CINEMÁTICA DE LA REGIÓN EMISORA DE LÍNEAS CORONALES OBSERVADAS EN GALAXIAS SEYFERT

José Gregorio Portilla[1], Alberto Rodríguez-Ardila[2], Juan Manuel Tejeiro[3]

Resumen

Portilla, J.G., A. Rodríguez-Ardila, J.M. Tejeiro. Cinemática de la región emisora de líneas coronales observadas en galaxias Seyfert. Rev. Acad. Colomb. Cienc. **36** (141): 473-490, 2012. ISSN: 0370-3908.

Dos conjuntos de espectros seleccionados por su emisión prominente de líneas coronales fueron analizados para efectos de caracterizar la cinemática de las nubes de emisión coronal. Se presentan valores de anchos completos a mitad de la altura (FWHM), desplazamiento del pico de línea (Δv), kurtosis e índice de asimetría tanto de líneas coronales como algunas de baja ionización, estos últimos para efectos de comparación. En la mayoría de los objetos no se observa una correlación entre el potencial de ionización y el FWHM, en particular si se tiene en cuenta las líneas de [Fe X] λ6374 y [Fe XI] λ7892. Con relación al Δv de las líneas coronales, la gran mayoría de los objetos poseen un desplazamiento hacia el azul, mientras que solo el 15 % de ellos mostraron un ligero desplazamiento al rojo. Hay correlaciones suaves entre el FWHM y el Δv de las líneas coronales. También hay indicios de que la luminosidad en el radio afecta el desplazamiento del pico de línea en las líneas coronales lo que sugiere que el chorro de radio está interviniendo en los *outflows* observados en estas líneas.

Palabras clave. Núcleo activo de galaxias, galaxias Seyfert, líneas de emisión, líneas coronales.

Abstract

Two sets of spectra selected by their prominent coronal line emission were analyzed with the purpose of characterizing the kinematics of clouds emitting coronal lines. Values of full width at the half the maximum (FWHM), shift of the peak emission (Δv), kurtosis and asymmetry both of coronal lines and some low ionization lines (these latter for comparison) are presented. For the majority of the objects, no correlation between ionization potential and FWHM it is observed, particularly if [Fe X] λ6374 and [Fe XI] λ7892 lines are included. Regarding the shifting of the peak emission most of the objects show blueshift whereas just 15 % showed a slight redshift. There are weak correlations between FWHM and Δv for coronal lines. Finally, there is some indication that the radio luminosity has influence in the shift of the peak emission of coronal lines suggesting that the jet radio is intervening in the outflows of these lines.

Key words. Active galactic nuclei, Seyfert galaxies, emission lines, coronal lines.

[1]Observatorio Astronómico Nacional, Facultad de Ciencias, Universidad Nacional de Colombia, e-mail: jgportillab@unal.edu.co
[2]Laboratório Nacional de Astrofisica, e-mail: aardila@lna.br
[3]Observatorio Astronómico Nacional, Facultad de Ciencias, Universidad Nacional de Colombia, e-mail: jmtejeiros@unal.edu.co

1. Introducción

En la región central de algunas galaxias se observa una prominente emisión de energía que se equipara, y en numerosos casos sobrepasa por varios órdenes de magnitud, a la emisión de la energía que emite el resto de la galaxia en sí. Dicha producción de energía se traduce no solo en emisión de radiación electromagnética prácticamente en todo el rango espectral, desde rayos gamma hasta el radio, sino en características adicionales muy particulares tales como variabilidad (aunque no periódica) de la emisión, existencia de chorros emisores de radio y exhibir espectros en el óptico de carácter no estelar más semejantes a los que presentan las nubes fotoionizadas. Dichos sectores se denominan núcleos activos de galaxias (*Active Galactic Nuclei*, AGNs). De forma estándar se cree que los AGNs están constituidos por agujeros negros supermasivos (con masas mayores o iguales a $10^6\,M_\odot$ donde $M_\odot$ representa una masa solar, i.e., 2×10^{30} kg) rodeados de nubes a diferentes distancias que están siendo sometidas a un baño de radiación que surge del disco de acreción que rodea al agujero negro (**Peterson**, 1997).

Los tipos más comunes de galaxias hospederas de AGNs son las Seyfert, galaxias generalmente espirales que serían consideradas normales —como la enorme mayoría de las galaxias en el Universo— sino fuera por las características atípicas que se observan en sus centros. Se conocen dos tipos fundamentales de galaxias Seyfert diferenciados a partir de las líneas de emisión observadas en sus espectros ópticos: las de tipo 1 (T1), además de poseer líneas con anchos "delgados" (con una velocidad de dispersión que alcanza los $\sim$500 $\mathrm{km\,s^{-1}}$), poseen una componente adicional ancha ($\sim$1000-10 000 $\mathrm{km\,s^{-1}}$) en las líneas de recombinación; las de tipo 2 (T2) sencillamente carecen de esas bases anchas. Las líneas anchas surgen de una zona llamada región de líneas anchas (*Broad Line Region*, BLR), en tanto que las líneas delgadas surgen de una región más extensa denominada región de líneas delgadas (*Narrow Line Region*, NLR). En esta comunicación se tendrá en cuenta un subtipo especial de las galaxias Seyfert de tipo 1: las Seyfert 1 de líneas delgadas (*Narrow Line Seyfert 1*, NLS1), galaxias que poseen signos inequívocos de ser un objeto de tipo 1 (**Pogge**, 2000), tales como líneas intensas de Fe II y O III relativamente débiles con relación a las líneas de Balmer) en la que las bases de las líneas de recombinación son ligeramente más anchas que las líneas prohibidas (en particular Hβ < 2000 $\mathrm{km\,s^{-1}}$), con propiedades en los rayos X bien particulares. Aquellos objetos de tipo 1 que no son NLS1 serán llamados de T1 normal (T1 N).

Los espectros ópticos y de otras zonas del espectro señalan que el grado de ionización reinante en los AGNs puede ser bastante amplio: va desde la recombinación del hidrógeno, pasando por la emisión de líneas prohibidas (lo cual permite colocar cotas sobre la densidad reinante en las nubes emisoras) de especies tales como S II, N II y O III (**Osterbrock & Ferland**, 2006). En algunos casos, incluso, se observa emisión de líneas prohibidas de especies con un alto potencial de ionización, tales como Fe VII, Fe X, Si X, etc. Esas líneas de emisión que surgen de especies químicas con potenciales de ionización igual o superior a 100 eV se denominan líneas coronales, llamadas así porque se detectaron por vez primera en la corona solar. También es común referirse a ellas como líneas prohibidas de alta ionización (*Forbidden high-ionization lines*).

Las líneas coronales presentan características morfológicas que las distinguen de las líneas de baja ionización propias de la NLR. Desde los años 70 del siglo pasado se ha reportado que las líneas coronales en galaxias Seyfert suelen tener anchos mayores —usualmente cuantificados por el ancho completo a mitad de la altura, FWHM— que los que presentan las líneas prohibidas de baja ionización, pero en ningún caso al extremo de llegar a los anchos que distinguen la BLR (**Phillips & Osterbrock**, 1975; **Cooke et al.**, 1976; **Penston et al.**, 1984). Una extensión de este resultado, y con frecuencia anotada como característica notable de las líneas coronales, es la correlación entre el ancho de la línea y el grado de ionización de la especie química, esto es, a mayor ancho, mayor potencial de ionización (**Wilson**, 1979; **Pelat et al.**, 1981; **De Robertis & Osterbrock**, 1984). Sin embargo, investigaciones subsecuentes con otros AGNs han revelado que son varios los objetos que no siguen la correlación entre el FWHM y el potencial de ionización (**Wilson & Nath**, 1990; **Rodríguez-Ardila et al.**, 2006, **Mullaney & Ward**, 2008, **Rodríguez-Ardila et al.**, 2011).

Otra característica que suele observarse de las líneas coronales en AGNs es el desplazamiento al azul del pico de la línea con relación a las líneas de baja ionización (**Grandi**, 1978; **Wilson**, 1979; **Shuder**, 1980; **Pelat et al.**, 1981; **Kollatschny et al.**, 1983; **Jaffe et al.**, 2004; **Appenzeller & Wagner**, 1991; **Erkens et al.**, 1997; **Vanden Berk, et al.**, 2001). Sin embargo, hay claras indicaciones de que dicho corrimiento en AGNs no es universal. **Osterbrock** (1981) reporta un "significativo" corrimiento al rojo de las líneas de más alta ionización, incluyendo [Fe XIV] λ5303, en Mrk 699. **Appenzeller & Östreicher** (1988) analizan varios perfiles de líneas coronales detectadas en una muestra de siete galaxias Seyfert: en tres de ellas hay desplazamiento al azul (Akn 120, NGC 3783, IC 4229A, todas Seyfert 1) y en otras cuatro (NGC 3081, NGC 4507, NGC 5728 y NGC 5506, las tres primeras Sy2 y la última Sy1.9) presentan líneas coronales ligeramente desplazadas hacia el rojo, con la primera revelando estructura de doble pico en Fe VII.

Por su parte, **Rodríguez-Ardila et al.** (2006) encuentran en AGNs muy cercanos que, en general, las líneas coronales en el óptico que provienen del núcleo no resuelto muestran ligeros corrimientos al azul, que van

desde una decena de $\mathrm{km\,s^{-1}}$ hasta seis centenas de $\mathrm{km\,s^{-1}}$. Sólo en dos galaxias Seyfert 2 (NGC 1386 y Circinus) se encuentra un ligero desplazamiento al rojo pero no en todas las líneas. Los mismos autores observan en varias galaxias (Circinus, MCG-6-30-15 y NGC 3783) que las líneas coronales pueden desacoplarse en dos componentes: una delgada (con FWHM que van desde 100 hasta 540 $\mathrm{km\,s^{-1}}$) y otra ancha (con FWHM comprendidos entre 290 y 1380 $\mathrm{km\,s^{-1}}$). En general, se observa que el centroide de la componente delgada corresponde a la velocidad sistémica de la galaxia.

