



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

---

---

FACULTAD DE CIENCIAS

Análisis cronológico en el estudio del *Eigenvector 1* en la  
*evolución de cuasares.*

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Físico

PRESENTA:

**JOSE CARLOS REYES JARAMILLO**

DIRECTORA DE TESIS:

*DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER*



Ciudad Universitaria, CD. MX., 2018



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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



Datos del alumno: Reyes  
Jaramillo  
José Carlos  
*carlos47@ciencias.unam.mx*  
Universidad Nacional Autónoma de México  
Facultad de Ciencias  
Física  
*No. de cuenta: 413080507*

Datos de la tutora: Dra.  
Deborah  
Dultzin  
Kessler

Datos del sinodal 1: *Dra.*  
*Irene*  
*Cruz-González*  
*Espinosa*

Datos del sinodal 2: *Dr.*  
*Darío*  
*Núñez*  
*Zúñiga*

Datos del sinodal 3: *Dra.*  
*Susana*  
*Orozco*  
*Segovia*

Datos del sinodal 4: *Dr.*  
*Hermes*  
*León*  
*Vargas*

Datos del trabajo escrito: Análisis cronológico en el estudio del *Eigenvector*  
*1* en la evolución de cuásares.  
*Número de páginas: 58 páginas.*  
2018



*“El valor es la magia que vuelve los sueños en realidad...”*

*-Richter Abend.*



## AGRADECIMIENTOS

¡Atención!, si no desea leer esta sección plenamente emocional de parte del tesista, le recomiendo que se salte esta parte (espera con reloj en mano).

¡Genial! Supongo que continuaré a partir de aquí. Cuando comencé a escribir esta tesis, pensé que sería más fácil redactar los agradecimientos que la parte formal de la misma, por esta razón decidí comenzar con los capítulos uno hasta el ocho. Pero, dada las circunstancias en las que me encuentro terminando la tesis, se me hace difícil realizar los agradecimientos. No me malentiendan, es sólo que hay mucha gente a quien agradecer y considero que no será suficiente plasmar la eterna gratitud que les tengo. A continuación mencionaré a la gente que hizo posible esto sin un orden en especial.

Agradezco a las Doctoras Deborah Dultzin Kessler, mi asesora de este trabajo, y a Castalia Alenka Negrete, porque me apoyaron en las correcciones, dudas y comentarios que me hicieron a lo largo de esta tesis, sin mencionar en la paciencia que tuvieron conmigo para explicarme temas que no entendía en su momento. Su gran sabiduría servirá como faro para el camino que emprenderé en la astronomía.

A mis compañeros Aurora Otero, Omar Velasco, Emmanuel de los Santos, Ximena Monroy, Abril Salas, Agustín Sánchez y Christopher Hidalgo con los que colaboré en equipo, resolviendo dudas, por las peleas, los momentos felices que pasamos juntos y por los trabajos que entregamos.

A mis amigos del CECyT 9 “Juan de Dios Batiz” Erika González Frías y Axel Olaf García Bran, que siguieron en contacto conmigo a pesar de los años que han pasado desde que estuvimos colaborando juntos y han sido mis camaradas de festines, cervezas y diversiones.

A mis amigos Mishel Romero Aceff, Jessica Vázquez y Quinantzy Jardines que me dieron apoyo emocional a lo largo de la carrera y en la tesis. De la misma forma hago una mención especial a Carolina Patiño, que a pesar del corto lapso de tiempo que nos conocemos se ha vuelto alguien tan entrañable en mi vida, el apoyo y consejo me ha brindado el valor suficiente en los momentos más oscuros.

A mis profesores que me dieron la confianza para seguir adelante a pesar de mis dudas y crisis existenciales, gracias Dr. Darío Núñez, Lic. Andrés Valentín Porta, Dr. Antonio Ramírez, Dr. Agustín Cabrera, Dra. Susana Orozco, Lic. Fermín Viniegra y Lic. Manuel Montesinos.

A mis padres Rodriga Jaramillo Piza y Víctor Manuel Reyes Suástegui por darme los recursos económicos para llegar a este punto de la carrera. A mi hermana Ana Paola Reyes Jaramillo por estar conmigo en las buenas y en las malas.

Agradezco también a mi terapeuta Miguel Vázquez por escucharme, atenderme y darme una nueva perspectiva de la vida, si bien la parte académica es importante, no es el todo en el mundo. Me enseñó que la parte emocional es imprescindible en el desarrollo saludable de la psique humana. Algo que había olvidado hace bastante tiempo.

A la gente que partió de este mundo pero de la misma forma que los demás me apoyaron inigualablemente en mi camino. Al profesor Gerardo Carmona por hacerme cambiar de opinión con respecto a la termodinámica, reavivando la llama de la curiosidad y el conocimiento. A mi amigo Raúl Peón, que a pesar del corto tiempo que lo conocí, fue grata su presencia y amistad.

Finalmente, pero no menos importante, agradezco a mis mascotas. Ya que me acompañaron en gran parte del trayecto de la carrera y apapacharme en mis momentos más oscuros y tristes de mi vida. A mis gatos Jin, Jiang, Pachis, Salem, Pinolillo, César, Napoleón y Lince. A mi poodle Camila y labrador Duba, que a pesar de que ya no me acompañan más en mi camino, estuvieron conmigo la mayor parte sus vidas (Camila desde mi infancia) y siempre nos cuidaron a mí y toda la familia. Ojalá hubiera hecho más por ustedes, gracias por todo pequeño pedazo de nube y caramelo dorado.

Hay mucha gente por agradecer, y creo que nunca terminaría de escribir su dedicatoria respectiva. Me disculpo de antemano si olvido a alguien más a quien darle su reconocimiento.

Espero seguir con el apoyo de todos y cada uno de los previamente mencionados, esta tesis no es sólo mía, es de todos ustedes. Nunca hubiera sido posible de no ser por todos y cada uno de los ya nombrados.

También agradezco el apoyo económico otorgado por el CONACYT en el programa "Apoyo para ayudante de investigador Nivel III o Emérito del Sistema Nacional de Investigadores".



# ÍNDICE

<b>Resumen</b>	<b>12</b>
<b>Introducción</b>	<b>13</b>
¿Qué es un AGN?	13
Clasificación de los Núcleos Activos Galácticos	13
Conceptos generales	16
Componentes de un AGN de acuerdo al Modelo Unificado	18
Procesos físicos en un AGN	23
<b>Capítulo 1: Análisis de Componentes Principales aplicado a AGN</b>	<b>25</b>
Teorema espectral	<b>26</b>
Ecuaciones detrás del PCA	<b>28</b>
Resultados	<b>29</b>
<b>Capítulo 2: Primeros estudios de la línea de CIV<math>\lambda</math>1549 como posible cuarto parámetro del <i>Eigenvector 1</i></b>	<b>31</b>
Diferencias en la línea de CIV $\lambda$ 1549 en las poblaciones A y B	33
Aportes de este trabajo en el contexto del <i>Eigenvector 1</i>	34
<b>Capítulo 3: Relación entre la masa del hoyo negro supermasivo y la tasa de acreción en el contexto del <i>Eigenvector 1</i></b>	<b>35</b>
Obtención del radio de la región BLR y posible alternativa	35
Resultados	37
¿Hay posibilidad de encontrar hoyos negros con masas de orden superior a los $10^{10} M_{\odot}$ ?	38
Aportes de este trabajo en el contexto de <i>Eigenvector 1</i>	39
<b>Capítulo 4: Asimetría y desplazamiento al azul de la línea de CIV<math>\lambda</math>1549 como cuarto parámetro del espacio del <i>Eigenvector 1</i> (denominándose ahora <i>4DE1</i>)</b>	<b>40</b>
Analizando la línea de CIV $\lambda$ 1549	40
Características principales en las fuentes de las poblaciones A y B	41
Aportes de este trabajo en el contexto de <i>Eigenvector 1</i>	42
<b>Capítulo 5: Más evidencia de la brecha de poblaciones en el plano óptico del <i>Eigenvector 1</i> en <math>FWHM(H\beta) \approx 4000 \text{ km s}^{-1}</math></b>	<b>43</b>
Alternativas de división de poblaciones de AGN	44
Aportes de este trabajo en el contexto del <i>Eigenvector 1</i>	45

<b>Capítulo 6: Un nuevo método para calcular <math>r_{BLR}</math> y masa del hoyo negro</b>	<b>46</b>
Analizando las fuentes con <i>SPECFIT</i>	46
Isocontornos	47
Calculando el radio de BLR y la masa del hoyo negro	48
Aportes de este trabajo en el contexto del <i>Eigenvector 1</i>	49
<b>Capítulo 7: Cálculo de <math>r_{BLR}</math> y masa del hoyo negro para cuasares de alta z usando el método de fotoionización</b>	<b>50</b>
Mejoras de medición y AGN utilizados en este estudio	50
Deducción del flujo de fotones ionizantes y su relación con la BLR y el hoyo negro	51
Retorno de los isocontornos como herramienta para deducir la naturaleza física de la BLR	51
Aportes de este trabajo en el contexto del <i>Eigenvector 1</i>	53
<b>Capítulo 8: Mejoras en el estudio de la línea de CIV<math>\lambda</math>1549 y nuevos descubrimientos en los cuasares de tipo I</b>	<b>54</b>
Fuentes utilizadas en este estudio	54
Análisis de la línea de CIV $\lambda$ 1549, corrimiento al rojo y luminosidad	55
¿Existe una relación entre el desplazamiento al azul con respecto a la dinámica y estructura del AGN?	55
Aportes de este trabajo en el contexto del <i>Eigenvector 1</i>	56
<b>Conclusiones</b>	<b>57</b>
<b>Trabajo futuro</b>	<b>58</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>59</b>

## RESUMEN.

Los núcleos activos de galaxias<sup>1</sup> son cuerpos cuya radiación electromagnética es más alta que la generada por la galaxia que lo contiene, esto porque su origen es por la radiación sincrotrónica (radiación de origen no estelar). Éstas contienen un agujero supermasivo en su interior y un disco de acreción, el cual es el responsable de atraer el material de sus alrededores hacia dicha singularidad. Los primeros estudios hechos de los AGN fue en la década de los 60's con los cuasares, no obstante, ya existían antecedentes de esto en 1940 con las galaxias Seyfert.

Una pregunta que se hicieron los astrónomos en el estudio de cuasares y otros núcleos activos es si éstos pueden discriminarse a partir de las observaciones. Partiendo de la idea del diagrama H-R<sup>2</sup> en la clasificación de estrellas, se desarrolló un espacio de parámetros con el objetivo de clasificar los AGN a partir de ciertos parámetros de fácil detección, denominada *Eigenvector 1*.

El *E1*<sup>3</sup> parte de un algoritmo denominado Análisis de Componentes Principales. Éste método considera una matriz simétrica compuesta con todas las observaciones hechas de varios AGN, disminuyendo las dimensiones de dicha matriz con este proceso se obtienen los eigenvectores que contienen los parámetros suficientes para describir los núcleos activos.

Dicho *Eigenvector 1* ha cambiado a lo largo de los años, hasta finalmente estar compuesto por cuatro parámetros: el ancho a media altura de la línea de H $\beta$ , el cociente normalizado del ancho equivalente de FeII y H $\beta$ , la potencia de fotones suaves y el desplazamiento al azul y asimetría de la línea de CIV.

El objetivo de esta tesis es presentar una monografía de cómo evolucionó el *E1* con los primeros estudios del Análisis de Componentes Principales. Asimismo su evolución a lo largo de los años en el estudio de los AGN y los descubrimientos hechos con éste con el objetivo de entender la cinemática y la composición de los núcleos activos, surgiendo así la hipótesis de dos posibles tipos de AGN de Tipo I, las denominadas fuentes de la población A y B. En la introducción se describe tanto los fundamentos físicos así como la clasificación de los AGN. En el capítulo 1 se explica de dónde viene el *Eigenvector 1*, así como una comparativa de dos estudios realizados en los años 90 para explicar los parámetros obtenidos de dicho vector propio. Del capítulo 2 hasta el 8 se darán los análisis de siete artículos en orden cronológico con el objetivo de mostrar cómo esta metodología ha servido para conocer la física detrás de estos objetos.

---

<sup>1</sup> También denominados AGN (del inglés *Active Galactic Nuclei*)

<sup>2</sup> H-R: siglas de Hertzsprung-Russel.

<sup>3</sup> Abreviatura de *Eigenvector 1*.

## INTRODUCCIÓN

### ¿QUÉ ES UN AGN?

Los núcleos activos de galaxias, o mejor conocidos como AGN son aquellos cuerpos galácticos cuya radiación electromagnética es diferente al de las galaxias “normales”<sup>4</sup>, ya que esta radiación se manifiesta en todas las longitudes de onda; la energía emitida del núcleo es tan elevada, que incluso puede opacar a la galaxia *host*<sup>5</sup>. La radiación no proviene de procesos térmicos, ya que es creada por la radiación sincrotrónica<sup>6</sup> (aunado a otros procesos como la fotonización). Otra diferencia importante de un AGN con un núcleo galáctico normal es el agujero negro supermasivo que se encuentra en constante actividad, ya que acreta la materia de su alrededor y este proceso genera radiación de origen gravitacional, la cual domina la luminosidad de la galaxia, generando las características de un AGN. Mientras que en una galaxia normal, el agujero negro que se localiza en su interior se encuentra inactivo y lo que se observa es la emisión de las estrellas, gas y polvo de la misma.

Las principales características de un AGN son las siguientes:

1. Su espectro continuo es descrito por una ley de potencias<sup>7</sup>.
2. Variabilidad con lapsos de tiempo relativamente cortos (de años a minutos).
3. Líneas de emisión de alta y baja ionización.

### CLASIFICACIÓN DE LOS NÚCLEOS ACTIVOS GALÁCTICOS.

Como se mencionó previamente, los AGN muestran grandes diferencias con respecto a las demás galaxias de este vasto universo, no obstante, éstas sólo conforman el 1% del total de las galaxias estimadas que existen en él. Se pueden clasificar los núcleos activos a partir de las observaciones hechas en todo su espectro, a continuación se mostrarán los principales objetos. Esta clasificación no

---

<sup>4</sup> En esta tesis me referiré a una galaxia normal a toda aquella cuya luminosidad no esté dominada por su núcleo.

<sup>5</sup> Existen problemas en traducción en la palabra inglesa *host*, ya que su significado literal es “huésped”. No obstante, en español, la mejor aproximación al significado a esta palabra bajo este contexto sería “anfitriona”, por lo que, para evitar confusiones se mantendrá la palabra intacta.

<sup>6</sup> La radiación sincrotrónica es ocasionada cuando un electrón es acelerado a velocidades ultrarrelativistas ( $v \sim 0.9c$  aproximadamente) por un campo magnético, moviéndose en una trayectoria curva, se hablará más al respecto en breve.

<sup>7</sup> Una ley de potencias sigue la siguiente relación:  $j_\nu \propto \nu^{-p}$  donde  $j_\nu$  es el coeficiente de emisión (Netzer, 2013)

es única y tampoco se enlista en orden cronológico el descubrimiento de todos los objetos que hoy se engloban bajo esta denominación.

1. *QSR's o cuasares (quasi-stellar radio sources).*

Descubiertos en 1960 a partir de una radiofuente denominada 3C48, dichos núcleos activos guardan cierto parecido con las estrellas con la diferencia de que se muestra emisión en las ondas de radio. Los cuasares son más luminosos que una galaxia normal, teniendo una luminosidad superior a 100 veces las fuentes de menor magnitud.

2. *QSO's.*

El nombre proviene del término inglés *quasi-stellar objects*, la razón de este nombre es que se observa de forma puntual como una estrella azul, no obstante, su espectro es diferente al de una estrella por lo previamente mencionado. Muestran una baja emisión de radio, sin embargo su emisión en el espectro óptico es semejante al de un cuasar. La luminosidad de éstos es superior en comparación a la de los otros núcleos activos, siendo miles de veces mayor a la de toda una galaxia normal.

3. *Galaxias Seyfert.*

Fueron los primeros AGN en ser descubiertos, en 1943, Carl Seyfert fue el primero en describirlos, siendo la característica más importante que su espectro nuclear tenía líneas de emisión y era semejante al de una nebulosa planetaria. Existen dos tipos de galaxias Seyfert:

Seyfert 1 (Sy1): presentan líneas de emisión anchas (miles de  $kms^{-1}$ ) y angostas (cientos de  $kms^{-1}$ ).

Seyfert 2 (Sy2): sólo presentan líneas de emisión angostas.

Cabe resaltar que las galaxias Seyfert usualmente tienen la forma de una galaxia espiral.

4. *LINERs.*

Éstos son los AGN más comunes de encontrar, sin embargo, son los menos luminosos en todo el acervo conocido hasta ahora de este tipo de objetos. Presenta líneas de emisión de iones de bajos niveles energéticos o líneas de átomos neutros, el ancho de sus líneas es inferior que al de una galaxia Seyfert. Por lo general se alojan en galaxias elípticas.

5. *Radiogalaxias.*

Las radiogalaxias son galaxias elípticas gigantes que, de forma análoga a una Seyfert, tienen dos tipos de espectro óptico.

Radiogalaxias de líneas anchas o BLRG (del inglés *Broad-Line Radio Galaxies*).

Radiogalaxias de líneas angostas o NLRG (del inglés *Narrow-Line Radio Galaxies*).

