones de interés de este trabajo cubren un rango del UV que contiene una mezcla de líneas de ionización, por ejemplo, componentes anchas, delgadas y corridas al azul es necesario realizar el ajuste y análisis de cada una de las regiones por separado. Cada región es analizada acorde a [Negrete et al., 2012]. Y las regiones a utilizar se explican a continuación.

En general, los ajustes de las poblaciones B se realizaron con componentes gaussianas ya que estos perfiles se caracterizan por tener líneas anchas, mientras que para las poblaciones A los perfiles se ajustan mejor a componentes Lorentzianas [Sulentic et al., 2000].

Las poblaciones A también se caracterizan por tener perfiles simétricos y por tener componentes asimétricas corridas al azul.

Los perfiles simétricos están asociados a emisiones de alta ionización del sistema de nubes virializadas que se encuentran en la vecindad del agujero supermasivo central. Mientras que las componentes corridas al azul (BLUE) están asociadas a altas velocidades de los vientos. [Leighly & Moore, 2004; Marziani et al., 2010].

4.3.1. Región a 1900Å.

Para las **poblaciones B**, para el *Blend* a 1900Å (De 1700 a 2000Å) se modelaron las siguientes líneas utilizando perfiles Gaussianos y con un parámetro de simetría igual a 1 (es decir, simétricos) para todos los casos:

- Primero, se ajustó un continuo local con una ley de potencias utilizando ventanas libres en los límites de las regiones que se analizaron, lo cual sirve como base para el ajuste de las demás líneas.
- Esta región se caracteriza por tener a lo largo de ella una emisión de FeIII así que se modeló utilizando la plantilla de [Vestergaard & Wilkes, 2001] más la línea adicional de FeIII [Negrete et al., 2012]. Esta plantilla fue introducida a `specfit` usando `usercont`, considerando la misma plantilla pero con diferentes anchos de línea (proporcionados por

la Dra. Alenka Negrete).

- La componente principal de esta región es la emisión de $\text{CIII}\lambda 1909$, para las tres componentes, la componente ancha (Broad Component o BC), la componente delgada (Narrow Component o NC) y la componente muy ancha (Very Broad Component o VBC) el FWHM quedó libre. Los rangos típicos del FWHM son, para la VBC $\geq 6000 \text{ km s}^{-1}$ y para la NC $\leq 2000 \text{ km s}^{-1}$ [Sulentic et al., 2007].

Solamente para el espectro de la población A2 se consideró una componente azul de $\text{AlIII}\lambda 1860$ como en los espectros de acreción extrema (igual o superior a la de Eddington) de [Garnica et al., 2022].

- El doblete de $\text{AlIII}\lambda 1860$ y $\text{SiIII}\lambda 1892$, por ser líneas que se emiten en regiones muy cercanas entre sí, se fijó el mismo FWHM para las tres.
- También se ajustaron las líneas de $\text{SiII}\lambda 1816$, $\text{FeII}UV191(\lambda 1789)$, $\text{NIII}\lambda 1750$ y $\text{NIV}\lambda 1486$ esta última sólo para la población B1. Con FWHM independiente en la mayoría de los casos.

Para las **poblaciones A** en este mismo *Blend* a 1900\AA (De 1700 a 2000\AA) se modelaron líneas de emisión similares a las utilizadas en la **poblaciones B** solo que para las poblaciones A se utilizaron perfiles Lorentzianos y como un parámetro de simetría igual a 2 (es decir, simétricos) para todos los casos. Y para la emisión principal de esta región, el $\text{CIII}\lambda 1909$, sólo se ajustó la componente ancha.

En la figura 4.3 se observan los ajustes realizados en cada una de las poblaciones y en la tabla 4.2 se encuentran los datos de los ajustes para las poblaciones B y en la tabla 4.3 los de las poblaciones A.

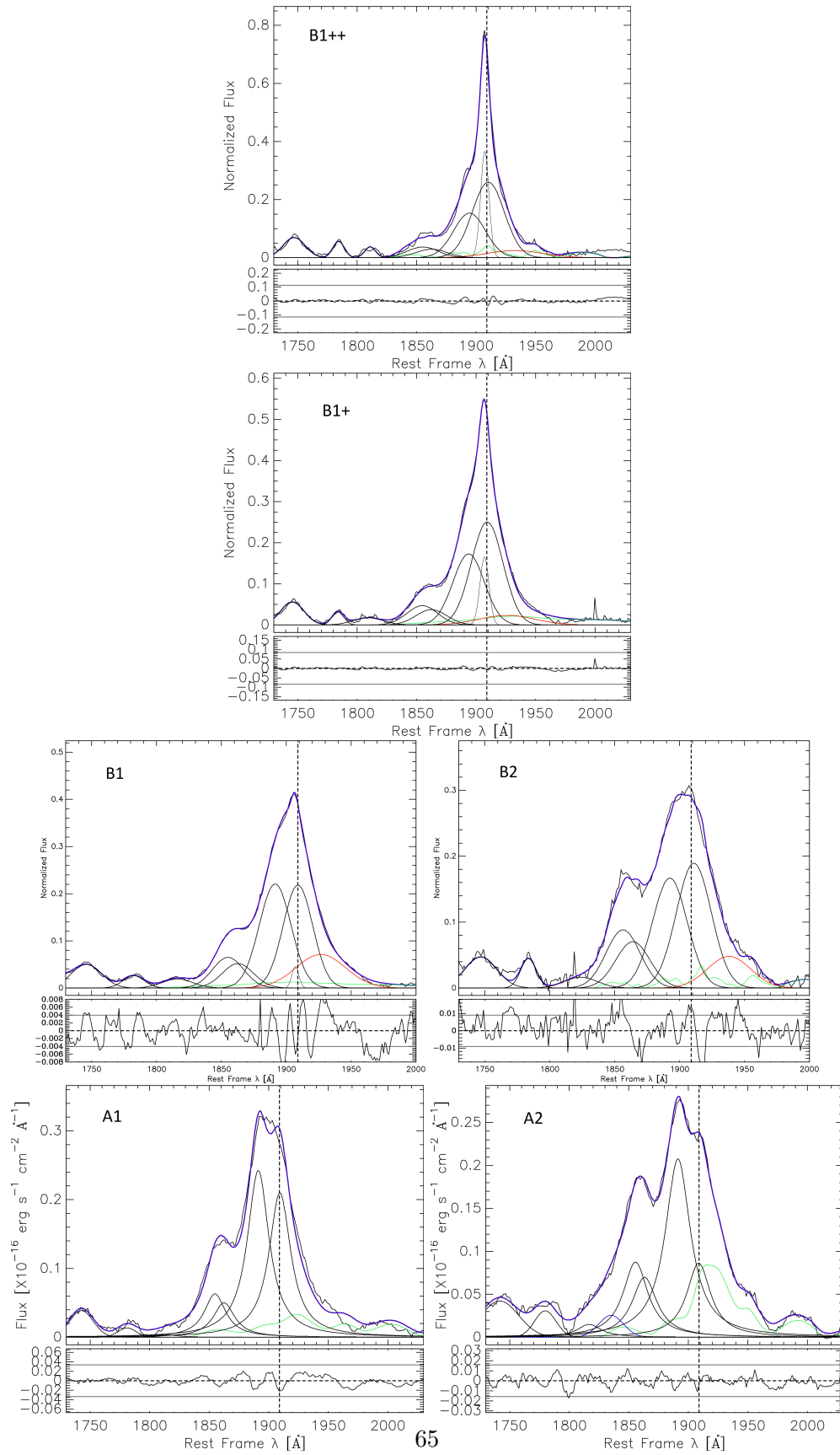


Figura 4-3: Ajustes para el *Blend* de 1900Å.