Mullaney & Ward (2008) examinaron las propiedades cinemáticas de las líneas de emisión de 10 galaxias Seyfert: observaron corrimiento al azul de todas las líneas coronales con relación a las líneas de baja ionización salvo en el caso de Mrk 573 (la única Sy2) en la que se observa desplazamiento al rojo de todas las líneas coronales. En general, donde se observa el desplazamiento al azul, se aprecia que es mayor a medida que se incrementa el potencial de ionización.

El estudio de los perfiles de las líneas coronales también puede arrojar importante información sobre el estado cinemático del gas emisor. Sin embargo, dado lo poco intensas que suelen ser estas líneas, son relativamente pocos los perfiles que están disponibles en la literatura, los cuales no siempre cumplen con la debida calidad en cuanto a resolución y razón señal/ruido (S/R). Algunos pocos perfiles de [Ne V] λ3426 y de [Fe VII] λ6087 (acompañados por perfiles de líneas de más baja ionización) son mostrados por **Whittle** (1985) revelando una clara asimetría consistente en alas extendidas hacia el azul. Un estudio más completo para las líneas [Fe VII] $\lambda\lambda$5721, 6087 y [Fe X] λ6374 es el reporte de **Appenzeller & Östreicher** (1988) (en el que también aparecen de [Fe XIV] λ5303 y [Fe XI] λ7892). Estos autores encuentran que los perfiles de las líneas coronales (en 7 galaxias Seyfert) no solo son más simétricos sino que parecen ajustarse más a perfiles gausianos cuando son comparados con los perfiles de O III lo que sugiere que solo una pequeña fracción de la NLR contribuye a la emisión de las líneas coronales.

De Robertis & Shaw (1990) presentan desplazamientos y valores de índice de asimetría de varias líneas de distinta ionización (incluidas líneas coronales) de seis galaxias Seyfert y concluyen que la asimetría de la línea se correlaciona con el potencial de ionización (y la densidad crítica) pero sus modelos de NLR favorecen más *inflows* del gas que *outflows*.

Veilleux (1991) presenta perfiles de [Fe VII] $\lambda\lambda$5721, 6087 para Mrk 359 y NGC 4151 en las que se evidencian alas extendidas hacia el azul. En lo que respecta a la línea de [Fe XI] λ7892 sobresale el trabajo de **Wagner** (1997). En los últimos años han aparecido los trabajos de **Rodríguez-Ardila et al.** (2006) y **Mullaney & Ward** (2008) que contienen algunos perfiles de líneas en el óptico como también en el NIR (**Mueller Sánchez et al.**, 2006) y en el MIR (**Spoon et al.**, 2009; **Spoon & Holt**, 2009). Lo que estos estudios muestran es que, en general, las líneas coronales tienden a presentar perfiles marcadamente asimétricos, caracterizados por alas extendidas hacia el azul y una caída aguda de la forma de la línea hacia el rojo. Esta característica suele explicarse en términos de gas que está siendo eyectado en dirección al observador (*outflows*).

Por lo que se acaba de describir, se infiere que no es mucha la información que se dispone de líneas coronales en espectros ópticos de AGNs con la debida resolución espectral en las que se pueda realizar un análisis estadístico sobre la tendencia predominante de los perfiles y desplazamiento de líneas y con ello caracterizar la cinemática de la región emisora. Por ello, esta comunicación aborda varios aspectos tendientes a estudiar la morfología y el desplazamiento de las líneas de emisión coronal y contrastarlos con líneas de más baja ionización. Para emprender este estudio, disponemos de espectros ópticos de 34 galaxias Seyfert: 14 de ellos obtenidos por dos de los autores en el observatorio de *Pico dos Dias* y otros 20 seleccionados de una muestra de espectros con emisión coronal obtenidos de la página del *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). Claramente, por la robustez de la muestra, este estudio se constituye en la caracterización morfológica de líneas coronales más completa realizada hasta la fecha.

La sección 2 describe la selección de la muestra de galaxias; la sección 3 describe la observación y reducción de los datos de la submuestra P; la sección 4 contiene los resultados obtenidos en tanto que la sección 5 presenta una discusión e interpretación de los resultados. Finalmente, la sección 6 contiene las conclusiones.

2. Selección de la muestra

Tal y como se comentó atrás, la muestra está integrada por dos submuestras: una, que llamaremos la submuestra P, está integrada por espectros que fueron tomados por dos de los autores en el observatorio de *Pico dos Dias*, en Brasil; la segunda, que llamaremos la submuestra S, está conformada por espectros especialmente seleccionados tomados del *Sloan Digital Sky Survey*.

La submuestra P de galaxias Seyfert fue escogida con base a dos criterios observacionales. Primero que todo, todas debían ser conocidas emisoras de líneas coronales (casi siempre [Fe VII] λ6087 y, de ser posible, [Fe X] λ6374); debían ser, además, galaxias activas del universo cercano, esto es, relativamente brillantes (magnitudes en el visible, $m_v \sim$ 13-14) para efectos de evitar prolongados tiempos de exposición, sin sacrificar una adecuada relación S/R. Por ello se realizó una búsqueda de galaxias Seyfert en la literatura. Adicional a esto, por supuesto, está el constreñimiento de la latitud del observatorio de *Pico dos*

Dias ($\phi \sim 22.5^o$ S) y las fechas de observación (agosto y octubre). De particular ayuda en la selección fue el trabajo de **Nagao et al.** (2000) dado que contiene un extenso listado de AGNs con emisión coronal en el óptico. En total, el número de galaxias que conforman la submuestra P fue de 14, clasificadas así: 7 de Tipo 1 "normal" (T1 N), 3 del subtipo NLS1 y 4 de Tipo 2 (T2).

Tabla 1: Galaxias que integran la muestra. La primera columna muestra el nombre común, la segunda y tercera columnas presentan las coordenadas ecuatoriales (2000.0), la cuarta muestra el tipo, la quinta el corrimiento al rojo, la sexta el exceso de color ocasionado por la Vía Láctea, la séptima la magnitud aparente el el visible y la última la pertenencia de la galaxia: P: proveniente de la muestra de *Pico dos Dias*; S: perteneciente a la muestra del SDSS.

Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ, 2000 ($^o\,'\,''$)	Tipo	z	E(B-V) Gal.	m_v	Origen submuestra
MRK 335	00 06 19.5	+20 12 10	T1 (NLS1)	0.025785	0.035	13.75	P
TOL 0109-383	01 11 27.6	-38 05 00	T2	0.011865	0.016	13.90	P
MRK 975	01 13 51.0	+13 16 18	T1 N	0.049363	0.026	14.76	P
II Zw1	01 21 59.8	-01 02 24	T1 N	0.055032	0.046	15.17	S
Fairall 9	01 23 45.8	-58 48 20	T1 N	0.047016	0.027	13.50	P
MRK 573	01 43 57.8	+02 21 00	T2	0.017179	0.023	13.68	P
MRK 607	03 24 48.7	-03 02 32	T2	0.009176	0.047	13.32	P
3C120	04 33 11.1	+05 21 16	T1 N	0.033010	0.297	14.20	P
ESO 362-G018	05 19 35.8	-32 39 28	T1 N	0.012445	0.017	12.50	P
RXSJ07424+4656	07 42 27.1	46 56 42	T1 N	0.168295	0.069	19.58	S
NPM1G+48.0114	08 39 49.7	48 47 02	T1 (NLS1)	0.039621	0.031	16.70	S
MRK 110	09 25 12.9	52 17 11	T1 N	0.035394	0.013	16.41	S
3C 234.0	10 01 49.6	28 47 09	T1 N	0.185138	0.019	17.27	S
KUG1031+398	10 34 38.6	39 38 29	T1 (NLS1)	0.043778	0.015	16.90	S
MRK 1310	12 01 14.5	-03 40 40	T1 N	0.019697	0.031	14.58	S
IC 3599	12 37 41.2	26 42 27	T1 N	0.021205	0.019	15.50	S
MRK 236	13 00 19.9	61 39 18	T1 N	0.052231	0.013	16.80	S
SBS 1258+569	13 00 52.3	56 41 07	T1 N	0.071872	0.012	17.35	S
IRAS 13144+4508	13 16 39.7	44 52 35	T2	0.091354	0.018	17.45	S
RXSJ13199+5235	13 19 56.9	52 35 34	T1 (NLS1)	0.092430	0.016	17.94	S
SDSSJ13557+6440	13 55 42.8	64 40 45	T1 N	0.075558	0.013	16.71	S
NGC 5548	14 17 59.6	25 08 13	T1 N	0.017142	0.020	13.73	S
MRK 1392	15 05 56.6	03 42 26	T1 N	0.036169	0.047	15.50	S
SBS 1518+593	15 19 21.6	59 08 24	T1 N	0.078269	0.010	15.94	S
SDSSJ15342+3034	15 34 15.4	30 34 35	T1 N	0.094697	0.029	17.22	S
MRK 290	15 35 52.3	57 54 09	T1 N	0.030667	0.015	15.27	S
MRK 699	16 23 45.9	41 04 56	T1 N	0.034091	0.010	16.61	S
1H1934-063A	19 37 33.0	-06 13 05	T1 (NLS1)	0.010286	0.293	14.09	P
1H2107-097	21 09 10.0	-09 40 15	T1 N	0.027299	0.233	14.32	P
SDSSJ22025-0732	22 02 33.8	-07 32 24	T1 N	0.059736	0.033	17.15	S
AKN 564	22 42 39.3	+29 43 31	T1 (NLS1)	0.024200	0.060	14.55	P
MRK 1126	23 00 47.8	-12 55 07	T1 N	0.010457	0.044	14.00	P
NGC 7469	23 03 15.6	+08 52 26	T1 N	0.016088	0.069	13.00	P
NGC 7674	23 27 56.7	+08 46 45	T2	0.029071	0.059	13.92	P

En cuanto a la submuestra S, la selección de los objetos estuvo basada fundamentalmente en la intensidad de la emisión coronal y en la calidad del espectro en cuestión. El primer autor dispone de una muestra de 265 galaxias obtenidas en el servidor del SDSS que tienen en común emisión de [Fe VII] λ6087 y, en muy pocos casos, emisión exclusiva de [Ne V] λ3426 (**Portilla**, 2011). Éstos espectros fueron localizados a partir de la tabla de galaxias activas (Table-AGN) del catálogo Véron-Cetty & Véron, edición 12 (**Véron-Cetty & Véron**, 2006)[4]. Dicha tabla contiene un número cercano a 21 700 galaxias (clasificadas como Seyfert 1, Seyfert 2, Liners y galaxias H II con brillos intrínsecos hasta $M_B = -23$) distribuidas por toda la esfera celeste. La idea fundamental del proceso de búsqueda fue, conociendo las coordenadas de un objeto, ya previamente identificado y clasificado como galaxia activa y el cual hace parte de un catálogo, localizar si el espectro de dicho objeto ha sido obtenido por el SDSS y está disponible para su estudio.