6. *Objetos BL Lac.*

Denominados de esta manera por la primera fuente identificada de esta subclasificación: la "estrella variable" BL Lacertae. Son núcleos activos con radiación muy variable y polarizada.

La variabilidad del espectro óptico de estas fuentes puede cambiar en lapsos de tiempo en todas las escalas (de años a minutos). También muestran radiación gamma.

También existen algunos objetos que no entran en esta primera clasificación, como es el caso de las fuentes OVV's (*del inglés Optical Violently Variables*), los cuales guardan cierta semejanza con los objetos BL Lac, con las diferencias de que éstos no muestran una alta polarización en el espectro óptico y tienen una violenta variabilidad en su espectro, cambiando en lapsos de tiempo de días. Es importante agregar que en algunas clasificaciones se agrupan los objetos BL Lac y los OVV's y los denominan Blazares.

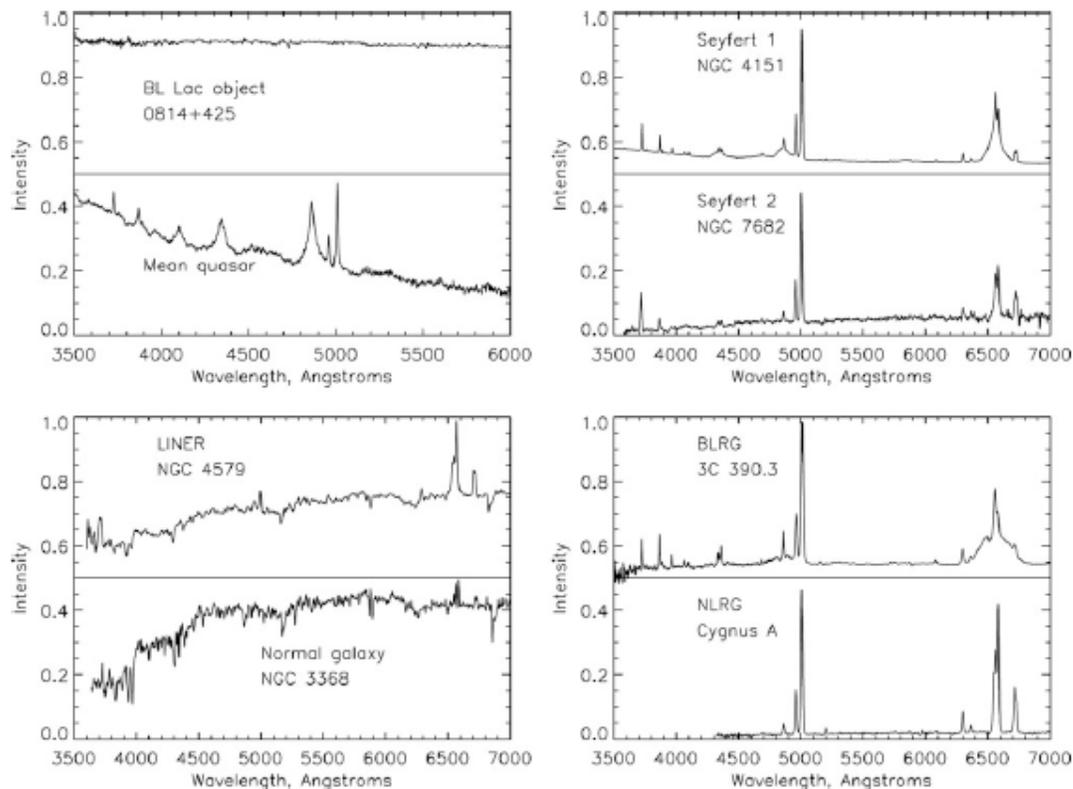


Figura 1: comparación del espectro óptico con los AGNs mencionados previamente y una galaxia normal (Schneider, 2015, imagen 5.11, pp. 220).

Otra forma de clasificar los núcleos activos es de la siguiente forma (Netzer, 2013):

- *Tipo I*: fuentes que muestran líneas de emisión anchas (ancho a media altura entre  $5000-10000 \text{ km s}^{-1}$ ) en el espectro óptico y en el ultravioleta, usualmente esta clasificación incluye la mayoría de Blazares y cuasares.
- *Tipo II*: fuentes con líneas de emisión angostas (ancho a media altura entre  $400-800 \text{ km s}^{-1}$ ), en esta subdivisión se encuentran las galaxias Seyfert y Liners.

Cabe mencionar que los artículos que serán descritos en los capítulos posteriores sólo se consideran los AGN de tipo I.

También se puede clasificar de acuerdo a su emisión en radio, esta puede ser de la siguiente forma:

- ❖ Radio-emisores (del inglés *Radio-Loud*, o con sus siglas RL).
- ❖ Radio-callados (del inglés *Radio-Quiet*, o con sus siglas RQ).

La discriminante para diferenciar entre estos tipos de núcleos activos difiere entre los investigadores, sin embargo la relación usual es un cociente entre el flujo en radiofrecuencias y el flujo en el óptico (Kellerman, et al., 1989).

Otra clasificación de radiogalaxias y de cuasares que utiliza la morfología de emisión de radio es la definida por B. L. Fanaroff y J. M. Riley en 1974 (Fanaroff-Riley Classification, (2005, Agosto), [https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Glossary/Essay\\_fanaroff.html](https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Glossary/Essay_fanaroff.html)), la cual es la denominada clasificación FR. En ella existen dos tipos de acuerdo con el cociente  $R_{FR}$ <sup>8</sup>:

- *FRI* ( $R_{FR} < 0.5$ ): la luminosidad en radio decrece conforme aumenta la distancia con respecto al núcleo de la galaxia, en éstos se observan jets colimados gracias a que los electrones están confinados por un campo magnético.
- *FR II* ( $R_{FR} > 0.5$ ): la luminosidad aumenta conforme se incrementa la distancia con respecto al núcleo. No se observan jets colimados, sin embargo, se logran distinguir puntos calientes (o en inglés *hotspots*) en los lóbulos.

En esta tesis se describirá otra posible clasificación con base en otras propiedades observacionales. El llamado *Eigenvector 1*.

## CONCEPTOS GENERALES

- *Luminosidad de Eddington y Tasa de acreción de Eddington.*

La acreción de materia es generada gracias al motor principal del AGN, el hoyo negro, dicho proceso es dependiente de la geometría del disco de acreción y puede ser de diferentes formas (ya sea suponiendo una simetría esférica o no-esférica). Independientemente de su morfología, se necesitan de dos valores importantes en la definición de cuánta materia “jala” el núcleo activo del medio intergaláctico hasta

---

<sup>8</sup> Es el cociente de la distancia entre las regiones de más alto brillo superficial en los lados opuestos del cuasar en la extensión total de la fuente hasta el contorno de brillo más bajo en el gas que rodea el AGN (Fanaroff-Riley Classification, (Agosto, 2005), [https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Glossary/Essay\\_fanaroff.html](https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Glossary/Essay_fanaroff.html)).

su interior, éstas son la luminosidad de Eddington y la tasa de acreción de Eddington (Netzer, 2013, capítulo 3.3).

En el disco de acreción existen dos fuerzas principales, la fuerza de radiación definida de la siguiente manera<sup>9</sup>:

$$f_{rad} = \frac{N_e \sigma_T}{4\pi r^2 c} \int_0^\infty L_\nu d\nu \quad (1)$$

Donde supone una luminosidad monocromática a cierta distancia  $r$  de una nube de gas de partículas completamente ionizada,  $N_e$  es la densidad electrónica,  $\sigma_T$  la sección transversal de Thomson<sup>10</sup> y con una fuente central de masa  $M$ . La segunda fuerza involucrada es la fuerza debido a la gravedad definida como<sup>11</sup>:

$$f_{grav} = \frac{GM\mu m_p N_e}{r^2} \quad (2)$$

Donde  $\mu$  es el peso medio molecular y  $m_p$  la masa del protón. Para definir la luminosidad de Eddington se supone que el sistema de fuerzas del disco de acreción está en equilibrio, es decir que tanto la fuerza de radiación como la de gravedad son iguales, por lo que se llega a la siguiente ecuación:

$$L_{Edd} = \frac{4\pi GM\mu m_p}{\sigma_T} \quad (3)$$

La luminosidad de Eddington define la luminosidad máxima posible de un AGN por largos periodos de tiempo debido a una acreción estable, considera una sólo fuente de opacidad, la cual es la dispersión de Compton<sup>12</sup>. Esto es válido para un plasma totalmente ionizado.

Con la luminosidad de Eddington ya definida, se puede definir la tasa de acreción de la siguiente manera<sup>13</sup>:

$$\dot{M} = \frac{L}{\eta c^2} \quad (4)$$

Donde la  $\eta$  es la eficiencia de conversión de materia a energía del disco de acreción y  $L$  la luminosidad del objeto en cuestión. La tasa de acreción es descrita por las unidades de  $M_\odot$  por año, por lo que esta expresión indica que tanta materia es arrastrada al disco de acreción anualmente. De esta forma también se puede definir una tasa de acreción de Eddington con la luminosidad de Eddington definida de la forma  $\dot{M}_{Edd}$ .

<sup>9</sup> Netzer, 2013, capítulo 3.3.1.

<sup>10</sup> La sección transversal de Thomson, o mejor conocida como sección eficaz es definida de la siguiente manera:  $\sigma_T = \frac{8\pi}{3} r_e^2$ , donde  $r_e$  es el radio del electrón.

<sup>11</sup> Netzer, 2013, capítulo 3.3.1.

<sup>12</sup> La dispersión de Compton ocurre cuando un fotón colisiona con un electrón, siendo su energía mayor que el objeto con el que colisiona, se describirá a detalle este fenómeno en capítulos posteriores.

<sup>13</sup> Netzer, 2013, capítulo 3.3.1.

También se puede definir la tasa de acreción normalizada de Eddington ( $\dot{m}$ ), ésta es el cociente entre la tasa de acreción con luminosidad normal entre la tasa de Eddington. En los artículos posteriores, se maneja la tasa de acreción como una relación de las luminosidades previamente descritas, a pesar de que esto no parezca formal cabe recalcar que hay una relación de proporcionalidad que es la siguiente<sup>14</sup>:

$$\frac{L}{L_{Edd}} \propto \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{Edd}} = \dot{m} \quad (5)$$

Hay un caso de interés en la ecuación 5, si la luminosidad de un AGN es parecida a la de Eddington ( $L \sim L_{Edd}$ ), se alcanza una tasa de acreción crítica, esto es  $\frac{L}{L_{Edd}} \sim 1$ . Si existiese un disco de acreción con esta condición, su estructura interna puede ser diferente, ya que la presión de radiación dominaría sobre la fuerza gravitacional.

### COMPONENTES DE UN AGN DE ACUERDO AL MODELO UNIFICADO

A continuación se describirán las partes de los núcleos activos.

- *Hoyo negro supermasivo.*

Un agujero negro es, de acuerdo con la relatividad general, una singularidad en el espacio-tiempo donde nada, ni siquiera la luz puede escapar de dicho cuerpo. Éstos son creados a partir de la contracción del remanente después de una explosión de una estrella masiva (remanente alrededor de 30 masas solares). No obstante, los agujeros negros supermasivos (del inglés *supermassive black hole*, o las siglas SMBH), como lo dice su nombre, su masa es superior, entre los órdenes de magnitud de  $10^6$  a  $10^{10} M_{\odot}$  (Netzer, 2013)<sup>15</sup> y su origen es desconocido hasta el momento. Debido a su gran masa, son generadores de un fuerte potencial gravitacional y altas tasas de acreción. Para generar la luminosidad del núcleo de una galaxia Seyfert se necesita acretar aproximadamente una masa solar por año (Dultzin, D., 1996). También puede existir un sistema virializado de nubes parcialmente ionizadas afuera del disco de acreción que constituyen la región de líneas anchas (o BLR del inglés *Broad-Line Region*). La mayoría de estas nubes siguen trayectorias de tipo kepleriana y esta rotación es la responsable del ensanchamiento de las líneas. Una aproximación útil para la velocidad media de un medio que se desplaza siguiendo un potencial gravitacional es de la siguiente forma<sup>16</sup>:

<sup>14</sup> Netzer, 2013, capítulo 3.3.1.

<sup>15</sup> Esto contrasta con los estudios hechos en el año 2006 que refutaban la existencia de agujeros negros con masa superior a  $10^{10}$  masas solares, al menos con corrimientos al rojo menores a 3 (Sulentic, et al., 2006).

<sup>16</sup> En los artículos que se presentarán en esta tesis usan una ecuación semejante a esta para poder calcular la masa del hoyo negro, a partir de conocer previamente la distancia de la región de líneas anchas (obtenido por el mapeo de reverberación) y también conociendo la velocidad midiendo el ancho a media altura de la línea de emisión de  $H\beta$ .

$$\langle v^2 \rangle = \frac{|W|}{M} \cong 0.45 \frac{GM}{r} \quad (6)$$

Donde  $|W|$  es el valor absoluto de la energía potencial que genera la virialización,  $M$  la masa de la fuente, que en este caso es la masa del agujero negro,  $G$  es la constante de gravitación y  $r$  la distancia de la fuente al cuerpo rotante (Binney, J. and Tremaine, S., 2008, capítulo 4.8, pág.: 361).

Para un agujero negro neutro, estacionario y esférico (propuesto por Karl Schwarzschild) este radio gravitacional es el del horizonte de eventos para una métrica de Schwarzschild. No obstante, si se quiere describir uno más realista, se debe considerar que éste también rota, dándole un espín definido por el momento angular de éste, es el que se denomina como agujero negro de Kerr; el espín es de la siguiente manera:

$$S \sim I\Omega \quad (7)$$

Donde  $\Omega$  es la velocidad angular del horizonte e  $I$  es el momento de inercia.

Otra propiedad importante de un agujero negro es la eficiencia y la tasa de acreción, éstas miden que tan potente es dicha singularidad para cambiar el momento angular de la materia cercana a éste y por tanto ser absorbida, en este proceso parte de su materia se convierte en energía, de acuerdo con la ecuación de Einstein  $E = mc^2$ , esto también aplica para agujeros negros supermasivos.

Para conocer la masa de un SMBH se usan métodos indirectos para deducir dicha masa, lo cual es explicado en los artículos que se expondrán en los siguientes capítulos de esta tesis.

- *Disco de acreción* ( $10^{-7} - 1$  parsec).

El disco de acreción también está presente en algunas protogalaxias<sup>17</sup>, estrellas binarias, y por supuesto se especula que se encuentra también en los núcleos activos de galaxias alrededor de los agujeros negros. La materia de los alrededores del núcleo activo es arrastrada por el disco de acreción, la viscosidad de éste es suficiente para disminuir el momento angular de los objetos arrastrados, la materia arrastrada pierde energía de origen gravitacional por dos razones. Una es la energía térmica generada por la fricción viscosa en un medio con rotación diferencial, conforme se acerca más al centro del disco, generándose de esta forma la radiación electromagnética. La otra es la energía de origen gravitacional que se emite por la conversión de parte de la materia en energía antes de caer al hoyo negro.

---

<sup>17</sup> Galaxias en sus primeros años de vida.

De acuerdo con la geometría del disco se puede hacer distinción de tres posibles tipos: delgado, ligeramente grueso<sup>18</sup> y grueso, cada uno de ellos, dependiendo de cómo sea su densidad columnar, puede ser ópticamente delgado o grueso<sup>19</sup>.

Gracias a las observaciones y métodos matemáticos desarrollados en los últimos años, se sabe que los discos de acreción de la gran mayoría de los AGNs son ópticamente gruesos y geoméricamente delgados, lo cual facilita el estudio de estos cuerpos.

- *Región BLR (Broad Line Region, o en español Región de Líneas Anchas) (distancia del hoyo negro entre 0.1-1 parsecs (Netzer, H., 2013, capítulo 7.1), densidad electrónica típica de  $10^{10} \text{ cm}^{-3}$ ).*

Esta es la región más próxima del disco de acreción, por lo que está sometida por trayectorias keplerianas causadas por el fuerte potencial gravitacional del hoyo negro. En él se encuentran la emisión de tanto líneas permitidas como semiprohibidas por su alta densidad en el interior de las nubes de la región BLR, esto también explica la ausencia de las líneas prohibidas en dicha zona. Las líneas más prominentes que suele emitir esta región son de H $\alpha$ , H $\beta$ , CIV $\lambda$ 1549 y Ly $\alpha$ . En casi todos los espectros se logran observar líneas de FeII. La mayoría son multipletes que no se pueden resolver y se pueden confundir con la emisión del continuo. Estas líneas se observan en las fuentes de tipo I en el espectro óptico, ultravioleta e infrarrojo. Estas líneas pueden ocultar las emisiones de otras emisiones de baja intensidad y por tanto son tratadas como contaminación del continuo subyacente, que de por sí no es fácil de establecer.

El proceso dominante de ionización en la zona BLR es la fotoionización (en el siguiente subtema se hablará a mayor detalle). El potencial de ionización (temperatura) junto con la densidad del gas son utilizados como parámetros en los modelos de fotoionización para conocer el espectro de emisión de dicha zona. Se cree que estas regiones están distribuidas en forma de nubes alrededor del disco de acreción. No se conoce del todo bien el mecanismo que las mantiene confinadas, una suposición es que esto ocurre gracias a un campo magnético débil (aproximadamente de 1G (Netzer, H., 2013, capítulo 7.1)).