4.3.2. Región a 1550Å.

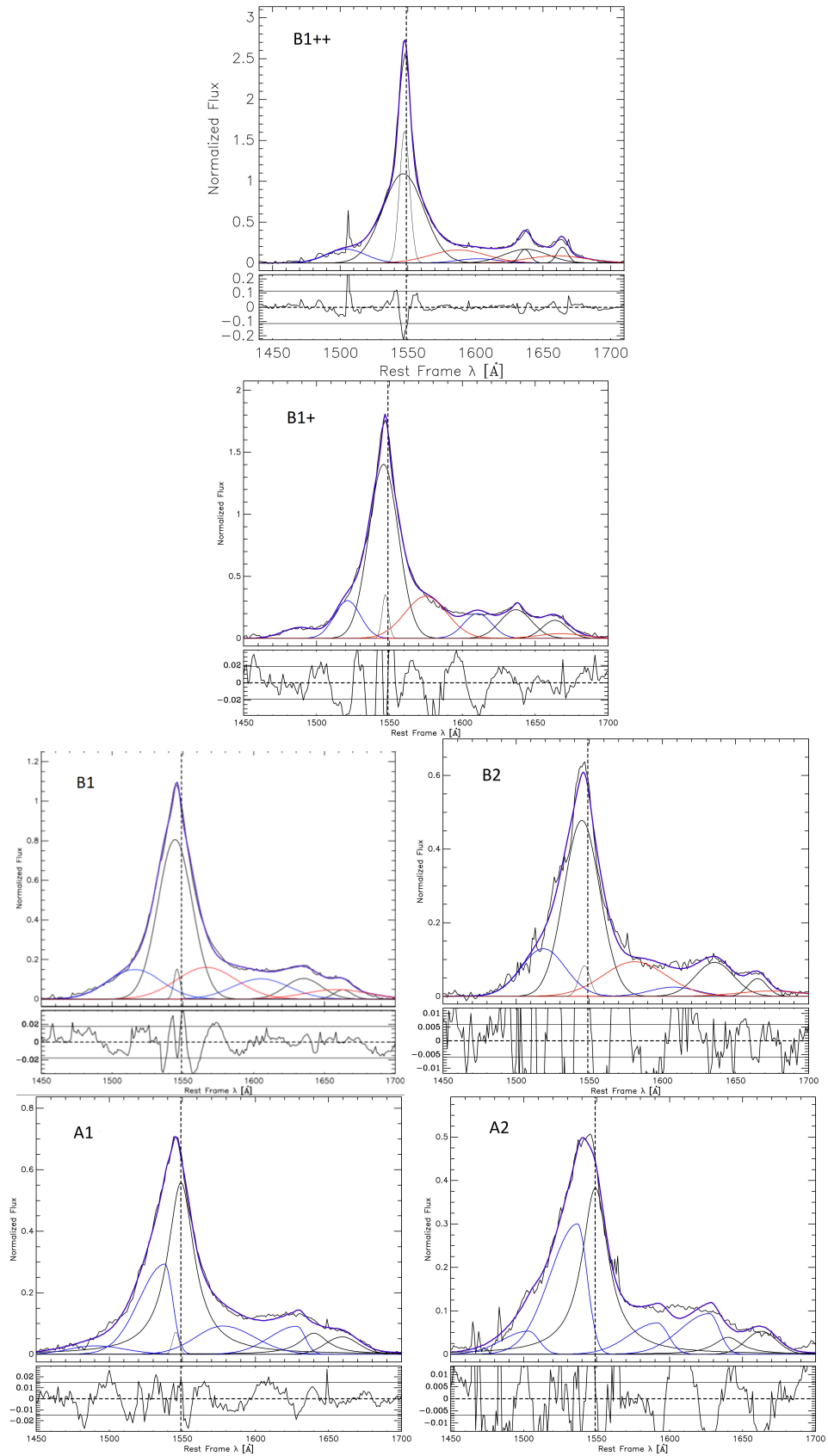
Para las **poblaciones B**, para el *Blend* a 1550Å (De 1450 a 1700Å) se modelaron las siguientes líneas utilizando perfiles Gaussianos y con un parámetro de simetría igual a 1 (es decir, simétricos) para todos los casos:

- Primero, se ajustó un continuo local con una ley de potencias utilizando ventanas libres en los límites de las regiones que se analizaron, lo cual sirve como base para el ajuste de las demás líneas.
- La emisión principal de esta región es la emisión de $\text{CIV}\lambda 1549$, para sus cuatro componentes, la componente ancha (Broad Component o BC), la componente muy ancha (Very Broad Component o VBC) y la componente corrida al azul (Blue) el FWHM quedó libre y para la componente delgada (Narrow Component o NC) su FWHM quedó fijo para obtener un mejor ajuste en conjunto de las demás componentes de esta línea. Las componentes azules fueron ajustadas con un perfil Gaussiano asimétrico siguiendo a [Garnica et al., 2022].
- La línea de emisión HeII junto con sus 4 componentes la BC, VBC, NC y Blue (la componente delgada en todas la poblaciones a excepción de la B1). En este caso, el FWHM de la componente Blue quedó ligado al de la componente Blue del $\text{CIV}\lambda 1549$ y así mismo, el FWHM de la componente muy ancha también quedó ligada al de la componente VBC del $\text{CIV}\lambda 1549$, mientras que este parámetro en las demás componentes quedó libre.
- También se ajustó la línea de $[\text{OIII}]$ con un límite en el FWHM de 2000 km s^{-1} .
- Y por último, se ajustó la línea de $\text{NIV}\lambda 1486$ únicamente para las poblaciones B1+ y B1++, con un FWHM independiente.

Para las **poblaciones A** en este mismo *Blend* a 1550Å (De 1450 a 1700Å) se modelaron las siguientes líneas similares a las de la **población B** pero utilizando perfiles Gaussianos o Lorentzianos dependiendo de la línea de emisión y con un parámetro de simetría también dependiente de la emisión.

- Primero, se ajustó un continuo local como en la **población B**.
- La emisión principal de esta región es la emisión de $\text{CIV}\lambda 1549$ que a su vez está compuesta de una componente delgada (NC), de la componente ancha (BC) y de dos componentes corridas al azul (BLUE). La componente ancha se modeló con un perfil Lorentziano y asimétrico con un FWHM independiente, a la componente delgada se le ajustó un perfil Gaussiano y simétrico con un FWHM dependiente del de la BC. Y por último, las dos componentes corridas al azul se modelaron con perfiles Gaussianos y asimétricos con un FWHM independiente.
- La línea de emisión HeII se modeló con un perfil Lorentziano simétrico y con su FWHM dependiente a la BC de $\text{CIV}\lambda 1549$, mientras que sus componentes corridas al azul se les ajustaron curvas gaussianas asimétricas con un FWHM dependiente de los FWHM de las dos componentes BLUE de $\text{CIV}\lambda 1549$ respectivamente.
- También se ajustó la línea de $[\text{OIII}]$. Se le ajustó un perfil Gaussiano simétrico con un FWHM libre, con un límite de 2000 km s^{-1} .

En la figura 4.4 se observan los ajustes realizados en cada una de las poblaciones y en la tabla 4.4 se encuentran los datos de los ajustes para las poblaciones B y en la tabla 4.5 los de las poblaciones A.



68
 Figura 4-4: Ajustes para la región de CIV λ 1549.

4.3.3. Región a 1400Å.

Para las **poblaciones A y B**, en la región de 1400Å (De 1350 a 1450Å) la línea de emisión característica es la del SiIV λ 1397, la cual es una línea de alta ionización al igual que CIV λ 1549 por lo que se ajustó de manera similar a ésta.

Está compuesta para las **Poblaciones B** por la componente de SiIV λ 1397, la BC, VBC y la corrida al azul (Blue). En este caso se ajustaron perfiles Gaussianos simétricos a excepción de la componente Blue que fue asimétrica. Para las **Poblaciones A** se tiene la componente de SiIV λ 1397, su componente BC y la corrida al azul, para las dos primeras se ajustaron perfiles Lorentzianos simétricos y para la última se modeló con una curva gaussiana asimétrica. Los FWHM quedaron independientes a excepción del principal SiIV λ 1397 que quedó enlazado al de la BC. Para las Poblaciones B se ajustaron curvas gaussianas simétricas para todas las líneas de emisión excepto la componente Blue que se hizo asimétrica y como en las poblaciones A, los FWHM quedaron independientes a excepción del principal SiIV λ 1397 que quedó enlazado al de la BC.

En la figura 4.5 se observan los ajustes realizados en cada una de las poblaciones y en la tabla 4.6 se encuentran los datos de los ajustes para las poblaciones B y en la tabla 4.7 los de las poblaciones A. En las tablas mencionadas se pueden encontrar algunos errores del FWHM con valor cero y esto es porque esas líneas ajustadas están asociadas a otras componentes o fueron fijadas para obtener un ajuste acorde a lo observado en trabajos previos (Por ejemplo [Marziani & Sulentic, 2014]).