[4]El catálogo completo está disponible en la página: http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/ftp-index?VII/248

Para la selección de los objetos de la submuestra S, debían ser, además, objetos con emisión de [Fe VII] λ6087 particularmente notable y en algunos casos de [Fe X] λ6374 y de [Fe XI] λ7892 acompañado de una adecuada relación S/R. Con excepción tal vez de IC3599 y SDSSJ22025-0732, los espectros presentan en general pocas líneas de absorción provenientes de la población estelar asegurando con ello una fijación del continuo expedita en las zonas de interés. Con base en estos criterios fueron escogidos 20 objetos de la submuestra S clasificados así: 16 de T1 "normal", 3 del subtipo NLS1 y 1 de T2.

Las propiedades fundamentales de los objetos que integran la muestra así como el tipo de submuestra a la que pertenece, se encuentran en la Tabla 1. A causa del estudio cinemático requerido, los valores de z fueron calculados (y utilizados para corregir por expansión cosmológica) con base a las líneas de emisión de baja ionización siguientes: [O I] λ6300, [S II] λ6731 y [O II] λ3727.

3. Observación y reducción de datos de la submuestra P

Los espectros de ranura larga (*long-slit*) fueron obtenidos con el telescopio de 1.6 m del observatorio de *Pico dos Dias* ubicado en el municipio de Brazópolis, estado de Minas Gerais (Brasil) y el cual es administrado por el *Laboratório Nacional de Astrofisica*. Los espectros se obtuvieron en varias sesiones de observación (14 al 16 de agosto, 30 de agosto al 1 de septiembre y 27 al 30 de octubre de 2006), ver Tabla 2, con un espectrógrafo convencional Cassegrain Boller & Chivens y una cámara CCD 2048×2048. En la Tabla 3 se encuentran las principales características de dicha cámara. Se utilizó la rejilla de 600 líneas mm^{-1} con ángulo de blaze tal que la longitud de onda en el centro de los espectros fuera de 6000 Å en la mayoría de los casos (que llamaremos el sector azul) o en 7800 Å (el sector rojo) y motivado fundamentalmente para registrar las líneas de [Fe VII] $\lambda\lambda$5721, 6087 y [Fe X] λ6374, en el primer caso, y [Fe XI] λ7892, en el segundo. En todos los casos se utilizó un ancho de rendija de 1" orientado en la dirección oriente-occidente.

La calidad de la observación no fue fotométrica en la mayoría de las noches, con extinción y condiciones de *seeing* que fluctuaban debido a la presencia de cirrus tenues. La reducción y la calibración de los datos se realizó aplicando procedimientos estándard de IRAF y siguiendo las prácticas usuales de corrección para esta clase de espectros (**Wagner**, 1992). Todos los espectros fueron corregidos tanto por *bias* como por *flat-field* usando flats de cúpula normalizados así como de flats de cielo tomados o bien al anochecer o al amanecer.

[5]NASA/IPAC Extragalactic data Base: http://ned.ipac.caltech.edu/

Galaxia	Fecha (UT) (UT)	λ_c (Å)	Masa de aire	Exp. (min)
MRK 335	15 ago. 2006	6000	1.46	20
	16 ago. 2006	6000	1.60	20
Tol-0109-383	30 ago. 2006	6000	1.04	20
	31 ago. 2006	6000	1.16	20
	01 sep. 2006	7800	1.07	30
MRK 975	28 oct. 2006	6000	1.24	20
FAIRALL9	31 ago. 2006	6000	1.27	30
MRK 573	15 ago. 2006	6000	1.13	20
	31 ago. 2006	6000	1.10	20
	01 sep. 2006	7800	1.11	30
	27 oct. 2006	6000	1.10	20
	30 oct. 2006	7800	1.13	20
MRK 607	31 ago. 2006	6000	1.09	20
	29 ago. 2006	6000	1.07	20
3C120	29 oct. 2006	6000	1.13	20
	30 oct. 2006	7800	1.13	20
ESO 362-G018	28 oct. 2006	6000	1.04	20
	30 oct. 2006	7800	1.02	20
	30 ago. 2006	6000	1.68	30
1H1934-063A	14 ago. 2006	6000	1.09	20
	15 ago. 2006	6000	1.07	20
	31 ago. 2006	7800	1.06	30
	29 oct. 2006	7800	1.18	20
1H2107-097	15 ago. 2006	6000	1.04	20
	16 ago. 2006	6000	1.13	20
AKN 564	28 oct. 2006	6000	1.78	20
	29 oct. 2006	7800	1.63	20
MRK 1126	24 oct. 2006	6000	1.10	20
	26 oct. 2006	6000	1.09	10
	29 oct. 2006	6000	1.03	20
NGC 7469	16 ago. 2006	6000	1.17	20
	30 oct. 2006	7800	1.42	20
NGC 7674	15 ago. 2006	6000	1.21	20

Tabla 2: Bitácora de observación

Los espectros 1D tomados en el sector azul, que constituyen la mayoría, fueron extraídos usando la tarea APALL de IRAF. La escala de longitud de onda fue establecida con exposiciones de lámparas de calibración de He-Ar tomadas al final de cada exposición. El tiempo de exposición está referido en la columna 5 de la Tabla 2. La calibración por flujo fue llevada a cabo mediante observaciones de estrellas estándar de **Hamuy et al.** (1992) y **Hamuy et al.** (1994) que fueron tomadas al inicio, mitad y final de la noche. Se utilizaron los valores de longitud de onda observados de las líneas de baja ionización tales como [O III] λ5007, [S II] $\lambda\lambda$6717, 6731 y [O I] λ6300 con el fin de corregir los espectros por expansión cosmológica. En todos los casos, los valores promediados nunca excedieron un error del 1% comparados con los valores reportados por NED[5]. De igual forma, no se realizó corrección por contaminación estelar de la galaxia (la mayoría de los espectros no evidencian la presencia de fuertes líneas de absorción). Las medidas de FWHM fueron realizadas usando la rutina LINER (**Pogge & Owen**, 1993). La resolución de los espectros ($R = \lambda/\Delta\lambda$)

quedó entre 4900 y 6900 dependiendo de la longitud de onda. El ancho instrumental, fijado con las líneas de cielo observadas, fue determinada en $\sim$230 km s^{-1}.

Filas × columnas	2048 × 2048
Tamaño del pixel	13.5 μm × 13.5 μm
Corriente oscura	1.5×10^{-4} e$^-$/ pixel/s
Ruido de lectura	2.5 e$^-$
Saturación	9×10^4 e$^-$/pixel

Tabla 3: Características de la cámara CCD

Los espectros obtenidos en el sector rojo, algunos de los cuales tienen una relación S/R baja, fueron sometidos a un proceso extra. Puesto que en esta región hay fuerte absorción de moléculas tales como agua (bandas en 7100-7450 Å, 8100-8400 Å) y oxígeno molecular (6870 y 7620 Å), es preciso corregir los espectros por estas bandas de absorción. Por ello, inmediatamente después de la toma del espectro de la galaxia de interés, fue preciso obtener el espectro de una estrella de tipo A. El proceso de extracción, calibración por longitud de onda y flujo de estos espectros fue idéntico a como se hizo en los espectros en el sector azul. La variante que se realizó para eliminar las bandas de absorción consistió en tomar individualmente los espectros de las estrellas tipo A e interpolar linealmente el continuo de la estrella (eliminando previamente las líneas de absorción inherentes de esta) a lo largo de la región espectral. Luego, mediante la tarea TELLURIC de IRAF se procedió a dividir los espectros interpolados por el espectro original de la galaxia y manualmente se dispuso a eliminar las absorciones desplazando sutilmente la longitud de onda. El proceso no siempre fue exitoso debido al fuerte residuo que quedó después de la corrección, por lo que en algunos espectros el ruido fue tan intenso que se decidió eliminar esas regiones ruidosas. Diferencias de masa de aire entre la estrella telúrica y la galaxia mayores a 0.1 son responsables por este residuo. Igualmente, fuertes variaciones de las condiciones de observación (vapor de agua) impiden una correcta anulación de estas bandas moleculares.