- *Región NLR (del inglés Narrow-Line Region, o Región de Líneas Angostas) (distancia del hoyo negro de 3 kpc, densidad electrónica típica de  $10^4 \text{ cm}^{-3}$ ).*

La región más alejada del hoyo negro central, la densidad de esta zona es menor en comparación con la BLR, por lo que propicia la existencia de líneas de emisión en transiciones prohibidas y líneas de Balmer<sup>20</sup>, las cuales cubren el espectro óptico

<sup>18</sup> En los textos en inglés se refiere a este tipo de geometría con la palabra *Slim*.

<sup>19</sup> Un medio es ópticamente delgado o grueso dependiendo si es transparente u opaco ante el camino óptico de los fotones.

<sup>20</sup> Las líneas de Balmer son resultado de la emisión del átomo de hidrógeno cuando un electrón desciende de un nivel igual o mayor a 3 al nivel 2.

y ultravioleta, aunque actualmente se han encontrado líneas en el infrarrojo. La composición de las nubes NLR es de gas y puede contener algo de polvo, la dinámica en el interior de éstas no se encuentra dominada por el potencial gravitacional ejercido por el hoyo negro. Con imágenes del telescopio espacial se han logrado observar que la dinámica de la zona NLR está dominada por una distribución bicónica de nubes.

- *Toroide (distancia del hoyo negro entre 1 – 10 parsecs).*

La segunda componente más cercana del disco de acreción es el toro de polvo<sup>21</sup>, el cual rodea al SMBH, al disco de acreción y la región de líneas anchas. Tiene una densidad media entre  $10^4$  y  $10^7 \text{ cm}^{-3}$ . El toroide está compuesto principalmente de polvo y gas molecular, por lo que el medio es ópticamente grueso<sup>22</sup>. De acuerdo al “Modelo Unificado” esta es la razón por la cual no se puede observar directamente la BLR. El disco de acreción de los núcleos activos y por la cual se recurre a medios indirectos para conocer las propiedades de estos cuerpos así como su morfología.

Muchas hipótesis se han propuesto con el objetivo de explicar el origen de dicha estructura, pero la más aceptada es que sea el gas que entra por la galaxia en donde vive el núcleo activo, gracias al disco de acreción, el gas fluye hacia el hoyo negro, creando así su forma característica. La verdad es, que hasta ahora sin embargo, no se conoce ningún mecanismo capaz de sustraer el suficiente momento angular como para que la materia llegue al horizonte de eventos del SMBH.

Existen dos modelos con el objetivo de estudiar a detalle el toroide del AGN.

#### *I. Modelo con distribución de densidad continua.*

El modelo considera que el polvo del toro está distribuido de manera uniforme por lo que la temperatura decrece en función a la distancia, siendo la pared interna del toroide la zona más caliente. Este modelo explica bien la emisión del NIR o infrarrojo cercano (del inglés *Near-Infrared*) en los AGNs de tipo I. También explica tanto la emisión o absorción debido a silicatos en los núcleos activos de tipo I y tipo II respectivamente. No obstante, este modelo es insuficiente para explicar la emisión de líneas en MIR o líneas a infrarrojo intermedio (del inglés *Mid-Infrared*).

#### *II. Modelo de estructura grumosa.*

La diferencia principal de este modelo con el que se mencionó previamente es que no existe relación entre la distancia y la temperatura de cada sección del toro, dado que la distribución del polvo no es uniforme, de esta forma, tanto los grumos internos como externos del toroide pueden estar expuestos de la misma forma a la fuente de radiación. La ventaja principal que ofrece este modelo es que explica la emisión del

<sup>21</sup> En esta tesis se alternará las palabras toroide o toro con el objetivo de evitar el pleonasma.

<sup>22</sup> Esto quiere decir que el medio es lo suficientemente opaco para evitar el paso de los fotones en el camino óptico del observador, sólo permitiendo ciertas longitudes de onda, en el caso del toroide las ondas del infrarrojo.

MIR, no obstante, no es suficiente para entender la emisión del infrarrojo cercano. La distribución de polvo en el toro puede estar determinada por el ambiente circungaláctico cercano del AGN (Mendoza, S., et. al. 2015)

- *Jet* ( $10^{-7} - 10^6$  parsecs).

Esta estructura es descrita como una expulsión de electrones altamente energéticos del núcleo activo, generalmente se presenta en AGN con gran emisión de radio o de rayos gamma. Su espectro de emisión es caracterizado principalmente por radiación sincrotrónica desde el radio hasta el ultravioleta. El mecanismo para generar rayos gamma se cree que se debe al efecto Compton y Compton inverso entre fotones y electrones ultrarelativistas. El jet es generado en el borde interno del disco de acreción y colimado por campos magnéticos muy intensos. Los mecanismos precisos no son del todo conocidos. Usualmente se ven dos chorros (*jets*) de plasma muy colimados eyectados en forma perpendicular al plano del disco de acreción.

La luz de los jets es altamente variable y polarizada. En algunos casos parece que las partes internas del jet se mueven a velocidad mayor a la de la luz, dando así un efecto llamado “superlumínico”, esto es causado porque el jet se observa con un ángulo pequeño (menor a  $10^\circ$  con respecto al camino óptico del observador). Esto se ve ejemplificado con la siguiente ecuación.

$$\beta_{aparente} = \frac{\beta \sin \theta}{1 - \beta \cos \theta} \quad (8)$$

Siendo  $\beta_{aparente}$  la velocidad aparente del fotón medida por el observador en tierra,  $\beta = v/c$ , con  $v$  la velocidad con la que sale el fotón del AGN y  $\theta$  el ángulo formado por la trayectoria de la partícula de luz y el camino óptico del que realiza la medición. Tomando como ejemplo  $\beta = 0.9$  (muy cercana a la velocidad de la luz) y un ángulo de  $\theta = 9^\circ$  la velocidad aparente del fotón sería aproximadamente de  $1.26c$ .

Esto y la intensificación de la luminosidad se deben a efectos de relatividad especial.

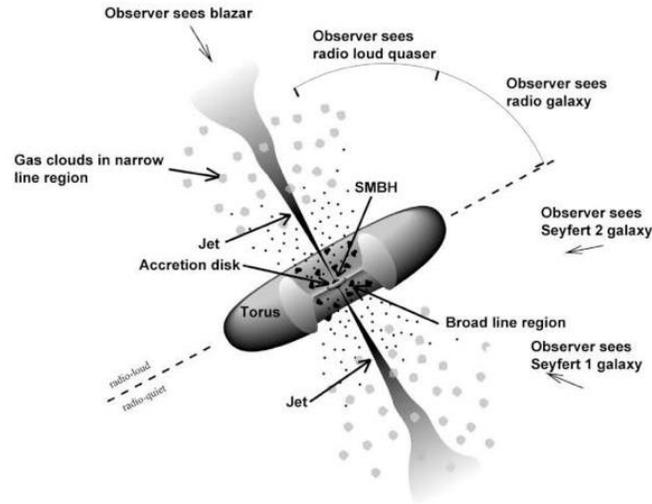


Figura 2: esquema de un núcleo activo con sus componentes principales en el modelo unificado, también muestra que la orientación es un papel importante para saber qué cuerpo se está observando (Exploring Active Galactic Nuclei, Febrero, 2016, <https://fermi.gsfc.nasa.gov/science/eteu/agn/>).

## PROCESOS FÍSICOS EN UN AGN

### ➤ Fotoionización.

La fotoionización es el principal proceso físico en el cual el gas y el polvo del AGN es ionizado y calentado, consiste en que la superficie del gas es expuesta a la radiación de la fuente central del núcleo activo. En este proceso existen dos fases en las cuales un ion es sometido en la fotoionización:

- Fase de ionización: El fotón incidente ioniza al átomo, el electrón desprendido pasa de un estado ligado a uno libre.
- Fase de recombinación: el electrón en estado libre es recapturado por un átomo, pasando así a un estado ligado.

Se define el parámetro de ionización como.

$$U = \frac{\int_{\nu}^{\infty} \frac{L_{\nu}}{h\nu} d\nu}{4\pi r^2 n_H c} \quad (9)$$

Donde U es el parámetro de ionización,  $L_{\nu}$  es la luminosidad monocromática en la frecuencia  $\nu$ , r es la distancia de la fuente ionizante a la región emisora de líneas y  $n_H$  es la densidad del hidrógeno.

Este valor es usado para conocer qué pasa cuando una radiación de cierta intensidad incide en un volumen de gas con cierta densidad.

Existen otros métodos de ionización de las nubes del núcleo activo como la colisión entre iones o un electrón libre y un ion, intercambio de cargas e incluso la ionización por efecto Compton.

Existen varios códigos para calcular modelos de fotoionización con el objetivo de explicar cómo ocurre dicho proceso en las nubes de gas en astrofísica. En los trabajos descritos de esta tesis se usará el código de CLOUDY.

➤ *Radiación sincrotrónica.*

La radiación sincrotrónica se produce cuando un electrón es acelerado a velocidades ultrarelativistas en campos magnéticos. Esto genera una distribución espectral de energía (SED del inglés *Spectral Energy Distribution*) en forma de ley de potencias.

➤ *Dispersión Compton y Compton inverso.*

La dispersión Compton ocurre cuando un fotón altamente energético colisiona con un electrón con energía menor. En la interacción, el electrón adquiere energía gracias al fotón, en cambio la partícula de luz pierde energía de esta forma.

$$\lambda_f - \lambda_0 = \frac{h}{m_e c} (1 - \cos \theta) \quad (10)$$

Donde  $\lambda_0$  y  $\lambda_f$  indican la longitud de onda del fotón antes y después de la colisión con el electrón,  $m_e$  la masa del electrón y  $\alpha$  el ángulo de dispersión de la partícula de luz.

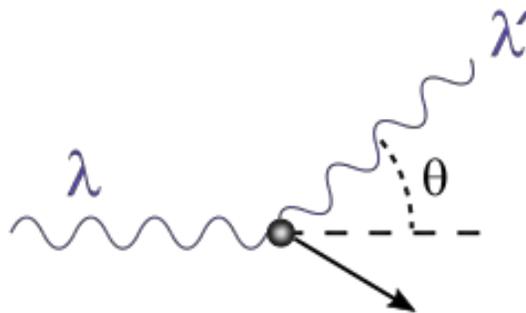


Figura 3: diagrama que ejemplifica la dispersión Compton, cabe mencionar que el fotón de longitud de onda  $\lambda$  es más energético antes de la colisión, cuando adquiere otra longitud de onda  $\lambda'$

(Compton scattering, Mayo, 2018,

[https://en.wikipedia.org/wiki/Compton\\_scattering#/media/File:Compton-scattering.svg](https://en.wikipedia.org/wiki/Compton_scattering#/media/File:Compton-scattering.svg)).

Cuando los electrones que están en el jet del AGN adquieren energías mayores a la de los fotones, se produce el efecto Compton inverso. Electrones ultrarelativistas le ceden energía a los fotones generando así fotones con longitudes de onda menores a las que tenían antes de la interacción y por lo tanto los electrones pierden dicha energía.

## CAPÍTULO 1

### ANÁLISIS DE COMPONENTES PRINCIPALES APLICADO A AGN

En el estudio de los AGN se descubrió que no todos los cuerpos presentan las mismas características, por lo que es necesario encontrar los parámetros que sean comunes en estos núcleos activos, para que de esta forma se logra identificar su naturaleza física y de ser posible construir un diagrama de evolución con esa información. Un ejemplo de diagramas de evolución es el diagrama H-R, cuyo objetivo es la clasificación de estrellas de acuerdo a su magnitud y temperatura.

Se construyó una clasificación entre los AGN, en este capítulo se describirá el uso de la herramienta denominada Análisis de las Componentes Principales (de las siglas en inglés PCA, *Principal Component Analysis*), el cual considera una matriz de correlación con todas las variables conocidas del fenómeno, se obtiene una transformación lineal con los valores y vectores propios que contienen la mayor parte de la descripción de las observables.

El método PCA, en el contexto de la astrofísica observacional es de gran ayuda, ya que de una matriz de correlación que contiene cientos de parámetros observables de varios núcleos activos se logra obtener una matriz de dimensión menor con sólo los valores indispensables. En los artículos de *General statistics and principal component analysis of multiwavelength properties of Seyfert Galaxies* (Dultzin-Hacyan, D. and Ruano, C., 1996) y *The emission-line properties of low-redshift quasi-stellar objects* (Boroson, T. and Green, R., 1992) se hizo este análisis (el primer artículo evaluando galaxias Seyfert y el segundo galaxias del tipo QSOs) de varias fuentes a bajo corrimiento al rojo<sup>23</sup>, con el objetivo de encontrar un modelo de unificación y describir la estructura interna de estos AGN.

Antes de entrar en el formalismo de las ecuaciones obtenidas de la matriz de correlación, es importante explicar el cómo se deduce dicha ecuación que describe el conjunto de datos observados. Para obtener esto es necesario utilizar un teorema de álgebra lineal que permite diagonalizar una matriz simétrica C con la cual, expresarla en términos de funciones que a su vez tenga relación con los valores propios y los vectores propios de un nuevo sistema. Este teorema es el denominado *Teorema espectral*.

---

<sup>23</sup> El corrimiento al rojo, o también definido como z es representada por la siguiente ecuación:  $z = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e}$ , donde  $\lambda_o$  es la longitud de onda observada en el cuerpo estelar y  $\lambda_e$  la correspondiente en la medida en un laboratorio.

## TEOREMA ESPECTRAL

Sea  $\rho: V \rightarrow V$  un operador simétrico<sup>24</sup> donde  $V$  es un espacio vectorial de dimensión finita con producto escalar sobre  $K= \mathbb{R}$ . entonces existen proyecciones ortogonales  $p_{V_{\lambda_i}}$ , de  $V$  en  $V_{\lambda_i}$  tales que:

- I.  $\rho = \lambda_1 p_{V_{\lambda_1}} + \dots + \lambda_s p_{V_{\lambda_s}}$
- II.  $p_{V_{\lambda_1}} + \dots + p_{V_{\lambda_s}} = I$ , siendo  $I$  la matriz identidad.
- III.  $p_{V_{\lambda_i}} \circ p_{V_{\lambda_j}} = 0$  si  $i \neq j$ .

La demostración de este teorema no será tratada en esta tesis, sin embargo se planteará un ejemplo de un caso simple para poder entender cómo se utiliza esto<sup>25</sup>.

Sea la siguiente matriz.

$$C = \begin{pmatrix} 4 & 5 & 0 \\ 5 & 4 & 0 \\ 0 & 0 & 3 \end{pmatrix} \quad (11)$$

Al ser la matriz  $C$  simétrica, también el operador  $\rho$  lo es, por lo que posee una descomposición espectral. Para obtener los eigenvalores se hace lo siguiente.

$$\begin{aligned} \det(\lambda I - C) &= \begin{vmatrix} \lambda - 4 & 5 & 0 \\ 5 & \lambda - 4 & 0 \\ 0 & 0 & \lambda - 3 \end{vmatrix} \\ &= (\lambda - 4) \begin{vmatrix} \lambda - 4 & 0 \\ 0 & \lambda - 3 \end{vmatrix} + 5 \begin{vmatrix} 5 & 0 \\ 0 & \lambda - 3 \end{vmatrix} \\ &= (\lambda - 4)(\lambda - 4)(\lambda - 3) + 25(\lambda - 3) \\ &= (\lambda - 3)[\lambda^2 - 8\lambda + 16 - 25] = (\lambda - 3)[\lambda^2 - 8\lambda - 9] \\ &= (\lambda - 3)(\lambda - 9)(\lambda + 1) \end{aligned} \quad (12)$$

Con esto se obtienen tres eigenvalores:  $\lambda = 3, \lambda = 9$  y  $\lambda = -1$

Con estos valores se puede calcular los espacios característicos generados por los eigenvectores para cada  $\lambda$ .

- Caso 1:  $\lambda = 3$

$$\lambda I - C = \begin{pmatrix} -1 & 5 & 0 \\ 5 & -1 & 0 \\ 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \rightarrow \begin{pmatrix} -1 & 5 & 0 \\ 5 & -1 & 0 \\ 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} x \\ y \\ z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 0 \\ 0 \\ 0 \end{pmatrix} \quad (12)$$

Construyendo el sistema de ecuaciones a partir de  $\lambda I - C$  se obtiene lo siguiente.

$$\begin{cases} -x + 5y = 0 \\ 5x - y = 0 \end{cases} \rightarrow \text{si } x = 5y \rightarrow 25y - y = 24y = 0 \therefore x = y = 0 \quad (13)$$

<sup>24</sup> Esto quiere decir que el operador puede expresarse con un polinomio característico con factores lineales sobre el campo de los números reales y los eigenvectores de  $\rho$  que corresponden a eigenvalores distintos son ortogonales. También puede aplicarse para el campo de los complejos, pero para fines prácticos sólo se evaluará el caso del campo real.

<sup>25</sup> Lluís-Puebla, E., 2008.