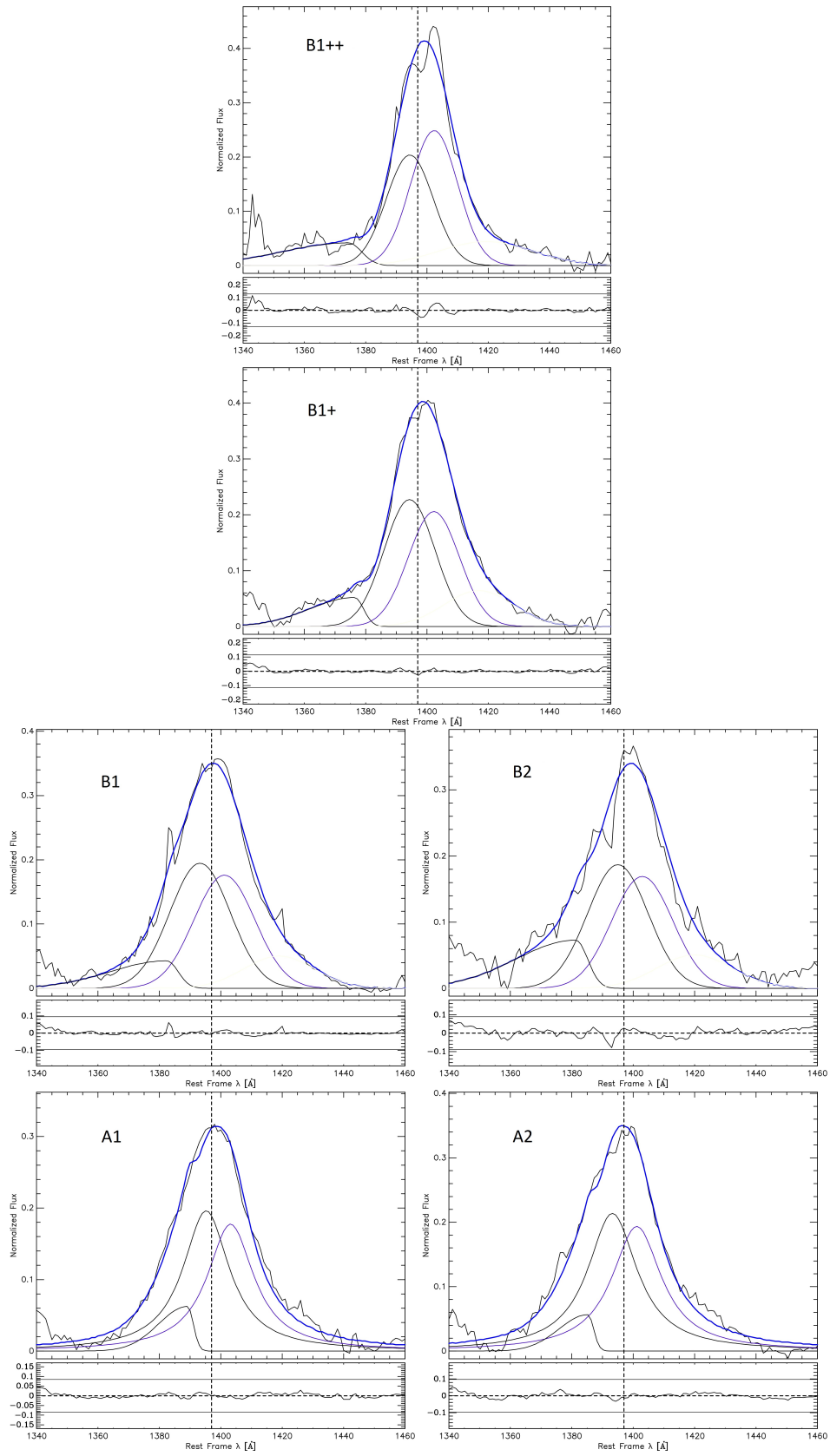


Figura 4-5: Ajustes para la línea Si IV $\lambda 1397$.

Tabla 4-2: Mediciones en la región del *BLEND* de 1900Å para las poblaciones B.

Línea de emisión (1)	Flujo (2)	λ central (3)	FWHM (4)	EW (5)
Población B1++				
CIII] λ 1909 BC	8.78 ± 0.51	1910.2 ± 0.8	4970 ± 210	10.64 ± 2.59
CIII] λ 1909 NC	3.22 ± 0.10	1907.3 ± 0.7	1290 ± 0.0	3.90 ± 1.24
CIII] λ 1909 VBC	1.43 ± 0.40	1932.6 ± 5.5	8500 ± 0.0	1.76 ± 0.31
SiIII] λ 1892	5.14 ± 0.64	1894.5 ± 0.6	4970 ± 0.0	6.15 ± 1.35
AlIII] λ 1860	2.17 ± 0.06	1858.9 ± 0.9	4970 ± 0.0	2.33 ± 0.13
SiII] λ 1816	0.42 ± 0.07	1810.9 ± 1.2	1760 ± 0.0	0.47 ± 0.03
FeII	0.68 ± 0.07	1784.4 ± 1.2	1900 ± 0.0	0.74 ± 0.05
NIII] λ 1750	1.60 ± 0.10	1746.9 ± 0.7	3700 ± 0.0	1.69 ± 0.09
Población B1+				
CIII] λ 1909 BC	8.34 ± 0.88	1909.3 ± 1.4	4910 ± 150	10.1 ± 2.34
CIII] λ 1909 NC	1.58 ± 0.06	1906.9 ± 0.5	1410 ± 0.0	1.90 ± 0.53
CIII] λ 1909 VBC	1.36 ± 0.24	1925.9 ± 1.7	8500 ± 0.0	1.67 ± 0.31
SiIII] λ 1892	0.55 ± 0.05	1809.2 ± 1.5	4910 ± 0.0	6.82 ± 1.47
AlIII] λ 1860	2.72 ± 0.04	1858.6 ± 0.5	4910 ± 0.0	2.92 ± 0.17
SiII] λ 1816	0.55 ± 0.05	1809.2 ± 1.5	4910 ± 0.0	0.61 ± 0.04
FeII	0.39 ± 0.04	1783.8 ± 1.5	1970 ± 0.0	0.43 ± 0.02
NIII] λ 1750	1.38 ± 0.06	1745.5 ± 0.5	3990 ± 0.0	1.45 ± 0.07
Población B1				
CIII] λ 1909 BC	6.24 ± 0.25	1909.0 ± 0.0	4220 ± 80	7.47 ± 1.64
CIII] λ 1909 NC	0.53 ± 0.02	1906.9 ± 0.2	3210 ± 0.0	0.37 ± 0.09
CIII] λ 1909 VBC	1.47 ± 0.08	1926.6 ± 0.7	4730 ± 0.0	4.13 ± 0.72
SiIII] λ 1892	0.31 ± 0.02	1873.5 ± 0.5	1000 ± 0.0	7.99 ± 1.63
AlIII] λ 1860	10.17 ± 0.17	1862.7 ± 0.0	4560 ± 0.0	3.76 ± 0.24
SiII] λ 1816	1.95 ± 0.02	1816.2 ± 0.9	4560 ± 0.0	0.63 ± 0.04
FeII	1.56 ± 0.00	1782.4 ± 0.7	4560 ± 0.0	0.58 ± 0.03
NIII] λ 1750	0.56 ± 0.02	1745.9 ± 0.5	4560 ± 0.0	1.56 ± 0.08
Población B2				
CIII] λ 1909BC	6.39 ± 0.37	1911.0 ± 0.0	4970 ± 0.0	7.48 ± 1.37
CIII] λ 1909 NC	0.0037 ± 0.01	1906.5 ± 2.2	2370 ± 580	0.00 ± 0.00
CIII] λ 1909 VBC	1.98 ± 0.40	1938.0 ± 2.7	4970 ± 0.0	2.36 ± 0.32
SiIII] λ 1892	5.57 ± 0.02	1892.5 ± 0.4	970 ± 580	6.45 ± 1.14
AlIII] λ 1860	5.20 ± 0.01	1860.0 ± 0.4	4970 ± 580	5.52 ± 0.36
SiII] λ 1816	0.52 ± 0.05	1823.9 ± 2.9	4970 ± 580	0.58 ± 0.04
FeII	0.67 ± 0.05	1783.6 ± 0.6	4970 ± 580	0.72 ± 0.04
NIII] λ 1750	1.46 ± 0.05	1746.9 ± 0.8	4970 ± 580	1.54 ± 0.07

Tabla 4-3: Mediciones en la región del *BLEND* de 1900Å para las poblaciones A.

Línea de emisión (1)	Flujo (2)	λ central (3)	FWHM(4)	EW (5)
Población A1				
C ^{III}] λ 1909BC	7.29 ± 1.21	1909.4 ± 1.0	3460 ± 320	8.48 ± 1.52
Si ^{III}] λ 1892	8.44 ± 1.10	1891.2 ± 0.9	3510 ± 200	9.70 ± 1.71
Al ^{III} λ 1860	3.88 ± 0.07	1858.6 ± 0.6	3510 ± 200	4.05 ± 0.25
Si ^{II} λ 1816	0.10 ± 0.00	1817.4 ± 0.0	3510 ± 200	0.11 ± 0.01
Fe ^{II}	0.26 ± 0.06	1780.9 ± 0.0	2990 ± 200	0.28 ± 0.01
N ^{III}] λ 1750	0.97 ± 0.04	1742.7 ± 0.9	4020 ± 200	1.01 ± 0.04
Población A2				
C ^{III}] λ 1909BC	3.29 ± 0.68	1908.7 ± 0.0	3810 ± 300	3.80 ± 0.63
Si ^{III}] λ 1892	8.39 ± 0.27	1891.3 ± 0.3	4070 ± 70	9.56 ± 1.58
Al ^{III} λ 1860	6.24 ± 0.01	1859.4 ± 0.04	4070 ± 70	6.50 ± 0.44
Al ^{III} λ 1860Blue	0.67 ± 0.16	1835.2 ± 1.3	4020 ± 620	0.75 ± 0.08
Si ^{II} λ 1816	0.58 ± 0.15	1816.8 ± 0.0	4070 ± 70	0.64 ± 0.05
Fe ^{II}	0.70 ± 0.14	1779.8 ± 0.0	3590 ± 70	0.76 ± 0.05
N ^{III}] λ 1750	1.68 ± 0.34	1741.6 ± 1.5	6430 ± 70	1.79 ± 0.09
Fe ^{III}	2.07 ± 0.34	1923.8 ± 1.5	5060 ± 70	2.48 ± 0.39

Tabla 4-4: Mediciones en la región del *BLEND* de 1550Å para las poblaciones B.