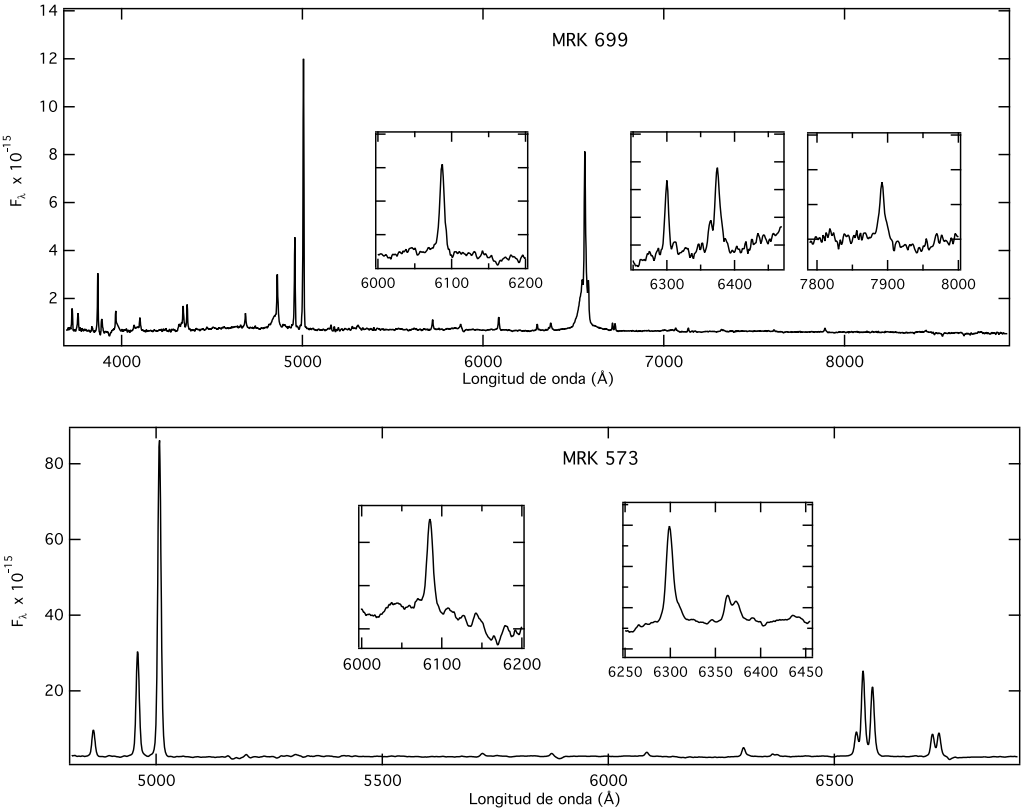


Figura 1: Espectro de Mrk 699 (arriba) perteneciente a la submuestra S y de Mrk 573 (abajo) perteneciente a la submuestra P. Las gráficas insertadas dentro de cada espectro son zonas ampliadas centradas, de izquierda a derecha, alrededor de 6090 Å (que muestra la línea de [Fe VII] λ6087), 6380 Å (que muestra la línea de [Fe X] λ6374) y, en el caso de Mrk 699, de 7890 Å (que muestra la línea de [Fe XI] λ7892).

Tabla 4: Anchos completos a mitad de la altura (FWHM) en $\mathrm{km\,s^{-1}}$ de algunas líneas de emisión. Los valores han sido corregidos por ensanchamiento instrumental en cuadratura. El ancho instrumental fue estimado en 230 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ (para la submuestra P) y se utilizó el valor de 170 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ (ver texto) para la submuestra S.

Galaxia	[O III] λ5007	[Fe VII] λ6087	[O I] λ6300	[Fe X] λ6374	[Fe XI] λ7892
MRK 335	640±10	1030±100	640±240	750±40	†
TOL 0109	750±10	990±90	760±70	1200±280	820±100
MRK 975	970±20	1270±150	1190 ±90	1390±270	†
II Zw1	480±10	830±70	420±20	440±60	···
FAIRALL9	730±90	650±150	570±40	1100 ±180	†
MRK 573	450±10	400±40	420±40	430±60	390±80
MRK 607	370±10	520±60	250±70	470±40	†
3C120	420±10	310±200	400±40	···	···
ESO 362-G018	440±10	420±100	460±100	550±100	†
RXSJ07424+4656	310±10	510±30	210±40	520±90	···
NPM1G+48.0114	230±10	450±50	200±20	240±30	···
MRK 110	290±10	400±10	320±10	420±20	360±30
3C 234.0	500±10	700±20	510±10	380±60	···
KUG1031+398	(n) 230±10	1290±120	430±90	1300±70	810±170
	(b) 1060±50				
MRK 1310	200±10	280±10	180±10	340±30	410±140
IC 3599	270±10	420±30	280±50	420±180	190±20
MRK 236	280±10	420±90	260±10	480±60	350±130
SBS 1258+569	280±10	340±10	270±20	430±20	270±20
IRAS 13144+4508	(n) 310±10	950±120	400±10	430±40	100±30
	(b) 990±10				
RXSJ13199+5235	220±10	310±60	190±10	420±30	200±30
SDSSJ13557+6440	330±10	330±10	350±10	480±100	§
NGC 5548	500±10	680±20	600±40	610±140	530±40
MRK 1392	360±10	430±30	380±10	590±70	···
SBS 1518+593	440±10	540±20	500±20	860±90	280±10
SDSSJ15342+3034	430±10	580±60	450±50	920±100	<170
MRK 290	370±10	340±50	340±40	630±50	···
MRK 699	310±10	350±50	300±20	490±20	370±40
1H1934-063A	560±10	580±50	360±10	1140±50	1620±50
1H2107-097	610±10	790±30	450±60	940±220	†
SDSSJ22025-0732	270±10	410±10	300±20	890±130	···
AKN 564	350±10	500±50	290±30	610±160	1000±130
MRK 1126	380±10	300±30	280±40	420±90	†
NGC 7469	500±10	730±20	440±30	‡	···
NGC 7674	(n) 490±10	(n) 580±40	(n) 500±10	···	†
	(b) 1490±20	(b) 1460±190	(b) 1740±90		

† Espectro rojo no disponible. § En zona donde no hay información.
‡ Difícil de desacoplar. (n) Componente delgada. (b) Componente ancha.

4. Resultados

En la figura 1 se aprecian dos de los espectros, ya calibrados por longitud de onda y flujo. También están corregidos por expansión cosmológica. Se trata de Mrk 699 (de la submuestra S) y de Mrk 573 (espectro azul de la submuestra P). Ambos figuras presentan regiones ampliadas donde se observan claramente las líneas coronales, cuya particular intensidad en ambos casos es poco corriente en espectros de galaxias Seyfert.

En la Tabla 4 están contenidos los datos del ancho completo a mitad de altura (FWHM) de las líneas de interés. Con base en ella hemos elaborado la figura 2 para una mejor visualización de los datos. Con relación al ancho de las líneas de emisión coronal notamos que el FWHM de [Fe VII] λ6087 es, en la mayoría de los casos, mayor que el correspondiente a [O I] λ6300 y [O III] λ5007. Incluso en algunos casos alcanza y supera el millar de $\mathrm{km\,s^{-1}}$, como en Mrk 335, Tol 0109 y Mrk 975.

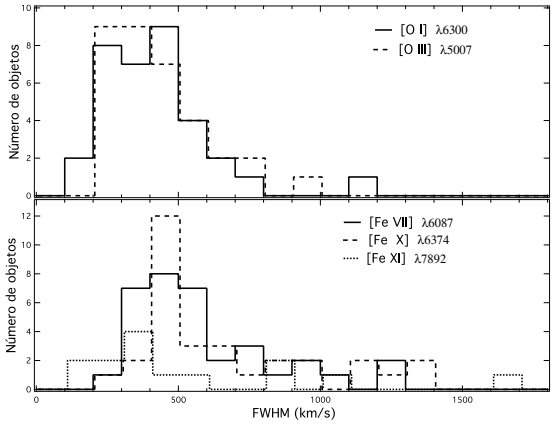


Figura 2: Histograma de número de objetos en función del FWHM (en $\mathrm{km\,s^{-1}}$) para las líneas de emisión [O I] λ6300 y [O III] λ5007 (arriba) y [Fe VII] λ6087, [Fe X] λ6374 y [Fe XI] λ7892 (abajo).

Solo en el caso de NGC 7674 se vio la clara necesidad de descomponer esta línea en dos componentes, pero no para NGC 7469, como lo hicieron **Mullaney & Ward** (2008). En la mayoría de los objetos se observa que el FWHM correspondiente a [Fe X] λ6374 es mayor que el de [Fe VII] λ6087; solo alrededor de 1/5 parte de los objetos se observa lo contrario.

La línea de [Fe X] λ6374 puede alcanzar valores de FWHM cercanos a 1400 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ como es el caso de Mrk 975. **Mullaney & Ward** (2008) desacoplan esta línea en dos componentes para NGC 7469. Nosotros, si bien detectamos [Fe X] λ6374, no intentamos desacoplar esta línea ni aun de [O I] λ6364, pues están estrechamente mezcladas y esto, junto con la dificultad de establecer un continuo, impidió realizar una medida con algún grado de confiabilidad.

En cuanto a la línea de más alta ionización aquí observada, [Fe XI] λ7892, se aprecia un ancho del orden del millar para 1H1934-063A y Akn 564. En aquellos objetos en que se tienen valores de FWHM, tanto para [Fe X] λ6374 como para [Fe XI] λ7892, se observa que solo en tres de los quince objetos se presenta un mayor FWHM de esta última (de mayor potencial de ionización) con relación a la primera.

En la Tabla 5 presentamos los valores de la magnitud de desplazamiento (en $\mathrm{km\,s^{-1}}$) del pico de emisión. Esto fue realizado para las líneas [O I] λ6300, [O III] λ5007, [Fe VII] λ6087, [Fe X] λ6374 y [Fe XI] λ7892. Los valores de longitud onda en reposo de las líneas de emisión fueron tomados de **Cox** (2004). Para permitir una mejor visualización de estos resultados, hemos elaborado la figura 3 en la que se observa las distribuciones del número de objetos en función del desplazamiento del pico de la línea para las líneas de interés (en el caso de líneas con varias componentes se incluyó solo la componente delgada). Claramente, para [O I] λ6300 y [O III] λ5007, la distribución está alrededor del valor cero con una ligera tendencia hacia el rojo para la primera y hacia el azul, para la segunda, con casi la totalidad de los valores de desplazamiento en un intervalo de velocidades comprendido en el rango de ± 100 $\mathrm{km\,s^{-1}}$. En tres casos se evidenció una componente ancha para [O III] λ5007, las cuales pueden alcanzar valores de corrimiento al azul tan grandes como de -600 $\mathrm{km\,s^{-1}}$. Para el caso de las líneas coronales se evidencia que tienden a presentar un desplazamiento hacia el azul con respecto a las líneas de más baja ionización. Si bien hay algunos objetos de la muestra (15 %) que muestran un ligero desplazamiento al rojo, el grueso de los objetos ($\sim$60 %) poseen desplazamientos al azul que van hasta los -200 $\mathrm{km\,s^{-1}}$, con 1/4 de los objetos cuyo desplazamiento alcanza a estar entre los -200 y los -300 $\mathrm{km\,s^{-1}}$.