Como  $z$  es un parámetro libre, el eigenvector obtenido con  $\lambda$  es el siguiente.

$$V_{\lambda_1} = \{(0,0,a) | a \in \mathbb{R}\} \quad (14)$$

- Caso 2:  $\lambda = 9$

Utilizando el mismo proceso del caso 1 se obtiene el siguiente sistema de ecuaciones

$$\begin{cases} 5x - 5y = 0 \\ -5x + 5y = 0 \rightarrow x = y, z = 0 \\ 6z = 0 \end{cases} \quad (15)$$

El eigenvector calculado en este valor de  $\lambda$  es el siguiente.

$$V_{\lambda_2} = \{(b,b,0) | b \in \mathbb{R}\} \quad (16)$$

- Caso 3:  $\lambda = -1$

Por último, se utiliza de nuevo el mismo método para conocer el eigenvector que corresponde con este valor de  $\lambda$ .

$$\begin{cases} -5x - 5y = 0 \\ -5x - 5y = 0 \rightarrow x = -y, z = 0 \\ -4z = 0 \end{cases} \quad (17)$$

$$V_{\lambda_3} = \{(c,-c,0) | c \in \mathbb{R}\} \quad (18)$$

Considerando que el espacio de  $\mathbb{R}^3$  puede expresarse a partir de la suma de los tres eigenvectores se obtiene la siguiente ecuación.

$$(x,y,z) = (0,0,a) + (b,b,0) + (c,-c,0) \rightarrow \begin{cases} x = b + c \\ y = b - c \\ z = a \end{cases} \quad (19)$$

Ahora, con el nuevo sistema de ecuaciones, se tiene que expresar las proyecciones ortogonales en términos del viejo sistema de coordenadas  $(x,y,z)$  por lo que es necesario encontrar los valores de  $a$  y  $b$ .

$$b = y + c \rightarrow x = y + 2c \rightarrow c = \frac{x-y}{2} \text{ y } b = \frac{x+y}{2} \quad (20)$$

Por lo que las proyecciones ortogonales en el nuevo sistema son de la siguiente forma.

$$\begin{cases} p_{V_{\lambda_1}} = (0,0,z) \\ p_{V_{\lambda_2}} = \left(\frac{x+y}{2}, \frac{x+y}{2}, 0\right) \\ p_{V_{\lambda_3}} = \left(\frac{x-y}{2}, \frac{y-x}{2}, 0\right) \end{cases} \quad (21)$$

Finalmente, utilizando la propiedad 1 del teorema espectral se puede expresar el operador simétrico como suma de todas las proyecciones ortogonales de la siguiente manera.

$$\begin{aligned} \rho(x, y, z) &= \lambda_1 p_{V_{\lambda_1}} + \lambda_2 p_{V_{\lambda_2}} + \lambda_3 p_{V_{\lambda_3}} \\ &= 3(0,0,z) + 9\left(\frac{x+y}{2}, \frac{x+y}{2}, 0\right) - \left(\frac{x-y}{2}, \frac{y-x}{2}, 0\right) \end{aligned} \quad (22)$$

### ECUACIONES DETRÁS DEL PCA.

A continuación se describirá a grandes rasgos el proceso matemático que lleva a cabo el PCA.

1. Se considera un conjunto de N objetos con n mediciones variables (las observaciones) denotadas de la forma  $x_1, x_2, x_3, \dots, x_n$ , cada uno con el mismo peso estadístico  $1/N$ . En el nuevo sistema que se quiere hacer la transformación está definida por un conjunto de  $\xi_1, \xi_2, \dots, \xi_n$  y cumple con la siguiente condición, cada  $\xi_j$  está relacionado con  $x_i$  de la siguiente forma:

$$x_k = F(k, 1)\xi_1 + F(k, 2)\xi_2 + \dots + F(k, n)\xi_n \quad (23)$$

Donde cada  $F(k,i)$  es una función que depende de la coordenada de la variable k y al eje de  $\xi_i$ . Además, la transformación es ortogonal, por lo que es sólo una rotación en los ejes  $x_i$ .

2. El conjunto de ejes  $\xi_i$  es ahora, un conjunto de eigenvectores de la matriz de correlación C, cada elemento de la matriz C está definido por elementos de la transformación de la matriz de la siguiente forma:

$$C(x_k, x_1) = \lambda_1 F(k, 1)F(1,1) + \dots + \lambda_n F(k, n)F(1, n) \quad (24)$$

Donde cada  $\lambda_i$  es un eigenvalor.

3. Se puede normalizar cada  $x_i$  para obtener vectores unitarios en la rotación de la siguiente forma:

$$\xi'_i = \frac{\xi_i}{\sqrt{\lambda_i}} \quad (25)$$

Y considerando también una nueva función F' de la forma  $F'(i, k) = F(i, k)\sqrt{\lambda}$  se reescribe la observable  $x_i$  de la siguiente manera:

$$x_i = F'(i, 1)\xi'_1 + \dots + F'(i, n)\xi'_n \quad (26)$$

4. Volviendo a escribir cada elemento de la matriz de correlación C con las modificaciones anteriores, la matriz C se puede escribir de la siguiente manera.

$$C(x_k, x_1) = F'(k, 1)F'(1,1) + \dots + F'(k, n)F'(1, n) \quad (27)$$

5. En esta parte es donde se lleva a cabo la “disminución” de dimensiones de la matriz de correlación y por tanto, se obtienen los eigenvectores con las variables que caracterizan todas las observables, éstas deben satisfacer la

siguiente condición: si los últimos  $n-s$  factores (donde  $n$  es mayor que  $s$ ) no son significativos (mucho menores a 1) entonces pueden ser despreciables.

$$\lambda_n < \dots \lambda_{s+1} \ll 1$$

Por lo que cada componente de la matriz  $C$  se puede reescribir de la siguiente manera.

$$C(x_k, x_1) = F'(k, 1)F'(1, 1) + \dots + F'(k, s)F'(1, s) \quad (28)$$

Con esto se genera un subespacio de dimensión  $s$  necesario para describir las características observables de los AGNs (Dultzin-Hacyan, D. and Ruano, C., 1992).

Retomando el ejemplo utilizado para explicar el teorema espectral. Si se quisiera utilizar la condición del análisis de componentes principales del artículo de Dultzin-Hacyan, D. & Ruano, C., 1995 para disminuir la dimensión de la matriz característica (esto es que  $\lambda_{s+1} \ll 1$ ), entonces se podría deprecia la proyección ortogonal  $p_{V_{\lambda_3}}$ , por lo que la ecuación pasada se podría reescribir de la siguiente manera.

$$\rho(x, y, z) = 3(0, 0, z) + 9\left(\frac{x+y}{2}, \frac{x+y}{2}, 0\right) \quad (29)$$

Este es el principio con el cual se utiliza el análisis de las componentes principales para deducir el *Eigenvector 1*.

## RESULTADOS

A pesar de que ambos artículos previamente mencionados usan el mismo método, los resultados a los que llegaron son distintos. El *Eigenvector 1* obtenido por A. Boroson y Richard F. Green contiene los parámetros de las líneas de FeII, [OIII] y el ancho a media altura de H $\beta$ , en cuanto al *E1* obtenido por D. Dultzin-Hacyan y C. Ruano tenía los parámetros de las luminosidades a longitudes de onda y bandas específicas, como rayos X duros y suaves, luminosidad de H $\beta$  y en las bandas K y B.

Estas diferencias considerables son debido a las hipótesis empleadas en su estudio, así como la cantidad y el tipo de fuentes que se estudiaron. En el artículo de 1991 de A. Boroson y Richard F. Green consideraron 87 QSOs y una sola fuente de radiación (SMBH), además de que tomaron en cuenta tanto líneas prohibidas como permitidas (BLR y NLR). Mientras que en el artículo de 1995 de D. Dultzin-Hacyan y C. Ruano estudiaron 959 galaxias Seyfert de tipos 1 y 2, esto implicó la presencia de fuentes de radiación tanto térmica (estrellas) como no térmica (SMBH). Las luminosidades en algunas bandas de las Sy2 están dominadas por radiación estelar.

Posteriormente, con espectros de mayor calidad, se pudo definir un eigenvector más representativo usando sólo líneas anchas y el continuo en rayos X suaves (Sulentic, J. W., et al., 2000). Los parámetros usados son:

- $FWHM(H\beta)$ : ancho a media altura de la línea  $H\beta$  (del inglés full width at half maximum).
- $R_{FeII}$ : el cociente del ancho equivalente<sup>26</sup> de la línea de FeII entre el ancho equivalente de la línea de  $H\beta$ .
- $\Gamma_{soft}$ : potencia de fotones suaves en rayos X.

Estos tres parámetros generan el espacio de parámetros del denominado *Eigenvector 1* (o simplemente *E1*). Este valor propio (en particular en el plano óptico  $FWHM(H\beta)$  vs  $R_{FeII}$ ) dará lugar a un diagrama evolutivo para cuasares con dos parámetros fundamentales: masa del SMBH y la tasa de acreción o tasa de Eddington.

Posteriormente, en el año 2007 (Sulentic, J. W., et al. 2007), se incorporó formalmente una cuarta variable:

- *Asimetría y desplazamiento al azul del CIV $\lambda$ 1549.*

A este espacio se le denominó 4DE1.

En esta tesis se describirá la evolución histórica de la aplicación de este método a los AGN analizando los principales artículos de este tema. Los siguientes artículos, analizándolos en orden cronológico, tomarán este resultado con el objetivo de clasificar los núcleos activos y también describir la física involucrada en su interior, deduciendo las condiciones físicas y dinámicas de la región BLR. En el contexto del *E1* se hace una subdivisión de los AGN en dos grupos:

- ❖ Población A (del inglés *population A*, designada como Pop. A) en la cual el ancho a media altura de la línea de  $H\beta$  es menor o igual a  $4000 \text{ kms}^{-1}$ .
- ❖ Población B (del inglés *population B*, designada como Pop. B) las líneas de  $H\beta$  tienen un ancho a media altura mayor a  $4000 \text{ kms}^{-1}$ .

Inicialmente esta división fue empírica. Sin embargo, después resultó tener una base física. En los artículos que se mostrarán en los capítulos posteriores se verá que la división previamente mencionada representa diferencias reales entre varios tipos de cuasares.

---

<sup>26</sup> También denominada Equivalent Width o por sus siglas EW representa el área bajo la curva de una línea de emisión en un plano de intensidad luminosa vs. longitud de onda.

## CAPÍTULO 2

### PRIMEROS ESTUDIOS DE LA LÍNEA DE CIV $\lambda$ 1549 COMO POSIBLE CUARTO PARÁMETRO DEL *EIGENVECTOR 1*

Partiendo de los resultados previos del capítulo 1 y considerando sólo fuentes con bajo corrimiento al rojo, en este artículo se estudió la línea de CIV $\lambda$ 1549 como posible cuarto parámetro del espacio de parámetros del *Eigenvector 1*, observando su asimetría y desplazamiento al azul. Con esta información se pudo inferir la física del medio de la región de líneas de alta ionización, HIL (del inglés *High-ionization Lines*). Separando las poblaciones A y B en subgrupos denominados *bins* y considerando únicamente aquellos más extremos de la secuencia principal del *E1* se encontraron diferencias notorias en su cinemática. Esto podría indicar la posibilidad de dos tipos de núcleos activos distintos. El artículo analizado en este capítulo es el Bachev. R., et al., 2004.

En la siguiente imagen se muestran los subgrupos.

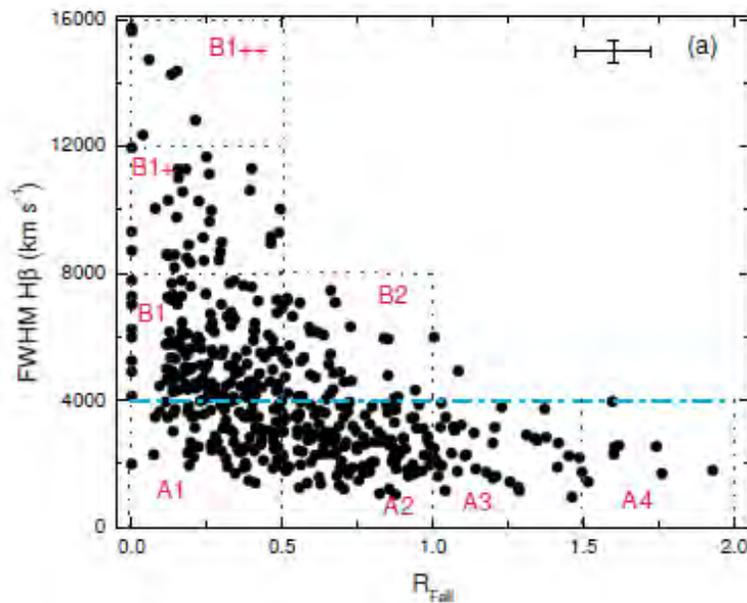


Figura 4: plano óptico del espacio de parámetros del *Eigenvector 1* con los nombres de los bins de las poblaciones A y B. En el eje horizontal es el ancho equivalente de FeII normalizada con el ancho equivalente de H $\beta$ , mientras que en el eje vertical es el ancho a media altura de H $\beta$  (Zamfir, S., et al., 2009, Figura 1.a).

Se consideraron 141 espectros del UV de AGN con  $z < 0.1$  analizados del telescopio espacial Hubble (de las siglas en inglés HST *Hubble Space Telescope*) y espectros ópticos propios. Se tomaron las fuentes de los bins A3 y B1+ como ejemplos característicos y extremos de las poblaciones A y B de la secuencia principal para describir la cinemática de la región BLR. Antes de hacer comparaciones espectrales

entre bins, es necesario eliminar el continuo subyacente generado por las líneas de emisión de FeII. Para este objetivo se usa el espectro de emisión de la galaxia *I Zw 1*, la cual tiene bien definido el continuo subyacente de hierro una vez ionizado. Con estas líneas se genera una plantilla de hierro o “templete” la cual, se escala para cada fuente con programas como Specfit para posteriormente eliminarla de la emisión total. También se usa el programa previamente mencionado para realizar ajustes con gaussianas o lorentzianas para cada línea o componente de éstas.

Una vez eliminada la “contaminación” generada por los multipletes de FeII se obtuvieron las distintas líneas de emisión representativas en cada bin.

En la imagen 4 se puede observar una especie de “codo” en la secuencia principal de esta proyección en el plano óptico del espacio de parámetros, esta fue la primera de las evidencias de una posible distinción de dos tipos de núcleos activos en el *Eigenvector 1*. Dicha diferencia puede ser debida a diferentes orientaciones con respecto a la línea de visión, o más probablemente a las condiciones cinemáticas de las regiones de emisión, involucrando así a la tasa de Eddington o sólo una secuencia principal que muestra un cambio gradual en la mencionada tasa de Eddington o en el parámetro de ionización.

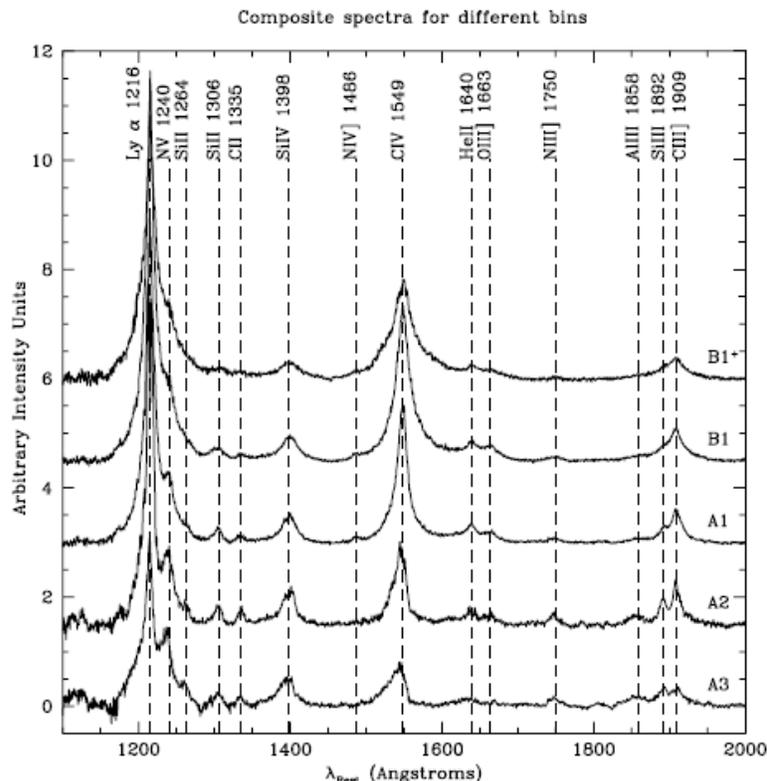


Figura 5: espectro de emisión medio con sus líneas de emisión en una ventana óptica de longitud de onda entre 1000-2000 Å (Bachev, R., et al., 2004, Figura 2).

En el análisis de las líneas de emisión UV en cada bin se lograron ver diferencias que cambiaban a lo largo de la secuencia principal del *E1*. Ejemplo de esto es

observado en las emisiones de los iones  $\text{MgII}\lambda 2800$ ,  $\text{CIV}\lambda 1549$  y  $\text{OVI}\lambda 1034$ , ya que se mostró un incremento de intensidad hasta cuatro veces entre los bins extremos de las poblaciones A hasta el B.

También los cocientes de las líneas de  $\text{SiIII}\lambda 1892/\text{CIII}\lambda 1909$  muestran decremento de intensidad a lo largo de la secuencia principal desde el bin A3 hasta el B1+, esto en un factor de cuatro.

La diferencia más notable en los espectros de emisión más representativos en los bins es encontrada en la línea de  $\text{CIV}\lambda 1549$ , la cual será analizada a continuación.