Línea de emisión (1)	Flujo (2)	λ central (3)	FWHM (4)	EW (5)
Población B1++				
CIV λ 1549 _{BC}	41.63 \pm 1.23	1546.6 \pm 0.3	6930 \pm 510	37.06 \pm 8.83
CIV λ 1549 _{Blue}	6.20 \pm 0.66	1504.2 \pm 2.3	6820 \pm 220	5.32 \pm 0.05
CIV λ 1549 _{VBC}	8.27 \pm 2.24	1587.5 \pm 7.1	9200 \pm 220	7.62 \pm 0.68
CIV λ 1549 _{NC}	15.09 \pm 1.45	1547.7 \pm 7.1	1700 \pm 220	13.44 \pm 5.05
HeII λ 1640	6.80 \pm 1.81	1637.4 \pm 8.8	6930 \pm 220	6.52 \pm 0.54
HeII λ 1640 _{Blue}	2.01 \pm 1.81	1602.0 \pm 8.8	6820 \pm 220	1.87 \pm 0.10
HeII λ 1640 _{NC}	1.67 \pm 2.40	1636.6 \pm 4.9	1700 \pm 220	1.60 \pm 0.18
HeIVBC	4.80 \pm 2.40	1660.2 \pm 4.9	9200 \pm 220	4.69 \pm 0.32
[OIII]	1.96 \pm 0.22	1664.4 \pm 0.9	1700 \pm 000	1.92 \pm 0.18
Población B1+				
CIV λ 1549 _{BC}	35.6 \pm 1.17	1546 \pm 0.0	4620 \pm 140	32.21 \pm 8.33
CIV λ 1549 _{Blue}	6.79 \pm 0.65	1521.2 \pm 0.7	4130 \pm 200	6.01 \pm 0.48
CIV λ 1549 _{VBC}	12.22 \pm 0.97	1575.0 \pm 1.1	6440 \pm 200	11.34 \pm 1.36
CIV λ 1549 _{NC}	1.95 \pm 0.16	1547.2 \pm 0.2	1000 \pm 200	1.76 \pm 0.60
HeII λ 1640	6.19 \pm 0.37	1636.8 \pm 0.0	4620 \pm 200	6.07 \pm 0.51
HeII λ 1640 _{Blue}	4.74 \pm 0.35	1610.5 \pm 0.0	4130 \pm 200	4.54 \pm 0.29
HeIVBC	1.44 \pm 1.00	1667.5 \pm 0.0	6440 \pm 200	1.43 \pm 0.09
[OIII]	3.13 \pm 0.72	1663.4 \pm 0.4	3640 \pm 200	3.14 \pm 0.22
NIV] λ 1486	2.62 \pm 0.36	1488.8 \pm 1.5	5580 \pm 530	
Población B1				
CIV λ 1549 _{BC}	24.41 \pm 0.72	1544.5 \pm 0.1	5520 \pm 50	22.16 \pm 4.08
CIV λ 1549 _{Blue}	7.00 \pm 0.45	1516.0 \pm 1.3	8770 \pm 480	6.27 \pm 0.35
CIV λ 1549 _{VBC}	8.51 \pm 0.37	1566.6 \pm 2.2	9540 \pm 480	7.86 \pm 0.86
CIV λ 1549 _{NC}	0.84 \pm 0.05	1545.8 \pm 0.2	1000 \pm 480	0.76 \pm 0.19
HeII λ 1640	3.34 \pm 0.47	1635.2 \pm 0.0	5520 \pm 480	3.24 \pm 0.17
HeII λ 1640 _{Blue}	5.13 \pm 0.30	1605.1 \pm 0.0	8770 \pm 480	4.88 \pm 0.23
HeIVBC	2.71 \pm 0.65	1658.7 \pm 0.0	9540 \pm 480	2.59 \pm 0.10
[OIII]	0.75 \pm 0.17	1662.9 \pm 0.6	2690 \pm 480	0.74 \pm 0.03
Población B2				
CIV λ 1549 _{BC}	14.64 \pm 1.02	1544.9 \pm 0.4	5580 \pm 340	14.07 \pm 1.95
CIV λ 1549 _{Blue}	4.91 \pm 0.16	1518.5 \pm 1.1	7030 \pm 160	4.66 \pm 0.29
CIV λ 1549 _{VBC}	5.09 \pm 1.08	1581.1 \pm 2.2	9640 \pm 160	4.97 \pm 0.29
CIV λ 1549 _{NC}	0.79 \pm 0.03	1546.7 \pm 0.4	1730 \pm 160	0.76 \pm 0.14
HeII λ 1640	2.99 \pm 0.16	1635.7 \pm 0.0	5580 \pm 160	2.99 \pm 0.12
HeII λ 1640 _{Blue}	1.00 \pm 0.00	1607.7 \pm 0.0	7030 \pm 160	0.99 \pm 0.04
HeIVBC	0.81 \pm 0.95	1673.9 \pm 0.0	9640 \pm 160	0.72 \pm 0.02
[OIII]	0.79 \pm 0.14	1665.1 \pm 1.0	2800 \pm 160	0.81 \pm 0.03

Tabla 4-5: Mediciones en la región del *BLEND* de 1550Å para las poblaciones A.

Línea de emisión (1)	Flujo (2)	λ central (3)	FWHM (4)	EW (5)
Población A1				
CIV λ 1549 _{BC}	19.07 ± 0.89	1549.1 ± 0.0	4210 ± 120	16.89 ± 2.07
CIV λ 1549 _{NC}	0.40 ± 0.00	1545.5 ± 0.0	1000 ± 000	0.37 ± 0.07
CIV λ 1549Blue1	8.44 ± 0.24	1538.1 ± 0.2	8120 ± 110	7.82 ± 0.87
CIV λ 1549Blue2	1.31 ± 0.14	1490.1 ± 2.2	8300 ± 360	1.18 ± 0.01
HeII λ 1640	2.49 ± 0.30	1640.1 ± 0.0	4210 ± 000	2.26 ± 0.09
HeII λ 1640Blue1	2.78 ± 0.19	1628.5 ± 0.0	8120 ± 000	2.71 ± 0.12
HeII λ 1640Blue2	4.64 ± 0.49	1577.7 ± 0.0	8300 ± 000	4.43 ± 0.29
[OIII]	1.60 ± 0.19	1659.2 ± 1.3	4810 ± 400	1.60 ± 0.05
Población A2				
CIV λ 1549 _{BC}	13.09 ± 0.43	1549.1 ± 0.0	4210 ± 70	12.36 ± 1.57
CIV λ 1549 _{NC}	9.99 ± 0.00	1545.5 ± 0.0	1000 ± 000	0.00 ± 0.00
CIV λ 1549Blue1	9.59 ± 0.35	1537.0 ± 0.5	8740 ± 170	9.55 ± 1.28
CIV λ 1549Blue2	1.70 ± 0.32	1503.3 ± 1.6	8570 ± 380	1.68 ± 0.07
HeII λ 1640	1.41 ± 0.49	1640.1 ± 0.0	4210 ± 000	1.32 ± 0.07
HeII λ 1640Blue1	3.16 ± 0.15	1627.3 ± 0.0	8740 ± 000	3.21 ± 0.19
HeII λ 1640Blue2	2.47 ± 0.42	1591.6 ± 0.0	8570 ± 000	2.46 ± 0.16
[OIII]	1.41 ± 0.34	1662.9 ± 2.4	4500 ± 820	1.44 ± 0.06

Tabla 4-6: Mediciones en la región del *BLEND* de 1400Å para las poblaciones B.

Línea de emisión (1)	Flujo (2)	λ central (3)	FWHM (4)	EW (5)
Población B1++				
Siv λ 1397	3.91 ± 1.05	1394.4 ± 1.1	3870 ± 250	2.98 ± -0.11
Siv λ 1397BC	4.79 ± 1.01	1402.3 ± 0.0	3870 ± 000	3.70 ± -0.09
Siv λ 1397Blue	1.37 ± 1.58	1374.4 ± 3.4	11170 ± 5000	1.00 ± -0.15
Siv λ 1397VBC	1.69 ± 1.19	1419.2 ± 6.8	7610 ± 3290	1.34 ± -0.10
Población B1+				
Siv λ 1397	4.72 ± 2.35	1394.3 ± 2.9	4190 ± 840	3.66 ± -0.09
Siv λ 1397BC	4.29 ± 0.00	1402.3 ± 0.0	4190 ± 000	3.36 ± -0.06
Siv λ 1397Blue	1.15 ± 0.1	1376.4 ± 1.3	7540 ± 500	0.87 ± -0.11
Siv λ 1397VBC	1.83 ± 4.45	1416.9 ± 27.3	5670 ± 610	1.46 ± -0.09
Población B1				
Siv λ 1397	4.82 ± 0.06	1393.2 ± 0.1	5000 ± 0	3.76 ± -0.12
Siv λ 1397BC	4.38 ± 0.00	1401.2 ± 0.0	5000 ± 0	3.46 ± -0.09
Siv λ 1397Blue	1.19 ± 0.12	1382.4 ± 0.7	9380 ± 1040	0.90 ± -0.10
Siv λ 1397VBC	1.45 ± 0.15	1418.9 ± 1.3	5710 ± 550	1.17 ± -0.08
Población B2				
Siv λ 1397	4.63 ± 0.08	1395.0 ± 0.5	5000 ± 000	4.10 ± 0.16
Siv λ 1397BC	4.21 ± 0.00	1402.9 ± 0.0	5000 ± 000	3.76 ± 0.16
Siv λ 1397Blue	2.14 ± 0.21	1381.3 ± 1.7	9970 ± 910	1.84 ± -0.07
Siv λ 1397VBC	1.55 ± 0.07	1419.9 ± 1.8	6110 ± 760	1.41 ± 0.01

Tabla 4-7: Mediciones en la región del *BLEND* de 1400Å para las poblaciones A.

Línea de emisión (1)	Flujo (2)	λ central (3)	FWHM (4)	EW (5)
Población A1				
Siv λ 1397	5.64 ± 0.30	1395.2 ± 0.6	3930 ± 120	4.53 ± -0.08
Siv λ 1397BC	5.13 ± 0.00	1403.2 ± 0.0	3930 ± 000	4.16 ± -0.07
Siv λ 1397Blue	0.89 ± 0.32	1389.2 ± 1.7	4800 ± 530	0.72 ± -0.03
Población A2				
Siv λ 1397	6.55 ± 0.09	1393.2 ± 0.2	4200 ± 000	5.67 ± 0.18
Siv λ 1397BC	5.96 ± 0.00	1401.2 ± 0.0	4200 ± 000	5.22 ± 0.18
Siv λ 1397Blue	0.80 ± 0.00	1385.2 ± 0.6	4800 ± 380	0.70 ± 0.00

Capítulo 5

Resultados y Discusión.