En los histogramas para [Fe VII] λ6087 y [Fe XI] λ7892 parece manifestarse la existencia de dos poblaciones: una, en la que el desplazamiento al azul está alrededor de los $-50/-100$ $\mathrm{km\,s^{-1}}$ con un ancho comprendido entre $+100$ y -150 $\mathrm{km\,s^{-1}}$; la segunda, un poco menos numerosa, posee un pico alrededor de -250 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ con un ancho comprendido entre -150 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ y -350 $\mathrm{km\,s^{-1}}$. Para la línea del [Fe X] λ6374 no es clara la existencia de dos poblaciones como en los dos casos anteriores pero se notan algunos objetos cuyos desplazamientos al azul alcanzan los -550 $\mathrm{km\,s^{-1}}$.

Para efectos de cuantificar y describir la forma de una línea en particular nos hemos centrado en la determinación del grado de agudeza y de simetría. En particular, hemos determinado la denominada kurtosis (K) y el índice de asimetría (IA), llamado también de *skewness*. Desde el punto de vista estadístico la primera se define como el cuarto momento estandarizado de una determinada distribución y se constituye en una manera de cuantificar el grado de agudeza del pico de la misma así como el grado de prolongación de sus alas. El índice de asimetría corresponde al tercer momento estandarizado de una distribución y su valor es una medida del grado de simetría que posee una distribución alrededor del promedio. Tal y como es definido, un valor del IA negativo indica que la cola de la distribución de la izquierda es más larga que la de la derecha y, por lo tanto, el grueso de los valores tienden estar al lado derecho del valor promedio. Un valor positivo indica que la cola de la distribución en el lado derecho es más larga que en el lado izquierdo lo que indica que el grueso de los valores tienden a estar situados a la izquierda del valor promedio. Un valor nulo señala que los valores están uniformemente distribuidos en ambos lados del valor más probable.

Es importante subrayar que la determinación numérica tanto de K como del IA no solo parece variar con el campo del conocimiento donde se aplique sino también con el autor. En lo que aquí atañe se adoptaron las definiciones utilizadas por **Marziani et al.** (1996):

$$K = \frac{\lambda_{R,3/4} - \lambda_{A,3/4}}{\lambda_{R,1/4} - \lambda_{A,1/4}}, \quad (1)$$

$$IA = \frac{\lambda_{R,1/4} + \lambda_{A,1/4} - 2\lambda_P}{\lambda_{R,1/4} - \lambda_{A,1/4}}, \quad (2)$$

donde λ_P es la longitud de onda en el máximo de intensidad, $\lambda_{R,1/4}$ la longitud de onda a 1/4 de la intensidad en la zona derecha (roja) de la línea; $\lambda_{A,1/4}$, lo propio para la zona izquierda (azul); $\lambda_{R,3/4}$ y $\lambda_{A,3/4}$ las longitudes de onda a 3/4 de la intensidades en el rojo y en azul, respectivamente. Nótese entonces que de acuerdo con esta notación: FWHM $= \lambda_{R,1/2} - \lambda_{A,1/2}$, donde $\lambda_{R,1/2}$ y $\lambda_{A,1/2}$ corresponden a las longitudes de onda a 1/2 de la intensidad tanto como en el rojo como en azul, respectivamente. La determinación de dichos parámetros se hizo para la línea entera tal y como se presenta, sin descomposición en dos o más componentes. No sobra mencionar que los valores de K y AI son altamente sensitivos a factores tales como la fijación del continuo y a la intensidad propia de la línea, pues en aquellas donde el flujo integrado suele ser pequeño con relación a líneas tales como [O III] λ4959, 5007, [Ne III] λ3869 y [O II] λ3726, como son las líneas coronales propiamente dichas, pronunciarse sobre su forma se reserva solo en aquellos casos donde la línea en cuestión sea particularmente intensa.

Tabla 5: Magnitud del desplazamiento de los picos de las líneas de emisión en términos de velocidades.

Galaxia	[O I] λ6300.30 ($\mathrm{km\,s^{-1}}$)	[O III] λ5006.84 ($\mathrm{km\,s^{-1}}$)	[Fe VII] λ6086.92 ($\mathrm{km\,s^{-1}}$)	[Fe X] λ6374.53 ($\mathrm{km\,s^{-1}}$)	[Fe XI] λ7891.94 ($\mathrm{km\,s^{-1}}$)
MRK 335	110	30	-259	-226	†
TOL 0109-383	-23	-33	-105	-186	-128
MRK 975	27	-32	-172	-345	†
II Zw1	-5	-83	-285	-124	···
Fairall 9	98	-1	-203	-199	†
MRK 573	-67	18	-59	-57	47
MRK 607	-72	-28	-46	76	†
3C120	10	9	-128	···	···
ESO 362-G018	-11	57	-31	-43	†
RXSJ07424+4656	3	-5	-73	-211	···
NPM1G+48.0114	32	9	-55	-29	-236
MRK 110	10	-16	12	-62	-36
3C234.0	10	32	40	27	···
KUG1031+398	17	-32(n), -326(b)	-124	-430	-259
MRK 1310	-2	-3	-55	-40	-80
IC 3599	14	-84	-166	-269	-85
MRK236	-32	29	49	62	-120
SBS 1258+569	75	95	-39	-77	-139
IRAS 13144+4508	-11	6(n), -237(b)	-4	-110	-237
RXSJ13199+5235	4	-52	-87	-151	-69
SDSSJ13557+6440	17	-18	-1	-105	§
NGC 5548	8	-17	-88	-78	-29
MRK 1392	40	79	20	1	···
SBS 1518+593	18	-36	-24	-238	-184
SDSSJ15342+3034	14	-8	-238	-216	-323
MRK 290	49	92	69	12	···
MRK 699	-25	-35	10	11	-22
1H1934-063A	-31	-30	-230	-520	-297
1H2107-097	14	-51	-287	-350	†
SDSSJ22025-0732	23	-32	-56	-231	···
AKN 564	-2	-9	-222	-440	-295
MRK 1126	-26	-51	-142	-85	†
NGC 7469	-66	-47	-213	‡	···
NGC 7674	22(n), -285(b)	0(n), -612(b)	-295(n), -777(b)	···	†

† Espectro rojo no disponible. § En zona donde no hay información.
‡ Difícil de desacoplar. (n) Componente delgada.
(b) Componente gruesa.

La tabla 6 contiene los valores de la kurtosis y el índice asimétrico para las líneas coronales [Fe VII] λ6087 y [Fe XI] λ7892 pero solo en aquellos casos en el que la línea es lo suficientemente intensa con relación al continuo adyacente como para que su forma sea claramente discernible. La selección se hizo "a ojo" y la no determinación de los valores de K e IA fue básicamente aplicada para algunas líneas de [O I] λ6300 y [Fe XI] λ7892. La línea de [Fe X] λ6374 no fue considerada puesto que casi siempre aparece severamente mezclada con [O I] λ6364. Como referencia se incluyeron las líneas de [O I] λ6300 y [O III] λ5007 no solo por su presencia casi constante en los espectros sino por la relativa ausencia de líneas aledañas que puedan afectar severamente su forma y dificultar el establecimiento del continuo.

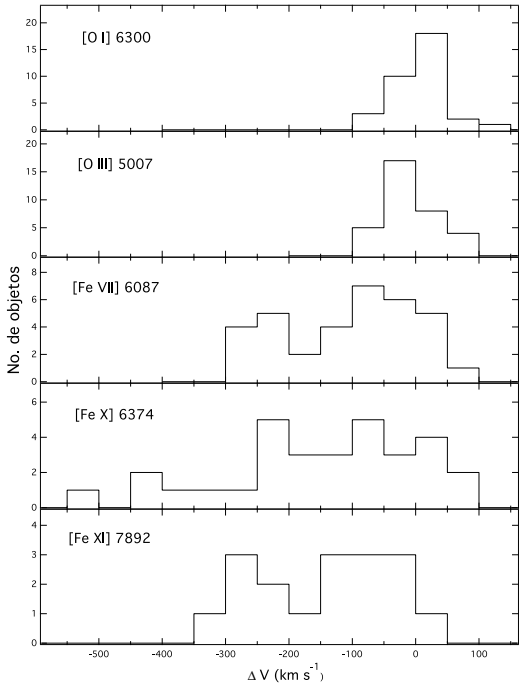


Figura 3: Histogramas de número de objetos en función del desplazamiento del pico de línea (en km s^{-1}) para las líneas de emisión [O I] λ6300, [O III] λ5007, [Fe VII] λ6087, [Fe X] λ6374 y [Fe XI] λ7892. Para líneas con varias componentes se incluyó solo la componente delgada.

En las figuras 4 y 5 se muestran los histogramas del número de objetos en función del valor de la kurtosis y del índice de asimetría, respectivamente, con base a los valores de la tabla 6. En lo que respecta a la kurtosis se observa que las líneas de baja ionización tienden a presentar una distribución esencialmente idéntica, con la mayoría de los objetos ($\sim$ 65 %) con valores comprendidos entre 0.4 y 0.5 y un 20-25 % con valores entre 0.3 y 0.4. En cuanto a [Fe VII] λ6087, se observa una distruibución algo diferenciada de las dos anteriores, con un $\sim$ 40 % de los objetos con valores comprendidos entre 0.4 y 0.5 y cerca de la mitad con valores entre 0.3 y 0.4. Aunque el número de objetos que se incluyó con información de [Fe XI] λ7892 es pequeño, su distribución la hemos incluido por razones de completez. Aun así se observa que más de la mitad presentan valores de K entre 0.3 y 0.4.