## DIFERENCIAS EN LA LÍNEA DE $\text{CIV}\lambda 1549$ EN LAS POBLACIONES A Y B

A continuación se mostrará lo que se logró estudiar al realizar los ajustes a la línea de emisión de  $\text{CIV}\lambda 1549$  en los distintos bins de la secuencia principal.

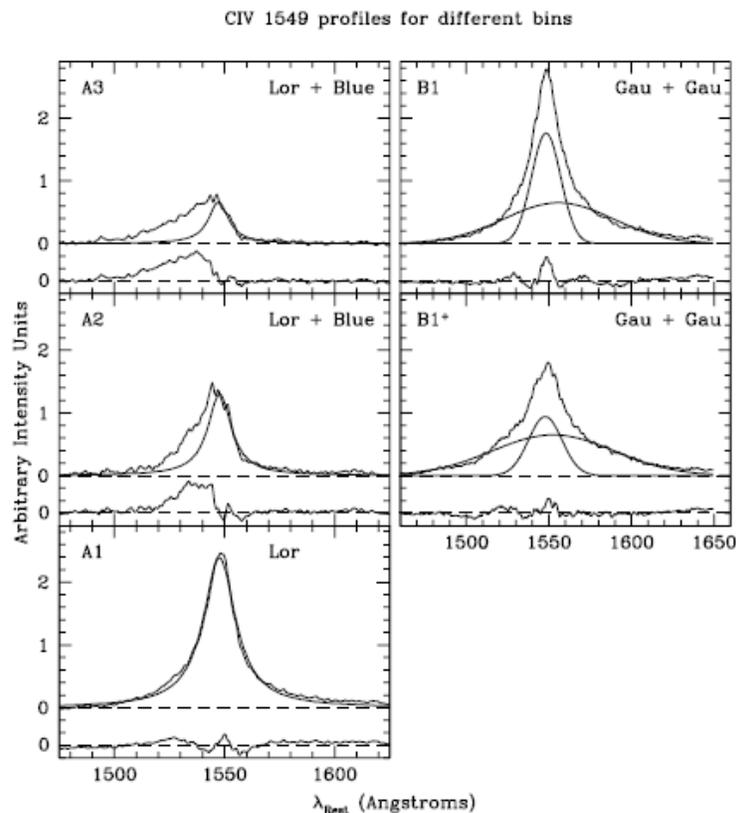


Figura 6: perfiles de línea del  $\text{CIV}\lambda 1549$  en cada bin (Bachev, R., et al. 2004, figura 4).

Se observó que los mejores ajustes a las líneas de CIV en las poblaciones A y B son ajustes lorentzianos y gaussianos respectivamente. Algo importante que se debe recalcar es el corrimiento al azul y un perfil asimétrico que se puede ajustar añadiendo una componente azul de la línea en los espectros de núcleos activos de la población A, siendo ambos (corrimiento y asimetría al azul) atenuada conforme

se analizan bins más extremos de la secuencia principal del *Eigenvector 1*. Este corrimiento, junto con la asimetría notoria en los bins de la pop. A pueden dar indicio de que parte de las nubes que emiten las HIL tienen movimientos radiales determinados por la presión de radiación de un viento. Estos vientos no están presentes en la pop. B (al menos para  $z < 0.1$ ).

Comparando los espectros de emisión de los AGN radio callados y radio emisores en el contexto del *Eigenvector 1* se llega a una conclusión: mientras gran parte de la pop. A. dominan fuentes RQ, en la pop. B se encuentran fuentes RL y algunas RQ, esto es un punto a favor de la clasificación por poblaciones propuesta en el contexto del espacio de parámetros, ya que en sólo dos subgrupos se concentran gran parte de los núcleos activos de tipo I.

### **APORTES DE ESTE TRABAJO EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR 1***

Un aspecto de suma importancia en este artículo es la posible inclusión de la asimetría y corrimiento al azul del CIV $\lambda$ 1549 como posible cuarto parámetro del espacio de parámetros del *Eigenvector 1*. Esto fue retomado en los trabajos posteriores y fue formalizado para crear así el espacio de cuatro dimensiones que se utiliza actualmente en la clasificación de los AGN de tipo I. También brindó evidencias que confirman la existencia de dos tipos de núcleos activos, los cuales son parte de las poblaciones A y B y de la división de  $FWHM(H\beta) \approx 4000 \text{ km s}^{-1}$ , ya que incluso en el artículo de Sulentic, J. W., et al. 2000 parecía un tanto arbitraria.

## CAPÍTULO 3

### RELACIÓN ENTRE LA MASA DEL HOYO NEGRO SUPERMASIVO Y LA TASA DE ACRECIÓN EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR 1*

En esta investigación se consideraron más cuasares en comparación con el artículo descrito en el capítulo anterior (300 en total). El rango del corrimiento al rojo se incrementó considerablemente, por lo que ahora se consideraron  $z$  entre 0 y 2.5.

Con ayuda del FWHM( $H\beta$ ) se calculó la masa virial del hoyo negro y la tasa de acreción, estos valores guardan una relación estrecha en el contexto de *E1*. No se observan SMBH con masas superiores del orden de  $10^{10} M_{\odot}$  y no se muestran acreciones de super-Eddington ( $L/L_{Edd} > 1$ ) en los corrimientos al rojo previamente contemplados. El artículo analizado en este capítulo es el Sulentic, J. W., et al., 2006.

### OBTENCIÓN DEL RADIO DE LA REGIÓN BLR Y POSIBLE ALTERNATIVA

Un sistema virializado es una hipótesis aceptada en la comunidad astronómica para explicar la dinámica del disco de acreción y sus alrededores. Esto es considerado para el gas que emite la línea ancha de  $H\beta$  que es un parámetro primordial en el contexto de *E1*. No obstante, la suposición de un medio únicamente virializado no aplica si se analizan líneas de alta ionización como es en el caso del CIV, ya que estas líneas frecuentemente muestran movimientos radiales en su desplazamiento y asimetría al azul.

Es este artículo, se calcularon las masas de distintos SMBH de 300 AGN, la ecuación responsable de este análisis es la siguiente:

$$M_{BH} = \frac{v^2 r_{BLR}}{G} \quad (30)$$

Donde  $v$  es la velocidad tangencial del gas emisor a una distancia  $r_{BLR}$ ,  $G$  es la constante de gravitación y  $r_{BLR}$  el radio de la región BLR. La velocidad de rotación es encontrada con la siguiente relación.

$$v = fFWHM \quad (31)$$

Donde  $f$  es un factor que depende de la simetría y la cinemática del disco y FWHM es el ancho a media altura de una línea emisora (en este caso se usó la componente gruesa de  $H\beta$ ). Para conocer el radio que comprende desde el SMBH hasta las nubes externas de la región de líneas anchas, en bajos corrimientos al rojo, se utiliza un método que se auxilia de la luz como medidor de dicha zona, este método es denominado mapeo de reverberación.

El mapeo de reverberación analiza el tiempo de respuesta de las líneas de emisión ante las variaciones del continuo. Supongamos una región BLR con geometría de cascarón esférico, en la cual, se genera una perturbación espontánea en el centro, que genera una variación en el continuo de manera uniforme hacia todas las direcciones a la velocidad de la luz. Esta variación a su vez genera una respuesta en la variación de las líneas anchas debido a que están muy cerca. Para conocer la distancia  $r_{BLR}$  basta con la siguiente ecuación.

$$r_{BLR} = tc \quad (32)$$

Donde  $t$  es el tiempo que tarda la luz en alcanzar la región de la BLR, partiendo del centro del cascarón, alcance la nube BLR. Cuando los fotones llegan al gas son absorbidos y reemitidos a un tiempo que depende directamente del tiempo de recombinación. El tiempo de recombinación se mostrará a continuación.

$$t_{rec} = 40n_{11}^{-1} s \quad (33)$$

Donde  $n_{11} = \frac{n_e}{10^{11} cm^{-3}}$  y  $n_e$  es la densidad electrónica.

También se puede conocer el tiempo de respuesta de las nubes BLR debido a las variaciones del continuo del AGN. En el ejemplo que se ha presentado se tiene la ecuación de respuesta también conocida como función de transferencia de la siguiente forma.

$$\psi(\tau)d\tau = 2\pi rcd\tau \quad (34)$$

Donde  $\tau$  es la respuesta del sistema en un lapso de tiempo. El mapeo de reverberación, con ayuda de la computación actual, busca resolver esa función de transferencia<sup>27</sup>, se hacen varias suposiciones para utilizar dicha herramienta, las más relevantes para fines de esta tesis son las siguientes (Peterson, B., 1997):

- En el AGN sólo existe una fuente central y de menor tamaño que la BLR la cual genera el continuo.
- Los fotones se propagan libremente en las nubes del gas de líneas anchas.

El inconveniente del mapeo de reverberación es que se requiere de una observación continua de una sola fuente por varios telescopios y en grandes lapsos de tiempo. Se requiere monitorear tanto las variaciones del continuo ionizante como las variaciones en la respuesta de las líneas. El continuo ionizante es el UV, por lo que en un principio se usó el telescopio espacial. Afortunadamente, en el artículo publicado por Kaspi et. al., 2005 se encontró una relación entre el espectro ultravioleta y el espectro óptico a 5000 Å. Así se mejoró sustancialmente el mapeo de reverberación ya que sólo se observan las variaciones del continuo óptico y el espectro visible de un AGN, disminuyendo así la dificultad del monitoreo. La relación encontrada empíricamente por Kaspii es  $r_{BLR} \propto (\lambda L_\lambda)^\alpha$ , donde  $L_\lambda$  es la luminosidad

<sup>27</sup> Función de transferencia:  $L(t) = \int_{-\infty}^{\infty} \psi(\tau)C(t - \tau)d\tau$

correspondiente a cierta longitud de onda  $\lambda$  (en los cálculos de masa de hoyo negro se considera  $\lambda=5000 \text{ \AA}$ ) y  $\alpha$  es un valor entre 0.5 y 1.0. En esta ecuación se hicieron correcciones bolométricas con respecto a la longitud de onda que se utilizó.

## RESULTADOS

La ecuación para conocer la masa del hoyo negro (en unidades de masas solares) es la siguiente.

$$M_{BH} \approx 5.48 \times 10^6 \left[ \frac{\lambda L_{\lambda}}{10^{44} \text{ erg s}^{-1}} \right] \left( \frac{FWHM(H\beta_{BC})}{1000 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 \quad (35)$$

Con los datos de este artículo y datos previos a bajo corrimiento al rojo ( $z < 0.1$ ) fundamentalmente obtenidos en San Pedro Martir (SPM) se obtuvo la siguiente gráfica de corrimiento al rojo vs. masa del hoyo negro.

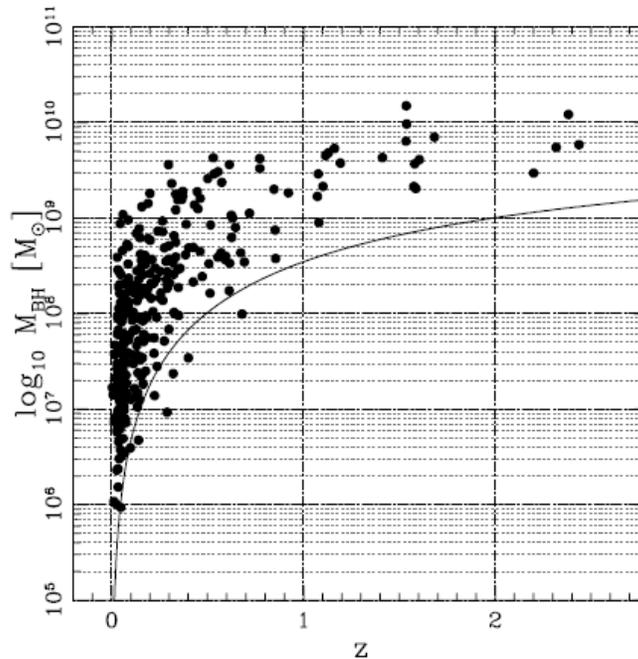


Figura 7: deducción de las masas de hoyos negros de AGN y su relación con el corrimiento al rojo  $z$  (Sulentic, J. W., et al. 2006, figura 3).

Se determinó que las masas de los SMBH de los AGN crecen conforme se encuentren más alejadas de nuestro universo local, por lo que existe una relación entre el corrimiento a rojo y la masa de los hoyos negros la cual es la siguiente: a mayor corrimiento al rojo mayor masa del “monstruo<sup>28</sup>”. No obstante, al menos a  $z$  intermedios la masa de estos cuerpos no parece exceder los órdenes de magnitud de  $10^{10} M_{\odot}$ .

<sup>28</sup> Forma coloquial de referirse al agujero negro de un AGN.

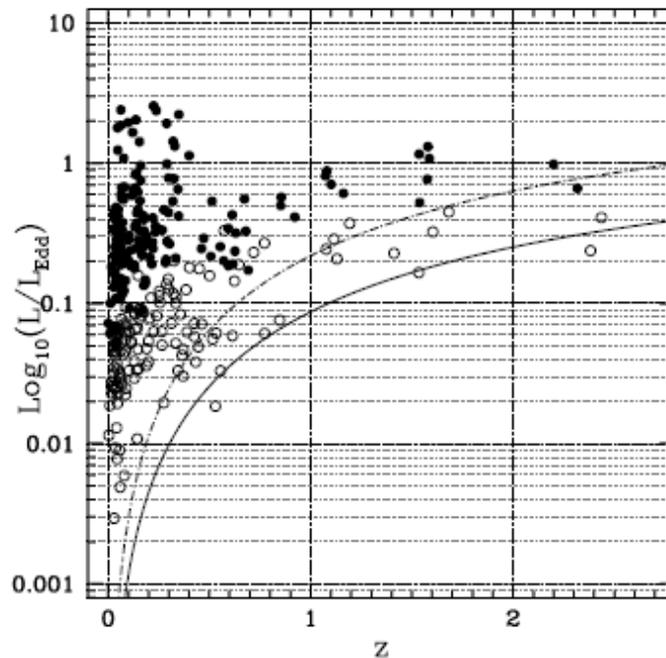


Figura 8: tasas de Eddington de los cuasares y su relación con el corrimiento al rojo (Sulentic, J. W., et al. 2006, figura 7).

Al igual que con las masas de los hoyos negros, se encontró también una relación entre el corrimiento al rojo y la tasa de acreción de los AGN, aproximándose bastante a 1, sin embargo nunca superándolo. Esto descarta la posibilidad de la existencia de fuentes de tipo super-Eddington al menos a bajo e intermedio corrimiento al rojo.

Finalmente, la relación que existe entre esta información en el contexto de *Eigenvector 1* es que en la secuencia principal del plano óptico (previamente descrito en el capítulo anterior) muestra que en los bins más extremos de la pop. A aumenta la tasa de acreción y disminuye la masa del agujero negro, mientras que en los subgrupos de la pop. B ocurre el caso inverso.

### ¿HAY POSIBILIDAD DE ENCONTRAR HOYOS NEGROS CON MASAS DE ORDEN SUPERIOR A LOS $10^{10} M_{\odot}$ ?

Como se mencionó anteriormente, no se encontraron SMBH cuyas masas superaran el orden de  $10^{10} M_{\odot}$  a bajo e intermedio corrimiento al rojo. No obstante, en una investigación hecha por Ferrarese, L. y Merritt, D. del año 2000 consideraron una posibilidad de que hubieran masas de hoyos negros superiores al valor previamente mencionado. Estos autores encontraron que hay una proporcionalidad

entre la masa del hoyo negro y la del bulbo galáctico, esto considerando únicamente las galaxias del universo local. Para determinar la masa del bulbo galáctico, se miden las velocidades de dispersión de la estrellas del bulbo. Nunca se han encontrado velocidades mayores a  $700 \text{ km s}^{-1}$ . Esto implica masas del bulbo que según la correlación descrita arriba, implican masas de hoyos negros nunca mayores a  $10^{10} M_{\odot}$ . Si esta hipótesis es correcta para objetos con alta  $z$ , entonces las masas de sus agujeros negros no podrían ser superiores al valor previamente mencionado.

### **APORTES DE ESTE TRABAJO EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR 1***

En el contexto del plano óptico del espacio de parámetros del *E1* se encontró una relación estrecha entre las tasas de acreción y la masa del SMBH en la secuencia principal. Siendo esta la siguiente:

- En las poblaciones A más extremas de la secuencia principal se encuentran fuentes con masas de hoyos negros pequeñas, pero con tasas de acreción grandes.
- En las poblaciones B más extremas de dicha secuencia se encontraron AGN con agujeros negros con mayor masa pero con menor tasa de acreción.

Esto refuerza la suposición de que existen dos tipos distintos de núcleos activos en el *Eigenvector 1*.

## CAPÍTULO 4

### ASIMETRÍA Y DESPLAZAMIENTO AL AZUL DE LA LÍNEA DE CIV $\lambda$ 1549 COMO CUARTO PARÁMETRO DEL ESPACIO DEL *EIGENVECTOR 1* (DENOMINADO AHORA *4DE1*).

En los artículos previos se mencionó la posible inclusión de un cuarto parámetro en el *E1* para completar la comprensión de los AGN. Dicho valor era conformado por el desplazamiento al azul observado en la componente gruesa de la línea del CIV y de su asimetría. Esto refuerza la hipótesis fundamental de la existencia de dos poblaciones analizado en el plano óptico del *E1*, ya que las pop. A muestran las características previamente mencionadas en su espectro de emisión, incrementando la asimetría y el corrimiento de manera secuencial conforme se consideran bins más extremos de la secuencia principal. La información otorgada por el cuarto parámetro, como se especulaba desde el artículo de Bachev, R., et al. 2004, está relacionada con el disco de acreción, mostrando indicios de movimientos radiales en el gas de alta ionización (eyección o viento) que es el más cercano al hoyo negro, en las fuentes cuyo  $\text{FWHM}(\text{H}\beta) \leq 4000 \text{ km s}^{-1}$ . El artículo analizado en este capítulo es el Sulentic, J. W., et al. 2007.