Este trabajo se enfocó en el estudio de una muestra con 1566 AGN, clasificándolos en poblaciones a partir de ciertas características con el fin de poder encontrar una correlación entre dichas características y la evolución de los AGN.

A continuación se presentan los resultados más importantes encontrados a partir de las mediciones y características cualitativas encontradas en la muestra elegida.

5.1. Distribución de la Luminosidad Bolométrica.

La luminosidad bolométrica fue calculada para todos los objetos (Fig. 5-1 (a)) y también para cada una de las poblaciones (Fig. 5-1 (b)) a partir de la luminosidad con un flujo medido en 1800\AA y para esta última también se utilizó la distancia lúminica de cada uno de los objetos. Se encontró, que la media de la luminosidad para todos los objetos es de 2.41×10^{47} ergs s^{-1} . En la Figura 5-1 se observa una distribución de las luminosidades similares en cada sub población lo cual brinda una idea de que cada una puede verse como una representación de la distribución general mostrada en el panel superior de esta figura. Una excepción podría ser la población B1++ cuya distribución es más plana. La mediana de la luminosidad para esta población es de 47.56 y la dispersión es de 0.6.

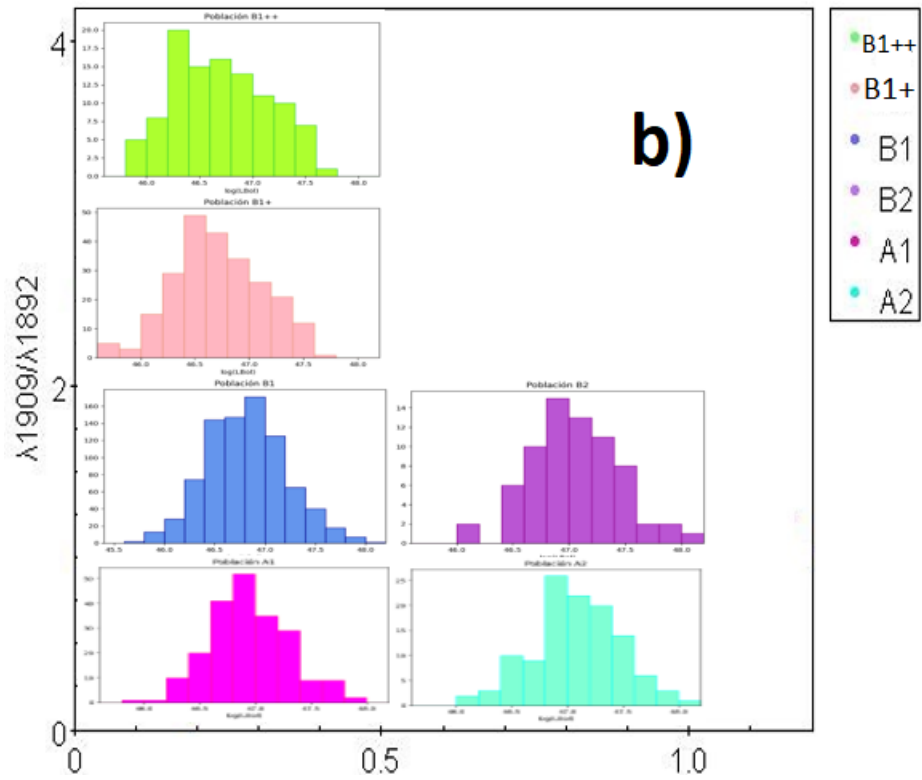
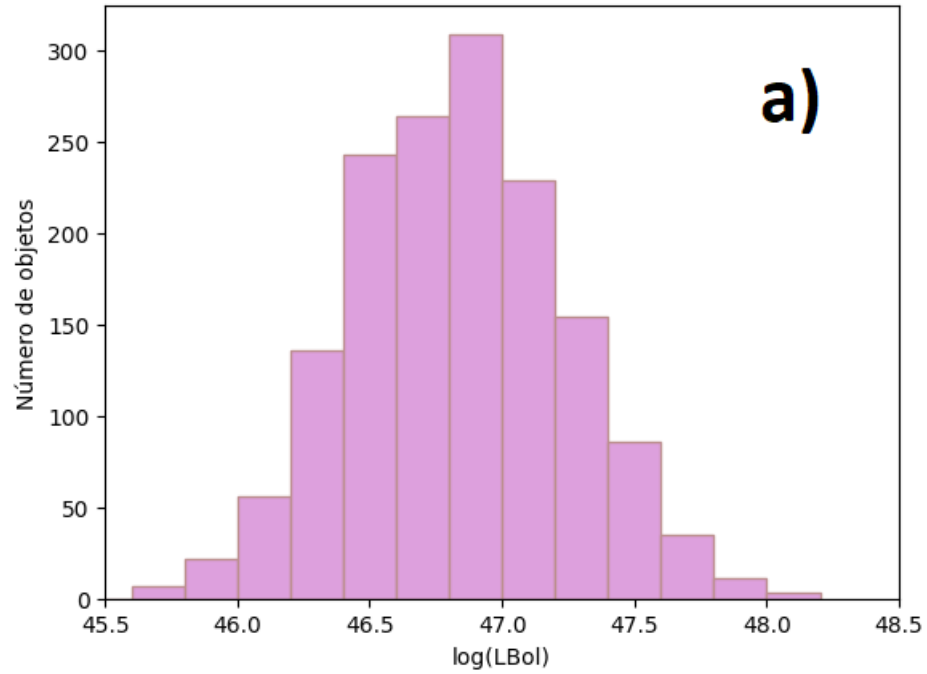


Figura 5-1: En la figura a) se muestra la distribución de la luminosidad bolométrica de todos los objetos, en la figura b) se muestra la distribución de la luminosidad bolométrica en cada una de las poblaciones.

Y como se sabe, tenemos también una correlación entre la luminosidad bolométrica de cada objeto con su corrimiento al rojo ya que la luminosidad depende de la distancia.

5.2. Luminosidades a $\lambda 1909$, $\lambda 1892$ y $\lambda 1860$.

A continuación, en el esquema de la siguiente página (Figura 5-2) se presentan las distribuciones de las luminosidades monocromáticas obtenidas a partir de los flujos medidos en las lambdas centrales de CIII] $\lambda 1909$, AlIII] $\lambda 1860$ y SiIII] $\lambda 1892$ de los objetos de cada población. Estas luminosidades se obtuvieron a partir de la ecuación 3-1 en la sección 3.5.

Mientras que en la tabla 5-1 se presentan los valores promedios de los flujos en los cocientes recién mencionados y en la tabla 5-2 se encuentran los valores promedios de las luminosidades por población en cada longitud de onda antes mencionada. Es importante mencionar que estas estimaciones no consideran ningún tipo de separación de componentes como las realizadas en el capítulo anterior. Por lo tanto, los flujos medidos en las longitudes de onda correspondientes al restframe de los picos de las líneas de emisión, representan la suma de las componentes debajo de ellas (en el rango de lambda mencionado en la sección 4), en especial CIII] $\lambda 1909$. El objetivo de estos histogramas es solo mostrar la distribución de las luminosidades de los objetos de la muestra, los cuales muestran las mediciones a todos los corrimientos al rojo.

Tabla 5-1: Promedios del flujo de los cocientes $\lambda 1909/\lambda 1892$ y $\lambda 1860/\lambda 1892$.

Población (1)	$\lambda 1909/\lambda 1892$ (2)	$\lambda 1860/\lambda 1892$ (3)
B1++	1.71 ± 0.35	0.42 ± 0.21
B1+	1.46 ± 0.49	0.48 ± 0.18
B2	1.15 ± 0.48	0.41 ± 0.19
B1	0.92 ± 0.45	0.52 ± 0.20
A2	0.39 ± 0.45	0.74 ± 0.19
A1	0.86 ± 0.52	0.46 ± 0.18

Tabla 5-2: Mediciones de los promedios de las luminosidades con los flujos en $\lambda 1909$, $\lambda 1892$ y $\lambda 1860$ en cada una de las poblaciones.