Pruebas K-S comparando mutuamente las distribuciones entre las líneas de baja ionización con relación a la de [Fe VII] λ6087 arrojan p-valores relativamente altos[6] lo que indica que la hipótesis nula (distribuciones iguales) no es rechazable. Por lo tanto, las distribuciones con base en la kurtosis no señalan una clara diferenciación de valores entre las líneas coronales y líneas de más baja ionización. Sin embargo, se observa una tendencia de la línea de [Fe VII] λ6087 (y de [Fe XI] λ7892) a presentar valores más bajos de K. El valor para un perfil gausiano, correspondiente a la definición adoptada aquí, es de 0.45; valores por encima de dicho número indican una línea más aguda; valores inferiores, una línea achatada, esto es, con picos redondeados y alas notablemente extendidas hacia los lados. Por lo tanto, alrededor del $\sim$50 % de las líneas de [Fe VII] λ6087 parecen adoptar picos achatados, más parecidos a los de un perfil lorentziano (que es de alrededor de 0.33, para la definición adoptada aquí), contrario a lo hallado por **Appenzeller & Östreicher** (1988). Puesto que poseemos la misma definición de kurtosis que la que realizó **Marziani et al.** (1996) podemos comparar numéricamente nuestros valores con los de ellos: en general, la distribución de los valores de la kurtosis para el [Fe VII] λ6087 y el [O III] λ5007 obtenidos en esta tesis tienden a caer entre 0.3 y 0.5 en tanto que las líneas de Hβ y C IV analizados por esos autores se concentran en valores más bajos, del orden de 0.15-0.35, lo que no debe extrañar si se considera que ellos analizaron los perfiles anchos provenientes de esas líneas de recombinación, y por lo tanto, con picos bastante más redondeados y prominentes alas en los bordes.

En cuanto a los valores de distribución del IA se observa que la línea de [O I] λ6300 presenta valores que en su mayoría están comprendidos entre -0.2 y 0.2. La línea de [O III] λ5007 presenta un poco más de la mitad de la muestra con valores comprendidos entre -0.2 y 0 y con alrededor de la tercera parte con valores de IA< -0.2. Esto está en concordancia con las numerosas observaciones que evidencian una asimetría de [O III] λ5007 consistente en presentar alas más extendidas hacia el azul que hacia al rojo (**Heckman et al.**, 1981; **Vrtilek & Carleton**, 1985; **Véron-Cetty, M.-P., et al.**, 2001; **Bian et al.**, 2006; **Komossa et al.**, 2009). Si bien cerca de una tercera parte de los objetos presentan valores de IA para la línea de [Fe VII] λ6087 entre

[6] Comparando la distribución entre [Fe VII] λ6087 con [O III] λ5007 y de [Fe VII] λ6087 con [O I] λ6300 ambos dan p-valores de 0.56.

-0.2 y 0, se observa que casi la mitad de la muestra tiene valores comprendidos de IA< -0.2; un $\sim$ 20 % presenta valores de IA positivos, que indican alas más pronunciadas hacia el rojo que al azul. La muestra de valores de [Fe XI] λ7892 que, como hemos dicho, no es estadísticamente significativa, exhibe la dispersión más alta de valores llegando a presentar los valores más altos de IA en ambos extremos. En general, se observa lo anotado por **De Robertis & Shaw** (1990) en el sentido de que las líneas de baja ionización si bien tienden a mostrar asimetrías pequeñas, estas no son nulas. La línea del [Fe VII] λ6087 tiende a presentar valores negativos de la misma lo que indica mayor extensión de las alas al azul que al rojo. Pruebas K-S comparando mutuamente las distribuciones entre [O III] λ5007 y de [Fe VII] λ6087 con [O I] λ6300 arrojan un p-valor 0.86 y de 0.0045, respectivamente, lo que indica que la hipótesis nula no es rechazable en el primer caso mientras que en el segundo sí. Esto sugiere una diferencia notable en el comportamiento cinemático del gas emisor de [Fe VII] λ6087 con respecto al que emite [O I] λ6300.

Tabla 6: Valores de Kurtosis (K) en índice de asimetría (IA).

Galaxia	[O III] λ5007		[Fe VII] λ6087		[O I] λ6300		[Fe XI] λ7892	
	K	IA	K	IA	K	IA	K	IA
MRK 335	0.38	-0.25	0.39	-0.12	†	†	‡	‡
TOL 0109	0.41	-0.27	0.35	-0.24	0.47	-0.10	0.44	0.47
MRK 975	0.37	-0.32	0.32	-0.43	†	†	‡	‡
II Zw1	0.41	-0.43	0.44	-0.25	0.37	-0.41	···	···
Fairall 9	0.42	-0.07	0.41	0.27	†	†	‡	‡
MRK 573	0.43	-0.03	0.47	0.01	0.41	0.21	0.28	0.15
MRK 607	0.45	-0.10	0.40	-0.14	0.47	0.04	‡	‡
3C120	0.47	-0.14	0.48	0.08	0.41	-0.07	···	···
ESO 362-G18	0.46	-0.05	0.44	-0.06	0.42	-0.04	‡	‡
RXSJ07424+4656	0.38	-0.22	0.39	-0.20	†	†	···	···
NPM1G+48.0114	0.42	-0.06	0.34	-0.41	0.55	0.09	···	···
MRK 110	0.44	0.16	0.51	-0.07	0.44	0.20	0.44	-0.16
3C234	0.51	-0.01	0.39	-0.18	0.31	0.37	···	···
KUG1031+398	0.32	-0.46	0.34	-0.55	†	†	0.35	-0.66
MRK 1310	0.44	0.16	0.51	-0.07	0.44	0.20	0.44	-0.16
IC3599	0.48	0.05	0.37	-0.36	†	†	†	†
MRK 236	0.39	-0.06	0.49	0.08	†	†	†	†
SBS 1258+569	0.44	-0.16	0.43	0.04	†	†	0.38	0.48
IRAS 13144+4508	0.37	-0.18	0.20	-0.44	0.41	0.03	†	†
RXSJ13199+5235	0.40	0.03	†	†	0.33	-0.28	0.19	-0.71
SDSSJ13557+6440	0.36	-0.18	0.42	-0.28	†	†	§	§
NGC 5548	0.38	-0.20	0.56	-0.25	0.34	0.00	†	†
MRK 1392	0.41	-0.09	0.42	0.08	0.42	0.03	···	···
SBS 1518+593	0.40	-0.14	0.34	-0.47	†	†	†	†
SDSSJ15342+3034	0.48	-0.20	0.34	-0.22	†	†	†	†
MRK 290	0.48	-0.24	0.37	-0.52	0.46	-0.07	···	···
MRK 699	0.40	-0.06	0.39	-0.08	0.40	0.00	0.31	0.15
1H1934-063A	0.43	-0.18	0.37	-0.21	0.43	-0.01	0.37	0.63
1H2107-097	0.39	-0.31	0.38	-0.42	†	†	‡	‡
SDSSJ22025-0732	0.40	-0.01	0.52	-0.20	0.44	-0.26	···	···
AKN564	0.43	0.06	0.47	-0.13	0.43	0.02	0.27	-0.57
MRK 1126	0.46	0.04	0.48	-0.03	0.45	-0.10	‡	‡
NGC 7469	0.42	-0.28	0.51	-0.49	0.44	-0.04	···	···
NGC 7674	0.28	-0.52	0.31	-0.43	0.38	-0.08	‡	‡

† La línea existe, pero débil. ‡ Espectro rojo no disponible.
§ En zona donde no hay información.

5. Discusión e interpretación

Tal y como se puede observar de la figura 2, los valores de FWHM correspondientes a las líneas coronales de [Fe VII] λ6087 y [Fe X] λ6374 tienden a ser mayores con relación a los que presentan las de baja o nula ionización. Por ejemplo, considerando el valor promedio de FWHM, la línea de [Fe VII] λ6087 es 38% y 42 % mayor que el de [O III] λ5007 y [O I] λ6300, respectivamente. El valor promedio de FWHM

para [Fe X] λ6374 es un 13 % mayor que el del [Fe VII] λ6087. Sin embargo, la línea de [Fe XI] λ7892 no sigue la tendencia de aumento de FWHM conforme aumenta el potencial de ionización: el valor promedio para esta línea es menor en un 8 % al del [Fe VII] λ6087. Estos resultados tomados en su conjunto sugieren una producción mayoritaria de [Fe VII] λ6087 proveniente de zonas ligeramente más internas con respecto a la zona de emisión de [O III] λ5007 y otras líneas comúnmente atribuidas a la NLR. El hecho de que los valores de FWHM para [Fe XI] λ7892 no sean mayores que los que tienen el [Fe VII] λ6087 y el [Fe X] λ6374 puede, en un primer momento, indicar que la emisión principal de este ión proviene de zonas de la región de emisión coronal más externas. Sin embargo, este resultado está de acuerdo con lo reportado por **Rodríguez-Ardila et al.** (2011) en líneas del infrarrojo cercano, en el cual las líneas de potencial de ionización $\gtrsim$ 300 eV tenían FWHM más bajos en relación a las líneas de menor potencial de ionización. Puede entonces que lo que esté ocurriendo es que la correlación entre el FWHM y el potencial de ionización se sostenga hasta un determinado valor de este último a partir del cual deje de ser válido a causa de las condiciones físicas reinantes, principalmente determinado por el valor de la densidad electrónica.