### ANALIZANDO LA LÍNEA DE CIV $\lambda$ 1549

Se usaron las siguientes herramientas estadísticas para analizar los espectros de emisión de 130 AGN con alto índice del S/N<sup>29</sup>.

Considerando diferentes intensidades (con  $i=0, 1, 2, 3, 4$ ).

$$c \left( \frac{i}{4} \right) = \frac{\lambda_B + \lambda_R - 2\lambda_0}{2\lambda_0} c \quad (36)$$

Esta ecuación es el índice de cambio del centroide, donde  $\lambda_B$  y  $\lambda_R$  son la longitud de onda del AGN de la componente azul y roja de dicha emisión respectivamente,  $c$  es la velocidad de la luz y  $\lambda_0$  es la longitud de onda medida en el laboratorio.

Se define el índice de asimetría (I.A.), donde ahora,  $\lambda_p$  es la longitud de onda a 9/10 de su intensidad neta y las demás longitudes de onda se consideran solo 1/4 de su intensidad.

$$I.A. = \frac{\lambda_B(1/4) - \lambda_R(1/4) - 2\lambda_p}{\lambda_p} \quad (37)$$

---

<sup>29</sup> Cociente de señal a ruido.

$$curt = \frac{\lambda_R(3/4) - \lambda_B(3/4)}{\lambda_R(1/4) - \lambda_B(1/4)} \quad (38)$$

Este último modelo matemático es el índice de curtosis, donde ahora las longitudes de onda son dependientes a la intensidad, ya sea a 1/4 o 3/4 de la misma.

Con estas ecuaciones se logró conocer la naturaleza de los AGN en cada población. Por ejemplo los núcleos activos con  $FWHM(H\beta) \leq 4000 km s^{-1}$  son parecidos a las fuentes radio calladas y tienen mayor cambio de centroide hacia al azul, en cambio las fuentes de la población B muestran ensanchamiento gradual en su espectro de emisión del CIV sin desplazamiento y simétrico (para esta muestra a baja z). Una suposición en el aspecto evolutivo de los cuasares es que los que pertenecen a la pop. B pueden ser aquellos núcleos activos en etapa final por su baja tasa de Eddington, esto se había especulado previamente (Sulentic, J. W., et. al. 2006) por lo que se había descrito con anterioridad en la secuencia principal del plano óptico del 4DE1.

## CARACTERÍSTICAS PRINCIPALES EN LAS FUENTES DE LAS POBLACIONES A Y B

Con ayuda de las investigaciones previas y con lo observado, se pudo concluir que existen varias características que diferencian a las dos poblaciones A y B. A continuación se enlistarán las características principales que presentan los núcleos activos dependiendo en qué población se encuentren.

### Pop. A.

- $FWHM(H\beta) \leq 4000 km s^{-1}$
- Emisión muy intensa de multipletes de FeII, dando un cociente elevado de  $R_{FeII}$ .
- Exceso de fotones de rayos X suaves.
- Altas tasas de acreción y bajas masas del hoyo negro.
- Corrimiento y asimetría al azul de las líneas de CIV.
- Ajuste de la línea de CIV de forma lorentziana.

### Pop. B.

- $FWHM(H\beta) > 4000 km s^{-1}$
- Poca emisión de las líneas de FeII, por lo que el cociente de  $R_{FeII}$  es menor en comparación con su contraparte.
- Nula emisión de fotones de rayos X suaves.
- No muestra corrimiento al azul ni asimetría en la línea de CIV.
- Ajuste a la línea de CIV con una gaussiana.
- Baja tasa de acreción y masa del hoyo negro mayor.

En el artículo de Sulentic, J. W., et al. 2006 se mostró la ecuación para calcular la masa del agujero negro considerando la línea de emisión H $\beta$  y que tiene una dinámica de un sistema virializado. En este trabajo se consideró como alternativa la línea de CIV para conocer las masas de agujeros negros de AGN a corrimientos al rojo mayores, porque está corrida al óptico. Sin embargo, hay que tener cuidado de separar la componente virial y usar sólo la componente gruesa para medir el FWHM porque en los objetos de la población A hay que separar la componente azul de gas que no está virializado.

### **APORTES DE ESTE TRABAJO EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR 1***

Si bien en las investigaciones previas se especulaba que la asimetría y el corrimiento al azul de la línea del CIV era el posible cuarto parámetro del  $E1$ , en este artículo se encontraron las pruebas suficientes para incorporarlo en el espacio de parámetros, convirtiendo el espacio del *Eigenvector 1* de tres a cuatro dimensiones.

Las características descritas para diferenciar fuentes de la secuencia principal en dos poblaciones también dieron sustento suficiente para confirmar la existencia de dos tipos diferentes de AGN, facilitando así su descripción. También se abrió un nuevo tema de investigación: conocer la naturaleza de los núcleos activos lejanos (a alto corrimiento al rojo). Esto no tuvo una respuesta clara hasta el año 2012, en el artículo de Negrete, C. A., et al. 2012 muestra un método para conocer el radio de la BLR y la masa del hoyo negro para cuasares más lejanos ( $2 < z < 3$ ). Esto se describirá posteriormente a partir del capítulo seis.

## CAPÍTULO 5

### MÁS EVIDENCIA DE LA BRECHA DE POBLACIONES EN EL PLANO ÓPTICO DEL *EIGENVECTOR 1* EN $FWHM(H\beta) \approx 4000 \text{ km s}^{-1}$ .

En los artículos previos se definió en el plano óptico del espacio de parámetros dos tipos de AGN de tipo I, las poblaciones A y B. Esto fue propuesto desde el año 2000 en el artículo de Sulentic, J. W., et al., 2000 (previamente mencionado en el capítulo 1), en él se considera una brecha de separación de dichas fuentes utilizando el ancho a media altura de la línea de  $H\beta$ . Esta separación, si bien ha tenido sustentos observacionales y analíticos obtenidos gracias a los espectros de emisión de la región BLR inicialmente fue propuesta empíricamente a partir de la apariencia de la distribución de los objetos en el plano óptico del *E1*. En este artículo se buscó mediante el estudio de los espectros compuestos y las herramientas estadísticas utilizadas en el capítulo cuatro, encontrar una alternativa de separación de las poblaciones en la secuencia principal del *4DE1*. Ésta se encontró en el cociente de  $R_{FeII} \sim 0.5$ . El artículo analizado en este capítulo es el Zamfir, S., et al. 2009.

En el estudio de los núcleos activos se han considerado diferentes propiedades de éstos como principales características que influyen en su clasificación en el *Eigenvector 1*. Los principales discriminantes en los cuasares de tipo I son la masa del hoyo negro, la luminosidad y la tasa de acreción. Con estos parámetros se puede hacer una descripción de la física en el interior de dichos AGN. Sin embargo, la obtención de esta información se complica al analizar los espectros de línea de las fuentes. Como se había mencionado en los capítulos pasados, los multipletes de FeII crean un pseudocontinuo subyacente que complica dicho análisis.

Ante este problema se han considerado otros discriminantes para este análisis, como lo son el espín del agujero negro, la estructura del disco de acreción o la relación del AGN con la galaxia *host*. En el contexto del *4DE1*, gracias a la tasa de acreción, se ha especulado una relación entre los bins (ver imagen 4) y una evolución a lo largo del tiempo de los núcleos activos, siendo las fuentes de la pop. A una etapa temprana por su alta tasa de acreción, caso opuesto con los de la pop. B.

## ALTERNATIVAS DE DIVISIÓN DE POBLACIONES DE AGN

Se estudiaron los espectros compuestos de los núcleos activos y se utilizaron las mediciones de: índice de asimetría, cambio en el centroide y curtosis. Con el fin de encontrar una correlación entre el FWHM(H $\beta$ ), el cociente  $R_{FeII}$  y con los valores obtenidos por las ecuaciones a continuación.

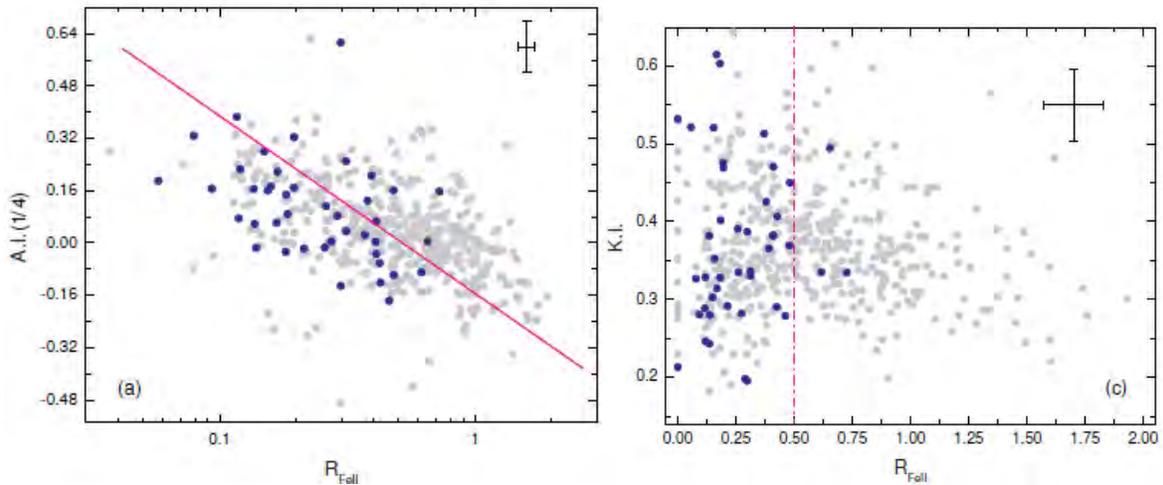
$$I.A. \left( \frac{1}{4} \right) = \frac{v_{r,R} \left( \frac{1}{4} \right) + v_{r,B} \left( \frac{1}{4} \right) - 2v_{r,p}}{v_{r,R} \left( \frac{1}{4} \right) - v_{r,B} \left( \frac{1}{4} \right)} \quad (39)$$

$$curt = \frac{v_{r,R} \left( \frac{3}{4} \right) - v_{r,B} \left( \frac{3}{4} \right)}{v_{r,R} \left( \frac{1}{4} \right) - v_{r,B} \left( \frac{1}{4} \right)} \quad (40)$$

$$c(x) = \frac{v_{r,B}(x) + v_{r,R}(x)}{2} \quad (41)$$

Donde  $v_{r,B}$  y  $v_{r,R}$  se refieren al corrimiento de velocidades del ala azul y roja respectivamente (a la altura especificada del perfil) calculados con respecto al sistema en reposo del cuasar. El cambio del centroide se referirá a  $x=1/4$  de la intensidad, denominándose la base, mientras que el pico será con  $x=9/10$  (Zamfir, S., et al., 2009).

Se graficaron los resultados del cambio de centroide, índice de asimetría y curtosis (algunas como el cambio del centroide a diferentes intensidades fueron normalizadas con su ancho a la intensidad correspondiente) con el FWHM(H $\beta$ ) o con el cociente de líneas de hierro  $R_{FeII}$ . Los resultados más interesantes se encontraron al comparar el índice de asimetría y la curtosis con respecto al ancho equivalente de FeII normalizado con H $\beta$ .



Figuras 9 y 10: gráficas que comparan el cociente  $R_{FeII}$  con respecto al índice de asimetría y la curtosis respectivamente (Zamfir, S., et al. 2009, figura 9).

En las gráficas se representaron las fuentes de la pop. B con los puntos de color azul, mientras que las pertenecientes de la pop. A con color gris. Se observó que los AGN del grupo B tienden a tener una emisión menor de hierro, esto se ve reflejado en el cociente de  $R_{FeII}$  y por tanto se encuentra una tendencia de éstos objetos a encontrarse aglomerados en la parte izquierda de ambas gráficas, siendo una nueva división poblacional en el valor de  $R_{FeII} \approx 0.5$ . Esto ya se había concluido anteriormente en el artículo de Sulentic, J. W., et al., 2007, el cual considera que las fuentes de la pop. B carece de emisión de hierro. Sin embargo, el cálculo de estos valores presenta mayor dispersión de errores, por lo que, aun pareciendo arbitrario, la brecha definida en  $FWHM(H\beta) \approx 4000 km s^{-1}$  sigue siendo la mejor opción al presentar alteraciones en sus incertidumbres despreciables.

### **APORTES DE ESTE TRABAJO EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR 1***

En este trabajo finalmente se formalizó la diferencia poblacional de los cuasares de la secuencia principal, esto reflejado en la nueva justificación en la brecha entre poblaciones.

## CAPÍTULO 6

### UN NUEVO METODO PARA CALCULAR $r_{BLR}$ Y MASA DEL HOYO NEGRO.

En el artículo de Sulentic, J. W., et al. 2007 se consideró la línea de CIV como posible parámetro para conocer la masa virializada del agujero negro que habita el interior de un núcleo activo a corrimientos al rojo mayores a 3. Sin embargo, esta línea UV que se puede observar en el óptico para cuasares lejanos, es compleja y tiene varias componentes. El mayor problema, sin embargo es la determinación de  $r_{BLR}$ . En este artículo se estudió un nuevo método para conocer la naturaleza de la BLR en dichos cuerpos, y de esta forma calcular el radio de la región de líneas anchas y la masa del SMBH.

Se usaron cocientes de líneas observadas para una fuente de la población A y otra de la B (I Zw 1 y SDSS J12014+0116 respectivamente) obtenidos de modelos de fotoionización con el programa CLOUDY, con la finalidad de conocer los valores del parámetro de ionización y de la densidad electrónica de las nubes BLR. Ambos son indispensables para calcular el radio de la BLR y finalmente la masa del hoyo negro. El artículo analizado en este capítulo es el Negrete, et al. 2012.

### ANALIZANDO LAS FUENTES CON SPECFIT

Con ayuda de la subrutina *specfit* de IRAF, se estudiaron las líneas de emisión del SiV y CIV, también se resolvieron los multipletes en tres secciones de longitudes de onda distintas: 1400, 1550 y 1900 Å. En cada uno de ellos se encontraron características únicas:

- Sección de 1400 Å: se encuentran la línea de SiIV $\lambda$ 1397 y una componente corrida al azul de las líneas de SiIV $\lambda$ 1397 y OIV $\lambda$ 1404.
- Sección de 1550 Å: línea de CIV $\lambda$ 1549 con contaminación de FeII y SiII $\lambda$ 1531 en la fuente I Zw 1. En SDSS J12014+0116 se observa la línea HeII $\lambda$ 4686 también corrida al azul.
- Sección de 1900 Å: líneas tales como SiII $\lambda$ 1814, AlIII $\lambda$ 1860, CIII $\lambda$ 1909 y SiII $\lambda$ 1862 son encontradas en esta sección.

Con estas líneas ajustadas y medidas se definieron cocientes de línea y se compararon con los valores teóricos derivados de CLOUDY para una gama de parámetros abiertos en intensidad y parámetro de ionización. A continuación se menciona como los cocientes de línea describen los valores previamente mencionados<sup>30</sup>:

---

<sup>30</sup> Negrete, C. A., et al. 2012.

- $\text{Al III } \lambda 1860 / \text{Si III } \lambda 1892$ : permite conocer la densidad de la BLR, siendo ésta elevada, entre los órdenes de magnitud entre  $10^{11}$  a  $10^{13} \text{ cm}^{-3}$ .
- $\text{Si III } \lambda 1814 / \text{Si III } \lambda 1892$  y  $\text{Si IV } \lambda 1397 / \text{Si III } \lambda 1892$ : auxilian en calcular el factor de ionización. También muestran cierta independencia a la metalicidad del AGN.
- $\text{Si IV } \lambda 1397 / \text{C IV } \lambda 1549$ : es poco sensible a la forma del continuo y a la temperatura interna de la región BLR, esto porque tanto su estado base como su estado excitado son similares.

Variando la metalicidad de los AGN (siendo los dos casos contemplados la de 1 metalicidad solar  $Z$  y otra cinco veces de ésta con abundancia en aluminio y silicio,  $5Z_{\odot} \text{ AlSi}$ ), variando también el parámetro de ionización y la densidad del medio se construyeron planos en los cuales se proyectaron varios gradientes con la información de los cocientes de líneas de emisión, dichos gradientes son los denominados *Isocontornos*, los cuales se muestran a continuación.