Lambda central (1)	Promedio (2)	Desviación estándar (3)
Población B1++		
$\lambda 1909$	43.14	0.52
$\lambda 1892$	42.55	0.64
$\lambda 1860$	43.05	0.53
Población B1+		
$\lambda 1909$	43.09	0.48
$\lambda 1892$	42.53	0.57
$\lambda 1860$	43.01	0.50
Población B1		
$\lambda 1909$	43.12	0.48
$\lambda 1892$	42.55	0.55
$\lambda 1860$	43.02	0.48
Población B2		
$\lambda 1909$	43.32	0.62
$\lambda 1892$	42.78	0.70
$\lambda 1860$	43.22	0.64
Población A1		
$\lambda 1909$	43.21	0.48
$\lambda 1892$	42.62	0.58
$\lambda 1860$	43.11	0.50
Población A2		
$\lambda 1909$	43.29	0.47
$\lambda 1892$	42.71	0.60
$\lambda 1860$	43.19	0.50

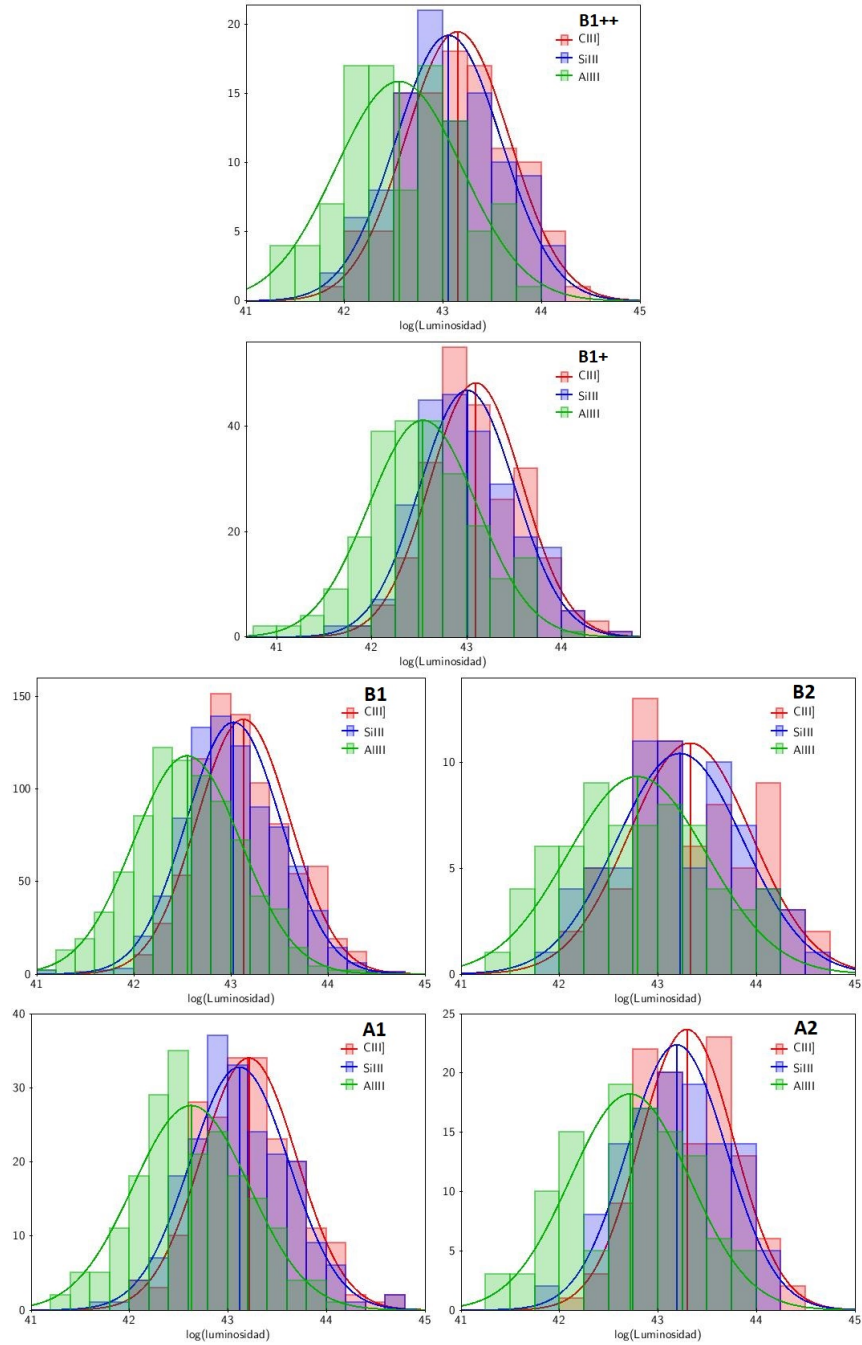


Figura 5-2: Distribuciones por población de las luminosidades a partir de los flujos medidos en $\lambda 1909$, $\lambda 1892$ y $\lambda 1860$.

5.3. Masa de los agujeros negros.

Para poder realizar el cálculo de las masas de los agujeros negros de cada uno de los objetos, se utilizó su luminosidad medida a 1700\AA y el FWHM de la línea de $\text{AlIII}\lambda 1860$ obtenido del espectro promedio para cada subpoblación. Para ésto, se usó la ecuación (3-4) en la sección 3.5. Seguidamente, se presenta en la Figura 5-3 la distribución de la masa de los agujeros negros de todos los objetos con respecto a su corrimiento al rojo, en el cual se puede apreciar que los objetos más cercanos tienden a tener una masa menor a los que se encuentran a corrimientos al rojo mayores.

Este diagrama nos da información acerca de la física que está ocurriendo con los objetos de la muestra, nos dice que en la esquina superior izquierda del diagrama no hay objetos ya que como se mencionó con anterioridad, la luminosidad del objeto está relacionada con la masa del BH, dicha luminosidad vela a o satura a los detectores y al contrario, en la esquina inferior derecha no hay objetos porque simplemente no se ven debido a su baja luminosidad, a esto se le llama sesgo de selección.

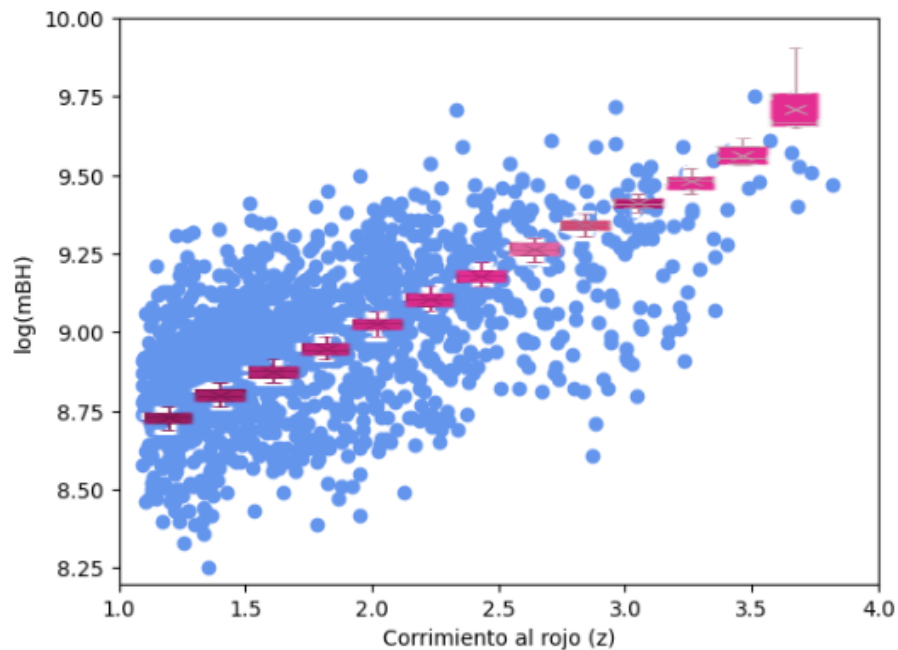


Figura 5-3: Distribución de la masa de los agujeros negros de los AGN con respecto a su corrimiento al rojo. Las cajas rosas del diagrama son cuartiles que muestran visualmente el agrupamiento de los valores de z por intervalos de 0.2.

Una vez teniendo la masa de los agujeros negros fue posible la obtención del límite de Eddington y con ésto, a su vez se obtuvo la tasa de acreción a partir del cociente L_{Bol}/L_{Edd} . A continuación se presenta la distribución de la tasa de acreción de cada una de las poblaciones a partir del FWHM de la línea de $Al_{III}\lambda 1860$.

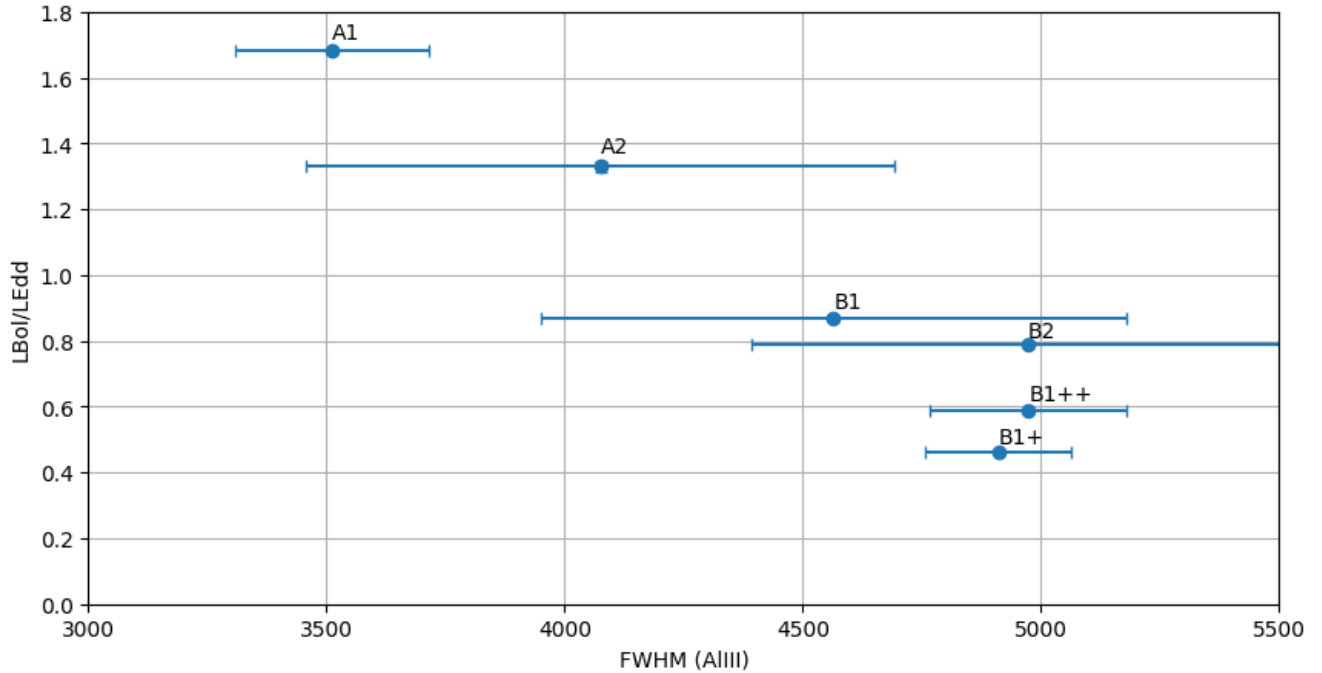


Figura 5-4: Distribución de la tasa de acreción con respecto al FWHM de $Al_{III}\lambda 1860$.