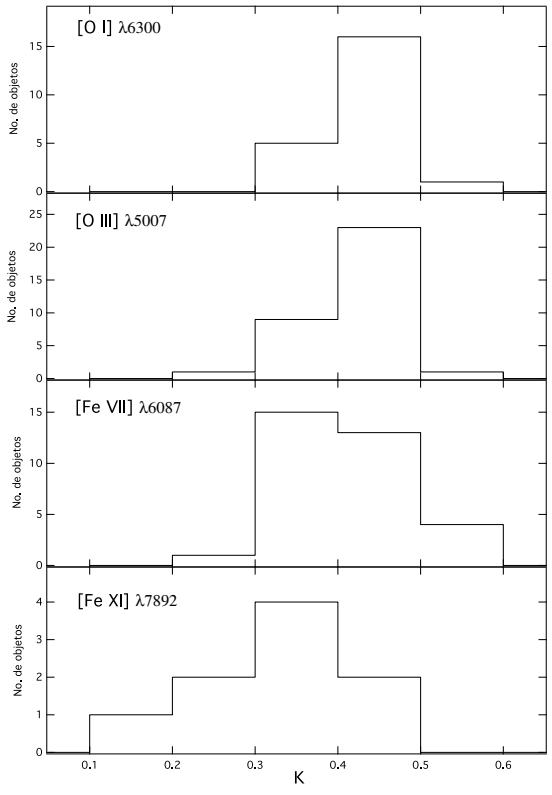


Figura 4: Histogramas de número de objetos en función de la kurtosis.

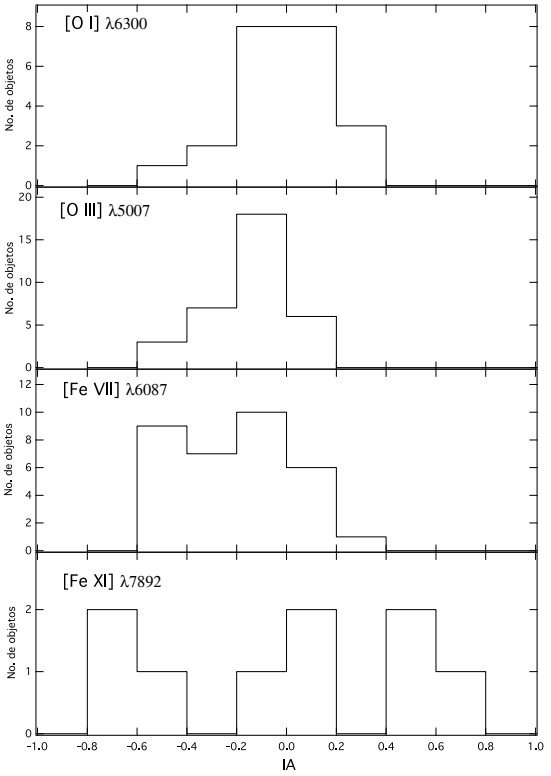


Figura 5: Histogramas de número de objetos en función del IA.

Está observacionalmente establecido que la zona de emisión coronal en AGNs puede llegar a extenderse hasta unas pocas centenas de parsecs del centro activo. Aun así, la distribución de la emisión coronal en las zonas más próximas al centro activo de objetos tales como Circinus y NGC 1386 (**Rodríguez-Ardila et al.**, 2006) así como NGC 1068, Mrk 573, NGC 4151, Mrk 3, NGC 3081 y NGC 4507 (**Mazzalay et al.**, 2010) el grueso de la emisión coronal proviene siempre de la zona nuclear no resuelta y siempre excede con al menos el doble de flujo con relación a las zonas aledañas a ella. Ello quiere decir que en los espectros que nos ocupan (con aperturas de 1" y 3" para las submuestras P y S, respectivamente), aun cuando se colectó emisión de varios centenares a miles de parsecs alrededor del núcleo, la información dominante de la emisión coronal es aquella que proviene de la zona más próxima al AGN, presumiblemente dentro del toroide y un poco más exterior a él, pero en todo caso, aun no resuelta por las observaciones.

Por lo tanto, no debe extrañar entonces que los desplazamientos al azul hallados en nuestra muestra estén dentro de los rangos observados de desplazamientos de líneas coronales reportados en la zona nuclear por **Rodríguez-Ardila et al.** (2006), los cuales, a excepción de NGC 1386, siempre son hacia el azul (en el caso del [Fe VII] λ6087). En dicho trabajo, en los casos en que se reporta doble componente, es interesante observar que la componente delgada (FWHM $\sim$100-600 km s^{-1}) posee siempre un menor desplazamiento que la componente gruesa (FWHM $\sim$700-1700 km s^{-1}) la cual es del orden de -200 a -300 km s^{-1}, pero puede alcanzar los -600 km s^{-1}. Algo semejante es observado por **Mueller Sánchez et al.** (2006) para varias líneas del infrarrojo cercano en Circinus. Pero las observaciones de estos autores indican que en lo que concierne a cantidad de flujo, no hay una tendencia sobre cual componente es la que domina: en algunas galaxias la componente gruesa es la que predomina en flujo (como en el caso de Circinus); en otros, es la componente delgada (NGC 3783). Aun cuando solo en un caso hicimos distinción de dos componentes de líneas coronales claramente definidas, la figura 3 sugiere la existencia de dos zonas: una "delgada" y otra "gruesa". En el mismo sentido, entonces, hay dos poblaciones de galaxias: una en la que el desplazamiento al azul no es tan significativo ($\Delta V \sim -200$ km s^{-1}) y, en consecuencia, la componente delgada o es única o predomina con respecto a la componente gruesa; en otros casos, hay una componente gruesa única o dominante, con $\Delta V \sim -200$ a -400 km s^{-1}. Lo anterior implica entonces una conexión directa entre una componente gruesa que se manifiesta por su mayor desplazamiento al azul y una componente delgada donde el desplazamiento al azul ya no es tan pronunciado. Enseguida examinaremos si el corrimiento al azul está relacionado con el ancho de línea, esto es, con el FWHM.

La figura 6 muestra la relación entre el desplazamiento al azul y el ancho de línea dado por el FWHM tanto para las líneas de baja ionización y las líneas coronales. Es evidente que para las líneas de baja ionización no parece existir una correlación entre ambas cantidades. En general, tanto para el [O I] λ6300 como para el [O III] λ5007, los valores de desplazamiento parecen distribuirse uniformemente alrededor del valor nulo y, salvo por algunos pocos *outliers*, los valores de FWHM se mantienen en valores de pocos centenares de km s^{-1}. Por otro lado, las líneas coronales parecen mostrar una leve tendencia entre el corrimiento al azul y el FWHM. Un análisis de regresión a los datos arroja una relación lineal de la forma:

$$\Delta V_{Fe\ VII} \approx -0.17 \times FWHM_{Fe\ VII},$$

$$\Delta V_{Fe\ X} \approx -0.31 \times FWHM_{Fe\ X},$$

$$\Delta V_{Fe\ XI} \approx -50 - 0.15 \times FWHM_{Fe\ XI},$$

con índices de correlación de 0.51, 0.61 y 0.56, respectivamente.

La correlación entre el FWHM y el potencial de ionización (hasta cierto valor de energía) que se observa en más de la mitad de la muestra se explica en términos de una zona de emisión coronal estratificada, en la que los iones de más alto potencial de ionización se encuentran en una zona próxima al centro activo (entre la BLR y la cara interna del toroide) y, en consecuencia, en interacción con el *outflow*. Aun así, puede ocurrir que parte de la emisión de [Fe X] λ6374 y [Fe XI] λ7892 provenga también de zonas internas de la NLR, esto es, apenas unas cuantas decenas de parsecs más allá del toroide oscurecedor. La ionización de los elementos químicos involucrados se da, bajo este modelo, fundamentalmente por fotoionización proveniente del AGN por lo que la contribución de la ionización por choques es marginal o nula. Esto está reforzado por consideraciones teóricas que evidencian lo poco eficientes que suelen ser los choques para producir ionización de la NLR (**Laor**, 1998) al igual que en evidencias observacionales en Mrk 78 (**Whittle et al.**, 2005) que tienden a favorecer al proceso de fotoionización como mecanismo principal de ionización.

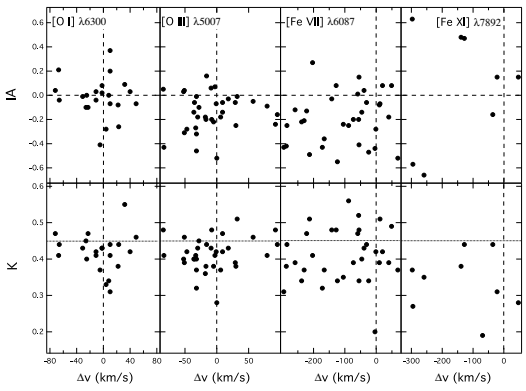


Figura 6: Relación entre Δv vs. FWHM para las líneas de interés. En el caso de líneas con varios componentes se incluyó solo la componente ancha.

Los resultados de la distribución del índice de asimetría sugieren que el comportamiento cinemático del [O I] λ6300 difiere del de [O III] λ5007 y [Fe VII] λ6087. Es sabido que en nubes con "zonas de transición" parcialmente ionizadas se forman especies del tipo H^0, H^+, O^0 y S^+ en gran abundancia por lo que en nubes de gran tamaño las líneas como [O I] λ6300 y [S II] λ6731 son prominentes. En tal caso, el comportamiento dinámico del [O I] λ6300 es distinto de aquel gas que se genera mayoritariamente cerca de la fuente (como las líneas coronales) e incluso de la línea de [O III] λ5007 que suele verse también con prominentes alas hacia el azul. Observaciones de alta resolución realizadas en zonas anexas a los núcleos activos cercanos indican que mientras que el grueso de la emisión de líneas coronales proviene siempre del sector no resuelto del centro activo, la observación

de la línea de [O I] λ6300 en núcleos tales como Cygnus A (**Taylor et al.**, 2003) NGC 1068 y NGC 1386 (**Rodríguez-Ardila et al.,** 2006) indica que puede emitirse en igual o mayor cantidad (comparada con las líneas coronales) en las zonas anexas que pueden extenderse hasta del orden de una centena de parsecs.