### ISOCONTORNOS

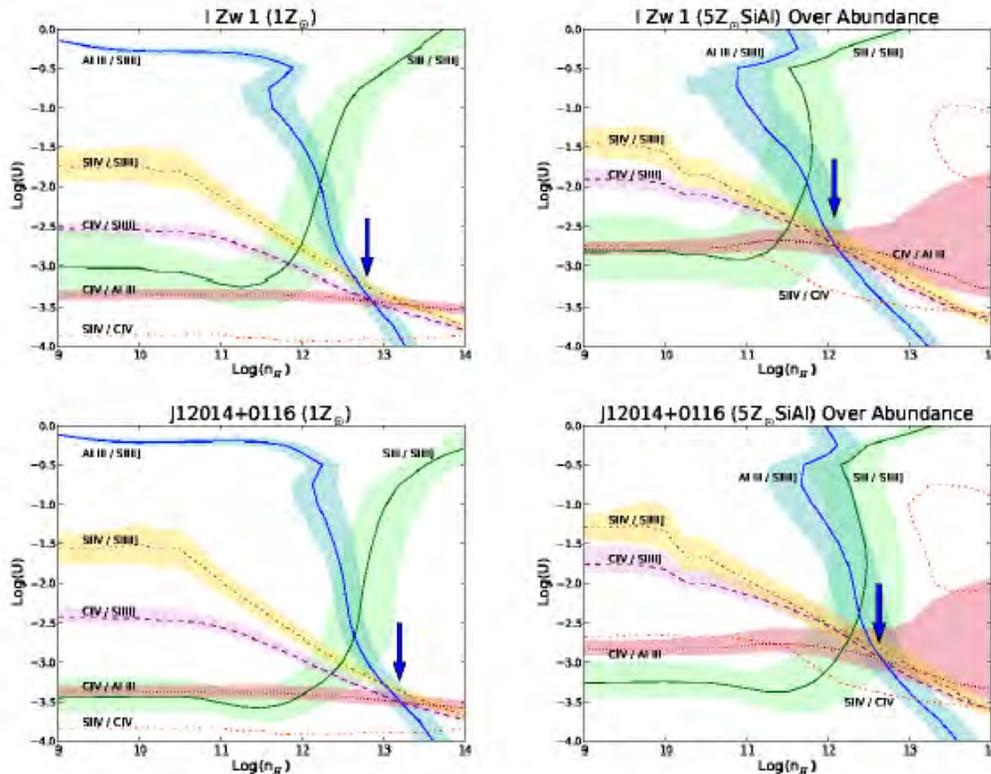


Figura 11: gráfica de órdenes de magnitud de la densidad electrónica vs factor de ionización, donde se muestra en cada color los cocientes de línea y sus isocontornos (Negrete, C. A., et al., 2012, Figura 6).

Como se muestra en la imagen anterior, se graficaron los gradientes que corresponden a cada cociente de línea variando el parámetro de ionización y la densidad electrónica. Además se consideran dos metalicidades. El sombreado de

cada cociente representa la incertidumbre asociada a la medición por el programa specfit.

Cuando dos o más isocontornos se intersectan es donde se indica la condición física que corresponde a la BLR. Ésta se encuentra marcada con la flecha azul de la imagen 11. Los resultados corresponden con los datos observacionales. De esta forma se determinan  $U$  y  $n_H$ , el producto de éstas es relevante para el cálculo del radio de BLR y la masa virializada del hoyo negro.

Una vez comparado estos datos con la información obtenida por las observaciones, se encontró que hay dos regiones espectrales en donde las emisiones de línea de los modelos teóricos con los observados no coinciden totalmente. Para las líneas de alta ionización se deben considerar diferentes metalicidades, siendo la más acoplada cinco veces a la solar. En cuanto a las líneas de baja ionización es necesario considerar un calentamiento mecánico para justificar su emisión.

### CALCULANDO EL RADIO DE BLR Y LA MASA DEL HOYO NEGRO

Como se dijo anteriormente, con el factor de ionización y la densidad se puede calcular el radio de BLR con la siguiente simplificación de ecuación<sup>31</sup>:

$$r_{BLR} = \left[ \frac{\int_{\nu_0}^{\infty} \frac{L_{\nu}}{h\nu} d\nu}{4\pi n_H U c} \right]^{1/2} \quad (42)$$

Como se había especificado en capítulos previos, al conocer este radio, finalmente se puede conocer la masa del agujero negro que se aloja en el interior de un AGN.

$$M_{BH} = \frac{3}{4G} f_{0.75} (FWHM)^2 r_{BLR} \quad (43)$$

Donde se considera la normalización del coeficiente  $f$  que denota la simetría del sistema, utilizando como hipótesis  $f=0.75$ .

AGN	$\log(r_{BLR})$ (cm)	$\log(M_{BH}) (M_{\odot})$
I Zw 1	17.30	7.30
SDSS J12014+0116	18.31	9.39

Tabla 1: tabla de resultados obtenidos con los cálculos de la masa del hoyo negro y el radio de la región de líneas anchas<sup>32</sup>.

<sup>31</sup> Negrete, C. A., et. al. 2012.

<sup>32</sup> Para mayor información consulte la tabla 3 del artículo de Negrete, C. A., et al., 2012.

## **APORTES DE ESTE TRABAJO EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR* 1**

Gracias a esta nueva técnica ahora es posible conocer el medio de los AGN más lejanos, por lo que el único inconveniente es la resolución de los telescopios utilizados en este proceso. Desafortunadamente, no todos los núcleos activos son candidatos para utilizar este método en este momento, ya que se requieren espectros de muy alta calidad.

Eventualmente, se podrán sacar mejores conclusiones de estos AGN con altos corrimientos al rojo y ver si existe una correlación de la tasa de acreción y la masa con respecto a la  $z$ . Cabe recordar que en artículo de Sulentic, J. W., et al. 2006 mencionó que a mayores corrimientos al rojo mayor tasa de acreción y mayor masa, sin embargo no excedían ciertos límites ( $L/L_{Edd} > 1$  y  $10^{10} M_{\odot}$  respectivamente), por lo que queda corroborar o refutar esto.

## CAPÍTULO 7

### CÁLCULO DE $r_{BLR}$ Y MASA DE HOYO NEGRO PARA CUASARES DE ALTA Z USANDO EL MÉTODO DE FOTOIONIZACIÓN.

Con los cocientes de línea desarrollados en el capítulo anterior y considerando otros cocientes más como  $\text{SiIV}\lambda 1397 + \text{OIV}\lambda 1402 / \text{CIV}\lambda 1549$ , se logró obtener el radio de la BLR ( $r_{BLR}$ ) y la masa del hoyo negro ( $M_{BH}$ ) de ocho cuasares pertenecientes a la secuencia principal del 4DE1. También se utilizaron ecuaciones de un trabajo previo de Negrete, C. A., et al. 2013, se dedujo otra forma de conocer las condiciones físicas de los AGN, esto mediante el flujo de fotones ionizantes y la emisión de las nubes del gas circundante.

Cabe resaltar que los datos utilizados en este artículo y por tanto, en las simulaciones de CLOUDY, a diferencia de trabajos previos que manejaban datos de la literatura, se hicieron con observaciones de los ocho AGN analizados. El artículo analizado en este artículo es el Negrete, C. A., et al., 2014.

### MEJORAS DE MEDICIÓN Y AGN UTILIZADOS EN ESTE ESTUDIO

En los capítulos anteriores se mencionó que para evitar la contaminación de las líneas de Fell se utilizan plantillas del pseudocontinuo ionizante de este multiplete basada a partir de las líneas espectrales del cuasar I Zw 1. En este trabajo se consideró otro templete para poder remover las bandas de absorción atmosférica A y B. Además, en algunos cuasares se ven débilmente las líneas de absorción de la galaxia subyacente (que también se removieron).

En esta investigación se centraron los esfuerzos en realizar mediciones de cuasares con alto cociente de señal a ruido y con corrimientos al rojo mayores a 3. Los AGN utilizados en el trabajo para poder calcular el radio de la BLR y por lo tanto, la masa del hoyo negro, son las siguientes:

#### *Pop. A*

- J02390-0038.
- J03036-0023
- J20497-0554
- J23509-0052

#### *Pop. B*

- J00103-0037
- J00521-1108

También se utilizaron dos cuasares de tipo BAL (del inglés *Broad-Absorption Lines*, o cuasares de líneas de absorción anchas) los cuales son J01225+1339 y J02287+0002.

## DEDUCCIÓN DEL FLUJO DE FOTONES IONIZANTES Y SU RELACIÓN CON LA BLR Y EL HOYO NEGRO

Las variables que son necesarias para poder describir la naturaleza del gas fotoionizado de un AGN son definidas a partir de la tasa de fotones ionizantes a la densidad columnar del hidrógeno. El parámetro de ionización se define como la cantidad de fotones que ionizan un cascarón de densidad  $n_H$ .

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi n_H c r^2} \quad (44)$$

Donde  $Q(H)$  es el número de fotones ionizantes. Despejando la velocidad de la luz y la densidad electrónica junto con el parámetro de ionización se deduce el flujo de fotones ionizantes definido por  $\Phi(H)$ .

$$c n_H U = \Phi(H) = \frac{Q(H)}{4\pi r^2} \quad (45)$$

Finalmente, para calcular  $r_{BLR}$  se despeja de la ecuación anterior.

$$r_{BLR} = \sqrt{\frac{Q(H)}{4\pi c n_H U}} \quad (46)$$

En esta ecuación se encuentra la primera gran diferencia en comparación con el trabajo hecho en el año 2012 (Negrete, C. A., et. al. 2012), ya que en esa investigación se dedujo el radio de la región BLR directamente de la ecuación de  $U$ , mientras que en ésta considera el flujo de los fotones ionizantes como el parámetro importante del entorno gaseoso.

Para determinar la masa virializada del hoyo negro se aplica el mismo procedimiento previamente descrito en el capítulo 6 (ecuación 29).

## RETORNO DE LOS ISOCONTORNOS COMO HERRAMIENTA PARA DEDUCIR LA NATURALEZA FÍSICA DE LA BLR

Se utilizaron de nuevo los *isocontornos*, pero a diferencia del trabajo previamente descrito en el capítulo 6 de esta tesis, aquí se incorporaron más líneas significativas que pudiesen describir el cociente  $n_H U$ .

La presencia de la línea de CIII] y SiIII] implican la presencia de gas a menores densidades que el resto del cúmulo gaseoso que lo compone. Para conocer el logaritmo del producto de la densidad electrónica y del factor de ionización, se utilizaron cocientes de líneas tales como  $A_{\text{CIII}\lambda 1860}/A_{\text{SiIII}\lambda 1892}$ ,

CIV $\lambda$ 1549/SiIII] $\lambda$ 1892 y SiIV $\lambda$ 1397+OIV] $\lambda$ 1402/SiIII] $\lambda$ 1892 con el objetivo de constreñir el valor del producto entre el factor de ionización y la densidad electrónica. Al igual que en el trabajo del año 2012, donde varios gradientes se intersectan o se acercan al máximo al punto de intersección se puede deducir U y  $n_H$ .

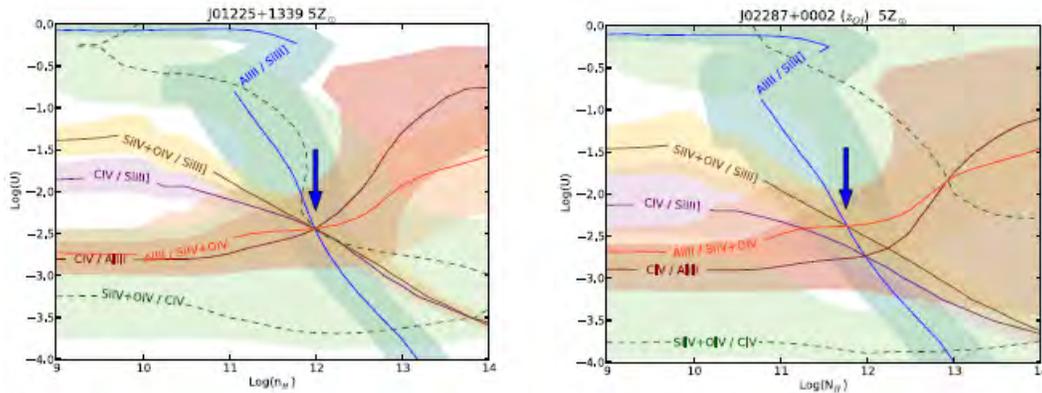


Figura 12: ejemplos de isocontornos creados con el programa CLOUDY para las fuentes de tipo BAL mencionadas previamente bajo dos posibles eventos de metalicidad (Negrete, C. A., et al., 2014, figura 6).

Otra cuestión de interés es la metalicidad, ya que se observó que las fuentes con mayor corrimiento al rojo presentan mayor intensidad de las líneas de emisión del NV $\lambda$ 1240 y CIV $\lambda$ 1549, lo que es indicativo de abundancia química superior a las del Sol. La metalicidad en las fuentes de la población A aumenta conforme se aleja de la secuencia principal, caso inverso en las fuentes de la pop. B. En este trabajo se consideraron tres posibles metalicidades.

- Metalicidad solar.
- Metalicidad cinco veces mayor a la solar, con una proporción equivalente en elementos como el aluminio, silicio y carbono.
- Metalicidad cinco veces mayor a la solar, pero con enriquecimiento de silicio y aluminio tres veces mayor al carbono debido a la evolución de las estrellas más masivas.

A continuación se mostrarán los resultados obtenidos gracias a los modelos hechos en CLOUDY.

AGN	$\log(r_{BLR})$ (cm)	$\log(M_{BH}) (M_{\odot})$
J00103-0037	18.10	9.29
J00521-1108	18.21	9.54
J01225+1339	18.29	9.45
J02287+0002	18.42	9.48
J02390-0038	18.34	9.55
J03036-0023	18.58	9.60
J20497-0554	18.35	9.39
J23509-0052	18.33	9.32

Tabla 2: datos reportados en el estudio del radio de la BLR y la masa del hoyo negro mediante el proceso descrito en este capítulo (Negrete, C. A., et al., 2014, tabla 6).

### **APORTES DE ESTE TRABAJO EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR 1***

Gracias al trabajo expuesto en el capítulo seis de esta tesis, se centraron las técnicas base para determinar las condiciones físicas de las regiones BLR de los cuasares que se encuentren lejos de nuestro universo local. Gracias a las mejoras tecnológicas también se han disminuido los errores posibles por las líneas de absorción generadas dentro del gas y la mejora de los isocontornos modelados por CLOUDY, dando así una herramienta capaz de entender más AGN siempre y cuando tengan espectros de buena calidad (S/N grande).

## CAPÍTULO 8

### MEJORAS EN EL ESTUDIO DE LA LÍNEA DE CIV $\lambda$ 1549 Y NUEVOS DESCUBRIMIENTOS EN LOS CUASARES DE TIPO I.

Se lograron observar cuasares con un mayor índice de señal a ruido (S/N), con esto se pudo refinar la medición de las líneas de H $\beta$  y CIV $\lambda$ 1549. Con estas mejoras, se dedujo que dichas líneas dan información de la cinemática y la estructura de la región BLR, así como un posible abultamiento de la sección más interna del disco de acreción que puede explicar la emisión de las líneas de alta ionización, cuestión que no estaba del todo clara en los modelos previos de fotoionización utilizadas con anterioridad en las investigaciones pasadas.

Algo importante que se debe remarcar es la aparición de desplazamientos al azul de la línea CIV $\lambda$ 1549 en algunas fuentes de la pop. B en altos corrimientos al rojo. A bajas luminosidad y poco  $z$  ( $z \leq 0.7$ ) las eyecciones deducidas por el desplazamiento al azul de CIV son encontradas en fuentes de la pop A, mientras que a altas luminosidades y  $z$  mayores los cuasares de la pop. B presenta dichas fugas. El artículo analizado en este capítulo es el Sulentic, J. W., et al., 2017.

### FUENTES UTILIZADAS EN ESTE ESTUDIO

Se consideraron tres muestras de cuasares con el fin de utilizar el desplazamiento y la asimetría del CIV en la descripción de la dinámica de la región de líneas anchas. Esto con el objetivo de esclarecer la relevancia de la línea de alta ionización previamente mencionada con la dinámica y cinemática de los AGN. Dichas muestras (no se tratan de muestras completas) son:

- Fuentes con bajo corrimiento al rojo (LOWZ)
- Fuentes con alto corrimiento al rojo con baja luminosidad (*High z* GTC<sup>33</sup>)
- Fuentes con alto corrimiento al rojo y alta luminosidad (muestras HE<sup>34</sup>)

Como últimas aclaraciones, cabe mencionar que los AGN del catálogo LOWZ ( $z < 0.7$ ) mantiene la diferencia de propiedades entre las poblaciones A y B. Sin embargo, para las fuentes de más alta luminosidad del catálogo HE observadas con VLT/ISAAC, la diferencia de características se da alrededor de valores más altos que  $4000 \text{ kms}^{-1}$  para el FWHM(H $\beta$ ).

<sup>33</sup> GTC= Gran Telescopio de Canarias.

<sup>34</sup> De las siglas Hamburg- ESO.