En la distribución de la Figura 5-4 se puede observar que las poblaciones que tienen una mayor tasa de acreción son las poblaciones **A1** y **A2**.

Y que conforme aumenta el FWHM de $Al_{III}\lambda 1860$, el cociente de Eddington decrece. Es importante recordar que estas estimaciones están basadas en espectros promedio, por lo que sólo se muestra una tendencia general de las poblaciones.

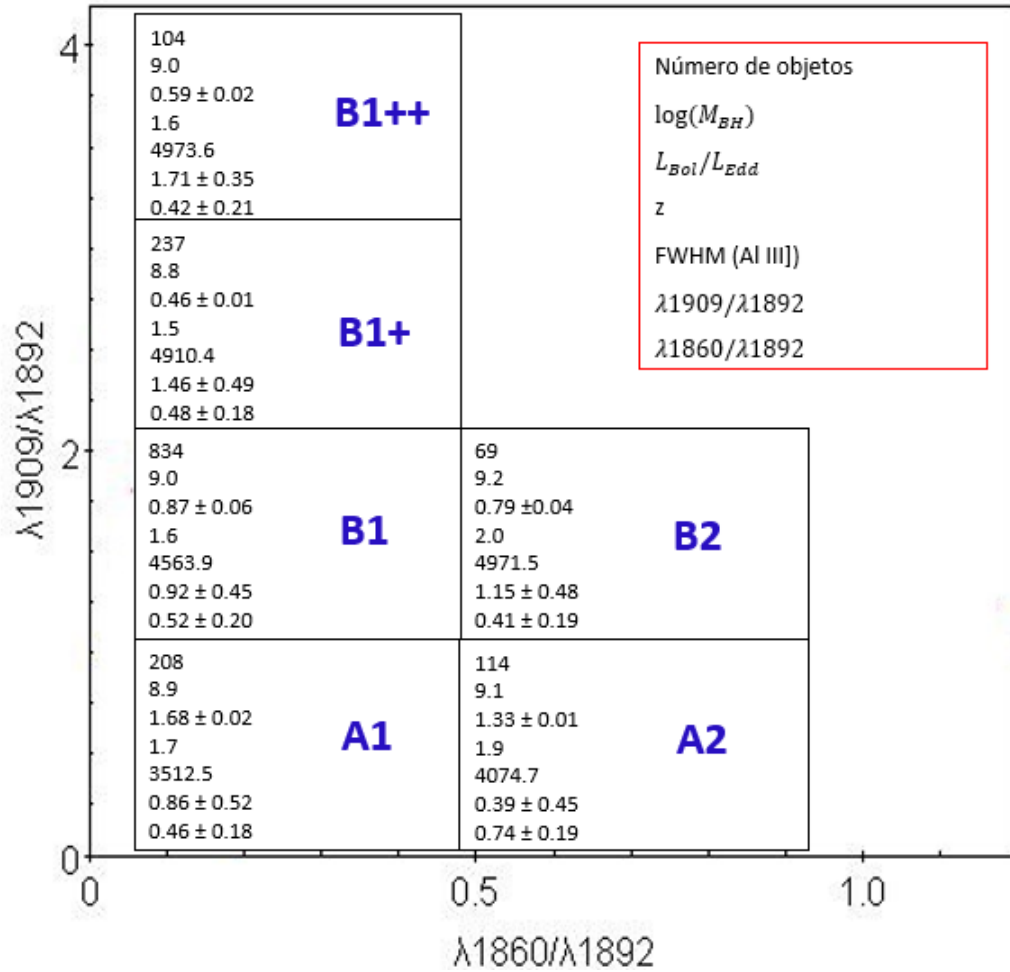


Figura 5-5: Diagrama de las medianas de los datos de cada una de las poblaciones a partir de su distribución de los cocientes $\lambda_{1860}/\lambda_{1892}$ vs $\lambda_{1909}/\lambda_{1892}$.

Finalmente, en el diagrama de la figura 5-5 se encuentran las medianas de las mediciones obtenidas de todos los objetos por cada población. Según el diagrama 1-14 y haciendo la comparación de este diagrama con el presentado (Fig. 5-5) se puede observar que la tendencia del aumento de la masa del agujero negro al avanzar de la población B1++ a la A2 también se cumple en nuestro caso. Mientras que en la luminosidad no es tan evidente la tendencia como en el caso de la masa pero la razón puede ser multifactorial.

Capítulo 6

Conclusiones

- El diagrama de la Figura (3-2) es el resultado principal y más importante de este trabajo, en él, podemos observar una tendencia. Se puede observar que dichos valores de los cocientes trazan una secuencia parecida a la del Eigenvector 1 en el espectro óptico. (Figura 1-11.)
- Para poder realizar una descomposición espectral adecuada es necesario contar con espectros con alta señal a ruido ya que es muy probable que de no tenerla existan errores en los anchos de las líneas, en sus flujos, en los corrimientos al rojo, etc. Por lo tanto, esta condición fue la más importante al momento de seleccionar la muestra utilizada en este trabajo. Apesar de haber obtenido los resultados buscados (mencionado en el punto anterior) se necesitan espectros con alta S/N.
- Se encontraron muchos objetos en el catálogo y también dentro de la muestra tomada que los corrimientos al rojo eran erróneos, como se mencionó en la sección 4.1. Se observó, que las líneas de emisión por ejemplo CIV λ 1549 no se encontraba en su longitud de onda teórica, por lo tanto, la estimación del corrimiento al rojo necesita ser más cuidadosa.
- En el diagrama de la Figura 5-4, utilizando los cocientes del flujo, se encuentra la tendencia esperada. Para $\text{FWHM} < 2\,000 \text{ km s}^{-1}$ (Poblaciones A1 y A2) se tiene un mayor cociente de Eddington mientras que para las poblaciones con $\text{FWHM} > 4\,000 \text{ km s}^{-1}$ (Poblaciones

B) se tiene lo contrario, un cociente de Eddington menor, lo cual indica una mayor tasa de acreción en las poblaciones A [Negrete et al., 2014].

6.1. Trabajo a futuro

El principal objetivo del trabajo a futuro sería la realización de una descomposición espectral de cada objeto individualmente de una selección de espectros de la muestra con el uso de diferentes programas ya establecidos como PyQsofit [Guo et al., 2018] o BADASS [Sexton et al., 2021], así como de autoría propia desarrollados principalmente en python.

También se buscaría realizar una estimación sumamente cuidadosa del corrimiento al rojo de cada uno de los elementos de la muestra porque, como se mencionó con anterioridad, es muy común que haya errores en la estimación por parte del SDSS ya que dichas estimaciones se realizan a miles y miles de objetos en conjunto. Ésto se realizaría utilizando como base a las líneas de emisión más intensas que son visibles a $z > 1.4$ como $\text{MgII}\lambda 2800$.

Así mismo, se considera comparar cómo cambia el diagrama de cocientes de intensidades de flujos considerando en su lugar cocientes de líneas. (Figura 3-2)

Apéndice A

LILs y HILs.

Las líneas anchas que se emiten en la BLR se dividen en dos categorías: LILs y HILs. Se denominan LILs a las Líneas de Baja Ionización (Low Ionization Lines) y HILs a las líneas de Alta Ionización (High Ionization Lines), las primeras son producidas por un medio ópticamente grueso de alta presión, iluminado principalmente por rayos X duros, posiblemente de la región exterior del disco de acreción, mientras que las segundas son emitidas por "nubes" ópticamente delgadas y de baja presión que son iluminadas por una radiación continua y suave [Collin-Souffrin & Lasota, 1988].

Ejemplos representativos de las HILs son las líneas de $C\text{IV}\lambda 1549$, HeII y $\text{HeII}\lambda 4686$. Mientras que las LILs incluyen a las líneas de Balmer HI ($H\beta$ y $H\alpha$), $\text{MgII}\lambda 2800$, el triplete de CaII y el característico FeII . Adicionalmente, se observaron varias líneas en espectros en el UV tipo intermedias (Intermediate Ionization Lines) como $\text{CIII}\lambda 1909$, $\text{SiII}\lambda 1816$ y $\text{AlIII}\lambda 1860$ en el Blend a 1900\AA [Marziani et al., 1996].

Apéndice B

Datos.

Tabla B-1: Objetos con corrimiento al rojo incorrecto que se corrigieron utilizando a la línea de emisión de MgII λ 2800 y agregaron a los datos de la muestra.