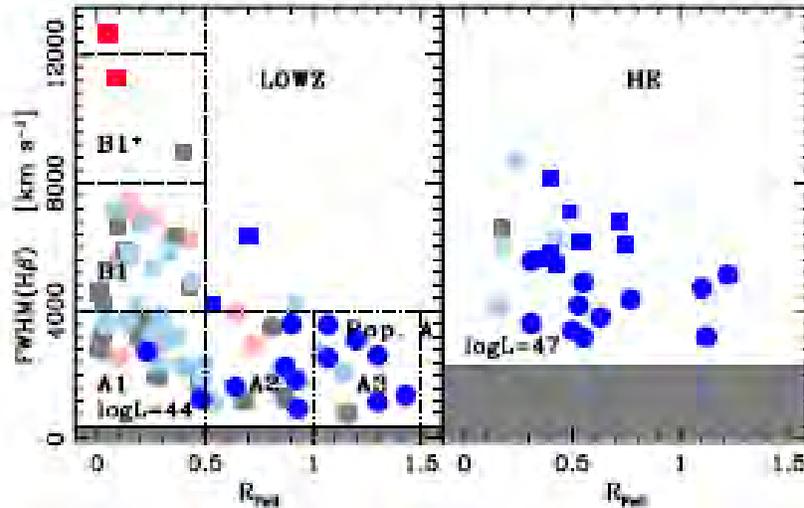


Figura 13: comparativa de las fuentes de la población A (círculos) y B (cuadrados) en los dos catálogos propuestos. El color azul naval representa desplazamientos al azul grandes en la línea de CIV ( $c(1/2) > 1000 \text{ km s}^{-1}$ ), mientras que el color azul claro denota desplazamientos al azul considerables ( $c(1/2) = -200 \text{ a } 1000 \text{ km s}^{-1}$ ). También se consideró el desplazamiento al rojo de dicha línea de emisión: el color rojo representa grandes corrimientos en CIV y el rosa corrimientos considerables ( $c(1/2) > 1000 \text{ km s}^{-1}$  y  $c(1/2) = -200 \text{ a } 1000 \text{ km s}^{-1}$  respectivamente). El color gris representa que no hay desplazamiento alguno en la línea de alta ionización (Sulentic, J. W., et al., 2017, figura 9).

## ANÁLISIS DE LA LÍNEA DE CIV $\lambda$ 1549, CORRIMIENTO AL ROJO Y LUMINOSIDAD

Mientras que en las fuentes a bajos corrimientos al rojo (LOWZ) muestran los característicos desplazamientos al azul en cuasares de la pop. A y ausencia de éstos en la pop. B descritos previamente en los artículos pasados, en el catálogo de HE muestra una cuestión totalmente diferente: tanto los AGN de la pop. A y de la pop. B contienen desplazamientos significativos, con cambio en el centroide alrededor de  $-2600$  y  $-1800 \text{ km s}^{-1}$  respectivamente para cada subagrupación.

Se deduce que los cambios en la luminosidad y de los desplazamientos al azul son debido a la tasa de Eddington ( $L/L_{Edd}$ ). La tasa de acreción puede dar información de cómo se distribuye parcialmente la luminosidad bolométrica.

## ¿EXISTE UNA RELACIÓN ENTRE EL DESPLAZAMIENTO AL AZUL CON RESPECTO A LA DINÁMICA Y ESTRUCTURA DEL AGN?

Los cambios en el ancho de la línea de CIV puede ser una pista de un cambio de la estructura del disco de acreción y por tanto, de su tasa de Eddington. Usualmente se ha considerado como hipótesis que dichos discos son ópticamente gruesos y

geométricamente delgados. No obstante, se ha especulado con estos resultados, que en la parte interna del disco, éste alberga una zona geométricamente abultada. A esta zona se le denomina *ADAF* (*Advection Dominated Accretion Flow*). Esto es frecuente para cuasares con alto corrimiento al rojo, alta tasa de acreción y por tanto mayor luminosidad.

Otro argumento que está a favor de los *ADAF* es que, en particular los cuasares de alta luminosidad presentan corrimientos al azul en la línea de CIV, que indican vientos. Es decir que una parte de esta línea se emite en regiones dominadas por presión de radiación. En las regiones *ADAF* se rompe el equilibrio entre la fuerza de gravedad y la presión de radiación. En cambio, esto nunca se observa para las líneas de baja ionización. Esto quiere decir que las líneas de alta y baja ionización se emiten no sólo en regiones de la BLR con diferentes condiciones físicas (densidad y temperatura), sino también diferentes condiciones cinemáticas. Esto es de gran ayuda dado que los modelos de fotoionización no pueden explicar cómo se emiten las LIL en un mismo disco de acreción uniforme.

### **APORTES DE ESTE TRABAJO EN EL CONTEXTO DEL *EIGENVECTOR 1***

Esta investigación pone en duda la clasificación de los AGN de tipo I. Previamente se creía que las fuentes de la pop. A eran las únicas que presentaban desplazamientos y asimetrías al azul de la línea de CIV. No obstante, cerca del 60% de las fuentes de la pop. B del catálogo HE también manifiestan esta distinción. En particular, las de alta luminosidad. Aún existen muchas cuestiones que se deben investigar, como es el modelo de los *ADAF*, que si bien encaja perfectamente para explicar la emisión de las líneas de alta ionización en un cuasar de alta luminosidad, es una cuestión relativamente reciente que apenas se empezó a analizar debido a las mejoras observacionales. Con esto en mente los estudios del *4DE1* están lejos de terminar.

## CONCLUSIONES

La forma de caracterizar los cuasares cambió también, al considerar sólo cuatro parámetros que los describen casi en su totalidad:

- FWHM(H $\beta$ ).
- $R_{FeII}$ .
- $\Gamma_{Soft}$ .
- El desplazamiento al azul y el índice de asimetría del CIV $\lambda$ 1549.

Dichos parámetros conforman actualmente el *Eigenvector 1*. La proyección de éste mediante el plano óptico (FWHM(H $\beta$ ) vs.  $R_{FeII}$ ) ha permitido hacer un estudio de dos fuentes distintas de AGN considerando la frontera FWHM(H $\beta$ )  $\approx 4000 \text{ km s}^{-1}$ , la cual posteriormente se encontraron evidencias observacionales para justificar las diferencias entre las poblaciones A y B (a bajos corrimientos al rojo):

*Pop. A.*

- FWHM(H $\beta$ )  $\leq 4000 \text{ km s}^{-1}$
- Emisión muy intensa de multipletes de FeII, dando un cociente elevado de  $R_{FeII}$ .
- Exceso de fotones de rayos X suaves.
- Altas tasas de acreción y bajas masas del hoyo negro.
- Corrimiento y asimetría al azul de las líneas de CIV.
- Ajuste de la línea de CIV de forma lorentziana.

*Pop. B.*

- FWHM(H $\beta$ )  $> 4000 \text{ km s}^{-1}$
- Poca emisión de las líneas de FeII, por lo que el cociente de  $R_{FeII}$  es menor en comparación con su contraparte.
- Nula emisión de fotones de rayos X suaves.
- No muestra corrimiento al azul ni asimetría en la línea de CIV.
- Ajuste a la línea de CIV con una gaussiana.
- Baja tasa de acreción y masa del hoyo negro mayor.

No obstante, el análisis cronológico de los AGN mediante esta herramienta no convence del todo a la comunidad científica. Se especulaba que las fuentes de la pop. A eran de una etapa temprana del universo mientras que las de pop. B a una época más reciente. Esto no parece del todo cierto, dado que las propiedades de cada subgrupo de núcleos activos parece distinto en altos corrimientos al rojo, como mencionó el artículo de Sulentic, J. W., et al. 2017.

Las observaciones realizadas a los núcleos activos han permitido deducir la cinemática y composición de la región de líneas anchas, asimismo de la masa del hoyo negro. Sin embargo también se ha encontrado información que pone en duda las hipótesis con las que se describen los AGN. Ejemplo de esto es el hallazgo de líneas de baja ionización con alta intensidad en la región BLR conviviendo con las líneas de alta ionización. Esto quiere decir que la fotoionización no ocurre de forma uniforme en todas las nubes de dicha región, sino que es de forma estratificada, caso contrario en la suposición del modelo de fotoionización. También se ha deducido que la morfología del disco de acreción es diferente a la propuesta en las hipótesis para modelar los cuasares en el contexto del *Eigenvector 1*; de acuerdo con la idea inicial, éstos son geoméricamente delgados y ópticamente gruesos. No obstante, a altos corrimientos al rojo, los AGN tienen un abultamiento en el centro de dicho disco donde la presión de radiación domina sobre la fuerza de gravedad, generando así un ADAF.

Aún falta por estudiar más fuentes con altos corrimientos al rojo, por lo que se requerirá de avances tecnológicos para así medir fuentes con un alto índice de S/N. Esto podría dar información de un análisis cronológico de los AGN a partir del *4DE1*, de la misma forma que lo realiza el diagrama H-R con las estrellas.

## TRABAJO FUTURO

Gracias a este trabajo, actualmente tengo más información con respecto a los cuasares, por lo que espero continuar con este trabajo en estudios posteriores. Un tema que me llamó la atención es el estudio de los ADAF en los AGN a altos corrimientos al rojo, otro tópico de interés es el estudio de los agujeros negros utilizando de forma formal las ecuaciones de la relatividad general. De entrar a la maestría en el Instituto de Astronomía de la UNAM, proseguiré con este tema, detallando en ecuaciones, modelos y análisis de espectros de emisión que o bien fueron explicados de forma simplificada o fueron omitidos en esta tesis. Este trabajo formaría parte como un antecedente de un trabajo futuro como medio de titulación en el posgrado.

## BIBLIOGRAFÍA

Wikipedia, la Enciclopedia Libre. (2010-2018), *Análisis de componentes principales*, Abril, 2018, recuperado de:

[https://es.wikipedia.org/wiki/An%C3%A1lisis\\_de\\_componentes\\_principales](https://es.wikipedia.org/wiki/An%C3%A1lisis_de_componentes_principales)

Bachev, R., Marziani, P., Sulentic, J. W., Zamanov, R., Calvani, M. and Dultzin-Hacyan, D. (2004), *Average UV quasar spectra in context of Eigenvector 1: A Baldwin effect governed by Eddington ratio?*, The Astronomical Journal, 617 (1):171-183.

Binney, C and Tremain, S., (2008), *Galactic Dynamics*, 2a edición, Princeton University Press, Estados Unidos, 4.8, pp: 361.

Boroson, T. and Green, R. (1992), *The emission-line properties of low redshift quasi-stellar objects*, The Astrophysical Journal Supplement Series, 80:109-135.

Wikipedia, la Enciclopedia Libre. (2010-2018), *Compton scattering*, Mayo, 2018, recuperado de:

[https://en.wikipedia.org/wiki/Compton\\_scattering#/media/File:Compton-scattering.svg](https://en.wikipedia.org/wiki/Compton_scattering#/media/File:Compton-scattering.svg).

Dultzin, D. (1988), *Cuásares en los confines del universo*, México, Fondo de Cultura Económica, Colección la ciencia para todos, 53, 3ª edición.

Dultzin-Hacyan, D. and Ruano, C. (1996), *General statistics and principal component analysis of multiwavelength properties of Seyfert galaxies*, Astronomy and Astrophysics, 305, 719-726.

*Exploring Active Galactic Nuclei*, Febrero, 2016, recuperado de:

<https://fermi.gsfc.nasa.gov/science/eteu/agn/>

*Fanaroff-Riley Classification*, Agosto, 2005, recuperado de:

[https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Glossary/Essay\\_fanaroff.html/](https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Glossary/Essay_fanaroff.html/)

Ferrarese, L., and Merrit, D. (2000), *A fundamental Relation between supermassive black holes and their host galaxies*, The Astrophysical Journal, 539 (1):L9-L12.

Hernández, F. J. (2013), *Actividad nuclear en galaxias inducida por interacción gravitacional* (tesis de doctorado), Instituto de Astronomía, UNAM, Ciudad Universitaria, México.

- Kaspi, S., Maoz, D., Netzer, H., Peterson, B., Vestergaard, M. and Jannuzi, B. T. (2005), *The relationship between luminosity and Broad-Line Region size in Active Galactic Nuclei*, *The Astrophysical Journal*, 629:1-11
- Kellermann, K. I., Sramek, R., Schmidt, M., Schaffer, D. B. and Green, R. (1989), *VLA observations of objects in the Palomar Bright Quasar survey*, *Astronomical Journal* (ISSN 0004-6256), 9: 1195-1207.
- Kriss, G. A. (1994), *Fitting Models to UV and optical spectra: using SPECFIT in IRAF*, *Astronomical Data Analysis Software and Systems III*.
- Krongold, Y. E., *Entorno circumgaláctico de Núcleos Activos y actividad inducida* (tesis de doctorado), Instituto de Astronomía, UNAM, Ciudad Universitaria, México.
- Wikipedia, la Enciclopedia Libre. (2010-2018), *Mapeo de Reverberación*, Noviembre, 2017, recuperado de: [https://es.wikipedia.org/wiki/Mapeo\\_de\\_reverberaci%C3%B3n](https://es.wikipedia.org/wiki/Mapeo_de_reverberaci%C3%B3n)
- Lluis-Puebla, E. (2008), *Álgebra lineal, Álgebra multilineal y K-Teoría Algebraica*, Sociedad Matemática Mexicana, Publicaciones Electrónicas, 9: 114-1220.
- Martínez, M. L. (2015), *Líneas de Baja ionización en cuasares* (tesis de doctorado), Instituto de Astronomía, UNAM, Ciudad Universitaria, México.
- Marziani, P., Sulentic, J. W., Negrete, C. A., Dultzin, D., del Olmo, A., Martínez Carballo, M. A. and Bachev, R. (2015), *UV spectral diagnostics for low redshift quasars: estimating physical conditions and radius of the Broad Line Region*, *Astrophysics and Space Science*, 356 (2):339-346.
- Marziani, P., Sulentic, J. W., Negrete, C. A., Dultzin, D., Zamfir, S. and Bachev, R. (2010), *Broad-line region physical condition along the quasar Eigenvector 1 sequence*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 409 (3):1033-1048.
- Wikipedia, la Enciclopedia Libre. (2010-2018), *Megamaser*, Marzo, 2018, recuperado de: <https://en.wikipedia.org/wiki/Megamaser>
- Mendoza, S. (2015), *Estudio espectroscópico en el MIR de galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 aisladas y en interacción* (tesis de doctorado), Instituto de Astronomía, UNAM, Ciudad Universitaria, México.
- Mendoza-Castrejón, S., Dultzin, D., Krongold, Y., Gonzalez, J. J. and Elitzur, M. (2015), *The dust geometric distribution in Seyfert 1 and Seyfert 2 galaxies, isolated and in interaction*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 447 (3): 2437-2444.
- Negrete, C. A., Dultzin, D., Marziani, P. and Sulentic, J. W. (2012), *BLR Physical condition in extreme population A quasars, a method to estimate central black hole*

*mass at high redshift*, The Astronomical Journal, 757 (1), identificación del artículo 62.

Negrete, C. A., Dultzin, D., Marziani, P. and Sulentic J. W. (2013), *Reverberation and Photoionization Estimates of the Broad-Line Region Radius in Low-z Quasars*, The Astrophysical Journal, 771 (1).

Negrete, C. A., Dultzin, D., Marziani, P. and Sulentic, J. W. (2014), *A new method to obtain de Broad Line Region size of high redshift quasars*, The Astrophysical Journal, 794 (1). Identificación del artículo 95.

Netzer, H. (2013), *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*, Nueva York, Estados Unidos, Cambridge University Press, pp: 1-239.

Osterbrock, D. E. and Ferland, G. J. (2006), *Astrophysics of gaseous nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Book, Estados Unidos, 2ª edición, pp: 1-44 y 299-393.

Padovani, P., Alexander, D. M., Aseff, R. J., De Marco, B., Giommi, P., Hickox, R. C., Richards, G. T., Smolčić, V., Hatziminaoglou, Maineri, V. and Salvato, M. (2017), *Active Galactic Nuclei: what's in a name?*, The Astronomy and Astrophysics Review, 25 (1), identificación del artículo 2.

Peterson, B. M. (1997), *An Introduction to Active Galactic Nuclei*, Reino Unido, Cambridge University Press, pp: 82-87.

Wikipedia, la Enciclopedia Libre. (2010-2018), *Photoionization*, Febrero, 2018, recuperado de: <https://en.wikipedia.org/wiki/Photoionization>

Ramírez, A. (2007), *Caracterización Espectral de la microvariabilidad en cuasares* (tesis de doctorado), Instituto de Astronomía, UNAM, Ciudad Universitaria, México.

Schneider, P. (2015), *Extragalactic Astronomy and Cosmology*, Berlín, Alemania, Springer, 2ª edición, pp: 219-222.

Sulentic, J. W., Bachev, R., Marziani, P., Negrete, C. A. and Dultzin, D. (2007), *CIV $\lambda$ 1549 as an Eigenvector 1 parameter for Active Galactic Nuclei*, The Astronomical Journal, 666 (2):757-777.

Sulentic, J. W., del Olmo, A., Marziani, P., Martínez-Carballo, M. A., D'Onofrio, M., Dultzin, D., Perea, J., Martínez-Aldama, M. L., Negrete, C. A., Stirpe, G. M. and Zamfir, S. (2017), *What does CIV $\lambda$ 1549 tell us about the physical driver of Eigenvector quasar sequence*, Astronomy and Astrophysics, 608 (A118).

Sulentic, J. W., Marziani, P. and Dultzin-Hacyan, D. (2000), *Phenomenology of Broad Emission Lines in Active Galactic Nuclei*, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 38: 521-571.

Sulentic, J. W., Reppeto, P., Stirpe, G. M., Marziani, P., Dultzin-Hacyan, D. and Calvani, M. (2006), *VLT/ISAAC spectra of  $H\beta$  region in intermediate-redshift quasars. II. Black Hole Mass and Eddington ratio*, *Astronomy and Astrophysics*, 453 (3): 929-933.

Zamfir, S., Sulentic, J. W., Marziani, P. and Dultzin, D. (2009), *Detailed characterization of  $H\beta$  emission line profile in low z SDSS quasars*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 403 (4):1759-178