Nombre (1)	Cat ID (2)	z (3)	Mg II (2800Å) (4)	z real (5)
J162646+425709	4346111331	1.321918	2818.73	1.337450
J024305+000005	4401880737	1.978516	2822.28	2.002217
J074334+310906	4551589479	1.890548	2823.17	1.914467
J124507+641040	4349839515	1.832456	2833.14	1.865980
J121451+482034	4352020778	1.877064	2864.626	1.943463
J022204-040234	4375927491	1.877204	2869.43	1.948549
J123412+615832	4351341048	1.887708	2869.72	1.959612
J085042+515912	4360799803	1.782050	2910.19	1.891534
J123755+630649	4351336734	1.293674	2985.64	1.445744
J022104-060250	4375787992	1.825935	3030.77	2.058842
J162941+003715	5172749762	1.563008	3125.79	1.861223
J100309+012317	4593069343	1.817374	3309.36	2.329894
J015153-002850	4375861381	1.281808	3665	1.986723
J163653+411827	5191862948	1.460445	3926.8	2.450599
J022154-041459	43759273146	1.370132	4102	2.472244
J112945+250329	4595923130	1.253479	4130.54	2.324315
J144155+414236	4375787992	1.107405	4308.28	2.242604

Tabla B-2: Objetos con corrimiento al rojo incorrecto que se corrigieron utilizando a la línea de emisión de OI 1304Å y se agregaron a los datos de la muestra.

Nombre (1)	Cat ID (2)	z (3)	OI (1304Å) (4)	z real (5)
J013833-004433	4375144723	1.433244	2077.7	2.876957
J091923-005208	4570499853	2.067518	1693.35	2.983414
J112044+442355	4597896207	3.025246	1362.87	3.206968
J112950+593054	4359649923	2.859923	1343	2.975365
J133523+490635	4351663070	2.696873	1382.02	2.918062
J135128+263411	4603037434	3.075996	1368.42	3.277358

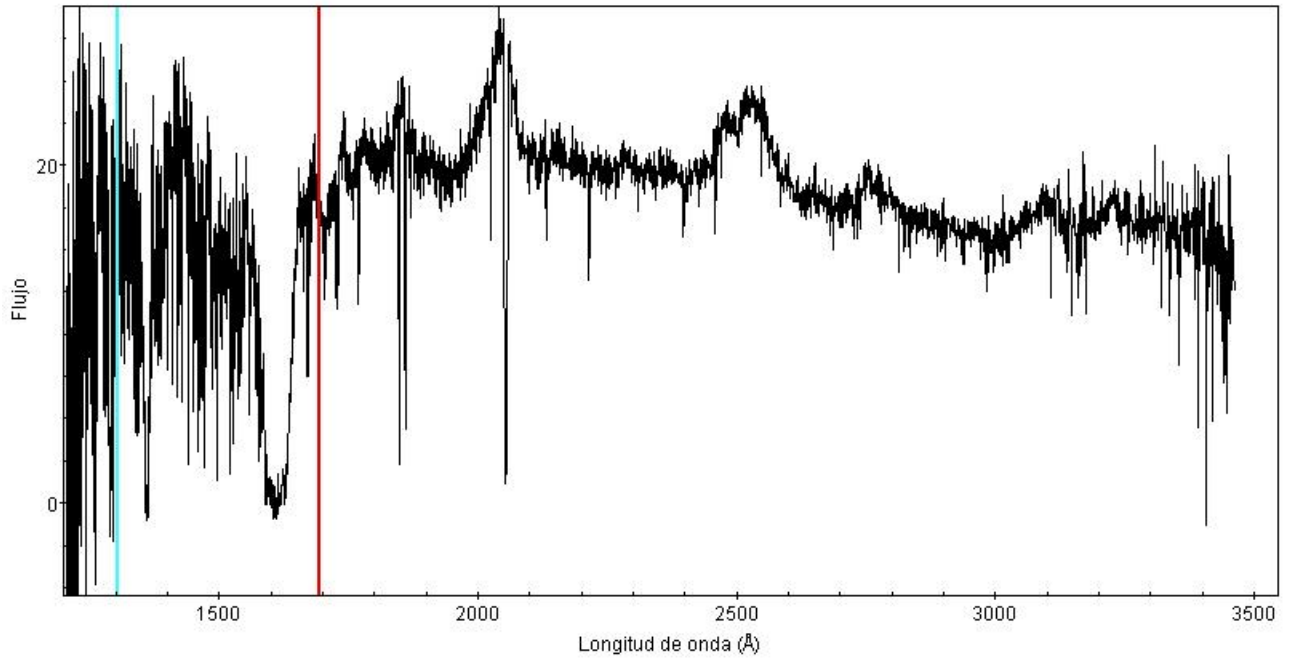


Figura B-1: Ejemplo de espectro con corrimiento al rojo incorrecto. La línea azul representa el corrimiento al rojo medido por el SSDS-V y la línea roja es el corrimiento al rojo correcto.

Bibliografía

Antonucci, R. 1993, , 31, 473

Beckmann, V., Favre, P., Tavecchio, F., et al. 2004, in 35th COSPAR Scientific Assembly, Vol. 35, 1900

Boller, T., Brandt, W. N., & Fink, H. 1996, , 305, 53

Boroson, T. A., & Green, R. F. 1992, , 80, 109

Bruhweiler, F., & Verner, E. 2008, , 675, 83

Buendia-Rios, T., Negrete, C. A., & Marziani, P. 2022, , submitted

Burbidge, G., Hewitt, A., Narlikar, J. V., & Gupta, P. D. 1990, , 74, 675

Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, , 345, 245

Collin-Souffrin, S., & Lasota, J.-P. 1988, , 100, 1041

Dultzin-Hacyan, D., & Ruano, C. 1996, , 305, 719

Fabian, A. C. 1999, Proceedings of the National Academy of Science, 96, 4749

Garnica, K., Negrete, C. A., Marziani, P., et al. 2022, arXiv e-prints, arXiv:2208.02387

Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, , 131, 2332

Guo, H., Shen, Y., & Wang, S. 2018, PyQSOFit: Python code to fit the spectrum of quasars, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1809.008, ascl:1809.008

- Hartigan, P. 1989, , 339, 987
- Hewett, P. C., & Wild, V. 2010, , 405, 2302
- Hickox, R. C., & Alexander, D. M. 2018, , 56, 625
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. 2007, *Fundamental astronomy*, 5th edn. (United States: Springer)
- Kollmeier, J. A. 2017, arXiv e-prints, arXiv:1712.00689
- Leighly, K. M., & Moore, J. R. 2004, , 611, 107
- Martínez-Aldama, M. L., Del Olmo, A., Marziani, P., et al. 2017, *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 4, 29
- Marziani, P., & Sulentic, J. W. 2014, , 442, 1211
- Marziani, P., Sulentic, J. W., Dultzin-Hacyan, D., Calvani, M., & Moles, M. 1996, , 104, 37
- Marziani, P., Sulentic, J. W., Negrete, C. A., et al. 2010, , 409, 1033
- Marziani, P., Sulentic, J. W., Plauchu-Frayn, I., & del Olmo, A. 2013, *ApJ*, 764, arXiv:1301.0520
- Marziani, P., Dultzin, D., Sulentic, J. W., et al. 2018, *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 5, 6
- Marziani, P., del Olmo, A., Martínez-Carballo, M. A., et al. 2019, , 627, A88
- Marziani, P., Olmo, A. d., Negrete, C. A., et al. 2022, , 261, 30
- Mortlock, D. J., Patel, M., Warren, S. J., et al. 2012, , 419, 390
- Negrete, A., Dultzin, D., Marziani, P., & Sulentic, J. 2012, *ApJ*, 757, 62
- Negrete, C. A., Dultzin, D., Marziani, P., & Sulentic, J. W. 2014, , 794, 95
- Negrete, C. A., Dultzin, D., Marziani, P., et al. 2018, , 620, A118

- Netzer, H. 2013, *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*
- Osterbrock, D. E. 1977, *Lick Observatory Bulletin*, 757, 1
- . 1981, , 249, 462
- . 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- Peterson, B. M. 1997, *An Introduction to Active Galactic Nuclei* (Cambridge University Press),
doi:10.1017/CBO9781139170901
- Ramos Almeida, C., Levenson, N. A., Alonso-Herrero, A., et al. 2011, , 731, 92
- Sexton, R. O., Matzko, W., Darden, N., Canalizo, G., & Gorjian, V. 2021, , 500, 2871
- Sigut, T. A. A., & Pradhan, A. K. 2003, , 145, 15
- Sulentic, J. W., Bachev, R., Marziani, P., Negrete, C. A., & Dultzin, D. 2007, *ApJ*, 666, 757
- Sulentic, J. W., Marziani, P., & Dultzin-Hacyan, D. 2000, *ARA&A*, 38, 521
- Sulentic, J. W., Marziani, P., Zamanov, R., et al. 2002, *ApJL*, 566, L71
- Sulentic, J. W., Repetto, P., Stirpe, G. M., et al. 2006, *A&Ap*, 456, 929
- Torres, G. 2010, , 140, 1158
- Vanden Berk, D. E., Richards, G. T., Bauer, A., et al. 2001, , 122, 549
- Vestergaard, M., & Wilkes, B. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*,
Vol. 247, *Spectroscopic Challenges of Photoionized Plasmas*, ed. G. Ferland & D. W. Savin,
359
- Villarroel, B., & Korn, A. J. 2014, *Nature Physics*, 10, 417
- Wilson, A. S., & Colbert, E. J. M. 1995, , 438, 62
- Wu, X.-B., Wang, F., Fan, X., et al. 2015, , 518, 512
- Zamfir, S., Sulentic, J. W., Marziani, P., & Dultzin, D. 2010, , 403, 1759