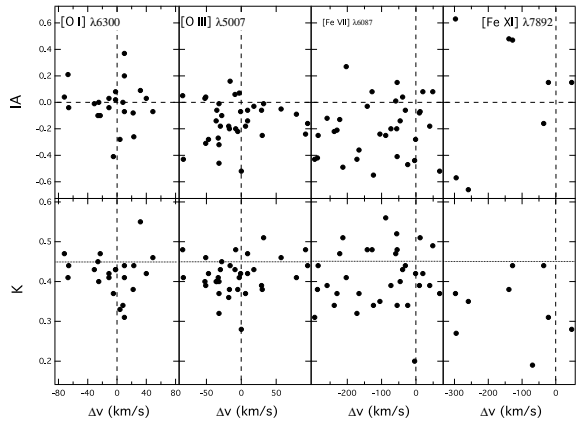


Figura 7: Relación entre el índice de asimetría (arriba) y la kurtosis (abajo) con respecto al desplazamiento del pico de línea para las líneas [O I] λ6300, [O III] λ5007, [Fe VII] λ6087 y [Fe XI] λ7892. La línea punteada en los paneles de la kurtosis corresponde al valor de una gausiana, de acuerdo con la definición adoptada aquí.

Es claro que en los resultados presentados aquí, al igual que con las observaciones del Telescopio Espacial Hubble (**Mazzalay et al.**, 2010), que la línea coronal [Fe VII] λ6087 tiende a presentar un ancho un poco mayor que la línea de [O III] λ5007. Sería importante examinar si existen diferencias adicionales de parámetros entre estas dos líneas. La figura 7 explora la relación tanto de la kurtosis y el índice de asimetría con respecto al desplazamiento del pico de línea. Si bien no parece existir correlación evidente entre K, IA y el Δv para cada una de las líneas en cuestión, sí se observa que para el [Fe VII], el 66 % de los objetos se ubican en la zona en que tanto el IA como el Δv son negativos, en contraste con lo que ocurre con el [O III] λ5007 en los que, para aquellos con IA negativo, hay una fracción importante de objetos con Δv positivo. La distribución del [O I] λ6300 es aun más uniforme, sin ninguna tendencia en particular. Claramente, la asimetría con alas extendidas al azul tiende mayoritariamente a estar vinculada al desplazamiento del pico de línea al azul. El comportamiento de la kurtosis también sugiere diferenciación entre las líneas de baja ionización y el [Fe VII] λ6087. Mientras que para el [O I] λ6300 y el [O III] λ5007 las líneas tienden a presentar perfiles con alas relativamente poco extendidas, más semejantes a un perfil gausiano, la línea de [Fe VII] λ6087 tiende a presentar valores más dispersos, lo que sugiere la presencia tanto de una población con perfiles parecidos a los gausianos como de otra población que posee picos redondeados y con perfiles de alas un poco más extendidas hacia los lados.

Puesto que son pocos los valores para el [Fe XI] λ7892, es difícil asegurar si el comportamiento extremo en los valores que adopta tanto en IA como en K observado en la figura 7 es característico de esta línea. De ser así, indicaría un comportamiento cinemático peculiar, pues aun cuando esta línea está casi siempre desplazada hacia el azul tiende a presentar notorias asimetrías tanto al azul como hacia el rojo y sus perfiles de línea indican en general prominentes extensiones en sus alas.

La interpretación más usual del corrimiento al azul es asociarlo a *outflows* del gas que está dirigido al observador y asumir la existencia de polvo que impide observar la porción del gas que está en recesión. La evidencia observacional reciente respalda cada vez más la existencia de *outflows* en la NLR (**Storchi-Bergmann et al.**, 2008; **Crenshaw et al.,** 2010; **Riffel & Storchi-Bergmann,** 2010; **Fischer et al.,** 2011). Estos *outflows* pueden estar vinculados al chorro de radio (ver más adelante) y por ello algunos autores atribuyen la totalidad o parte de la emisión coronal a interacción del gas de la NLR con el chorro de radio y, por lo tanto, asignan una participación importante a ionización por choques. Aunque hay algunas observaciones que apuntan hacia una conexión entre la zona de emisión coronal coincidente con la dirección del chorro de radio (**Marconi et al.**, 1996; **Axon et al.,** 1998; **Reunanen et al.,** 2003; **Prieto et al.,** 2005; **Storchi-Bergmann et al.**, 2008), permanece por demostrar si dicha yuxtaposición de zonas de emisión es efectiva y, si lo es, si dicho vínculo corresponde a una generalidad entre los AGNs. De hecho, **Mazzalay et al.** (2010) no encontraron evidencia de influencia local del chorro de radio sobre la emisión del gas coronal. La observación de NGC 3783, por ejemplo, (**Reunanen et al.**, 2003) indica que la emisión de líneas coronales no solo se da paralela al cono de ionización sino también perpendicular a él.

En general, los resultados obtenidos aquí respaldan la idea de una región coronal que no se restringe a una sola región emisora. Primeramente, existe una zona de emisión coronal ubicada en la NLR que ha sido resuelta en AGNs cercanos la cual se extiende usualmente a pocas decenas de parsecs del centro activo, pero que puede en algunos casos extenderse hasta pocas centenas de parsecs. Y hay una zona de emisión más interna, donde proviene el grueso de la emisión coronal, aun no resuelta por la actual generación de instrumentos, que puede residir en la porción interna de la NLR y extenderse más profundamente a una zona que se concentra en la cara interna del toroide oscurecedor. Es posible que esta zona de emisión esté sujeta a interacción con *outflows*.

Si atribuimos a *outflows* el desplazamiento al azul de las líneas coronales bien podría ser semejante a lo que describimos en la figura 8. En tal caso, la emisión coronal está moviéndose en dirección al observador y está dotada de una velocidad de unas tres a seis centenas de $\mathrm{km\,s^{-1}}$. Es posible que esta zona de emisión esté constituida por nubes en *outflow* las cuales están influenciadas cinemáticamente por el chorro de radio. Aunque se han propuesto otros mecanismos responsables de los *outflows* a parte del chorro de radio[7], el hecho de que existan correlaciones entre las luminosidades de las líneas coronales con la luminosidad en radio en 1.4 GHz (**Portilla,** 2011) sugieren una participación del chorro de radio en la producción de las líneas coronales y de otras líneas de más baja ionización. La componente delgada resulta entonces de una zona más propiamente de la porción interna de la NLR dotada de la velocidad sistémica de la galaxia y con una tendencia a estar desplazada hacia el rojo, como ocurre con las líneas de más baja ionización.

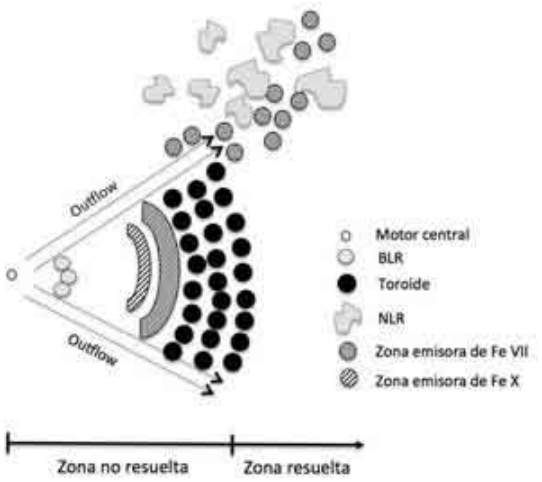


Figura 8: Corte transversal en el que se muestra un posible modelo cinemático de la región de emisión coronal.

Las zonas más internas de emisión de [Fe VII] λ6087, con mayor interacción con el chorro de radio, están dotadas de mayor velocidad; el pico de emisión se va desplazando así hacia al azul (pues a medida que la principal zona de emisión es cada vez más interna el efecto de la zona ópticamente opaca es mayor) y con ello, viene acompañada la asimetría con alas prolongadas también al azul.

Para reforzar nuestra hipótesis de interacción entre el chorro de radio como responsable del desplazamiento al azul de las líneas coronales, hemos elaborado la figura 9 en la que contrastamos la luminosidad de radio en 1.4 GHz con relación al desplazamiento de pico de línea para las tres líneas coronales que nos ocupan y líneas de más baja ionización. De forma interesante observamos que para las líneas coronales existe anticorrelación (sin tener en cuenta los dos valores de galaxias ruidosas en radio, indicados en las gráficas) entre la luminosidad en radio y el desplazamiento de línea (índices de correlación de -0.48, -0.82 y -0.65 para [Fe VII] λ6087, [Fe X] λ6374 y [Fe XI] λ7892, respectivamente). Esto contrasta con los bajos índices de correlación para [O III] λ5007 y [O I] λ6300, de nuevo sin los dos puntos ruidosos en radio (de -0.13 y -0.21, respectivamente). Estos resultados sugieren que el chorro de radio puede estar involucrado en los *outflows* de las nubes de emisión coronal en las zonas más internas. Aquellos puntos que se alejan de la tendencia general corresponden a objetos radio ruidosos cuyas luminosidades exceden el valor de $10^{31.5}$ $\mathrm{erg.\,s^{-1}Hz^{-1}}$, valor por encima del cual comienza a manifestarse luminosidades de la línea coronal constante o con tendencia a disminuir (**Portilla**, 2011).

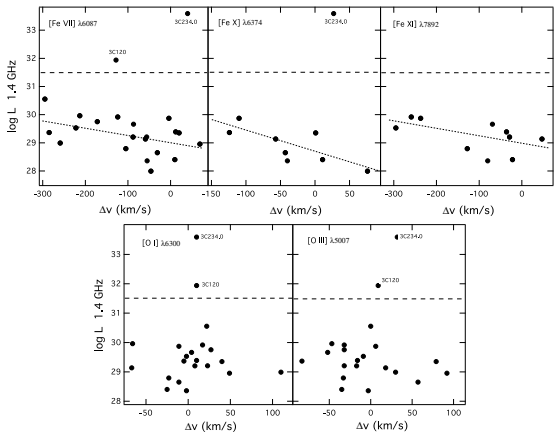


Figura 9: Luminosidad en radio en 1.4 GHz (erg. $\mathrm{s^{-1}\,Hz^{-1}}$) con relación al desplazamiento del pico de línea en $\mathrm{km\,s^{-1}}$. Valores de flujo en radio fueron tomados de: **Condon et al.**, 1998 (MRK 335, TOL 0109-383, MRK 607, ESO 362-G018, MRK 110 y KUG1031+398), **Condon et al.**, 2002 (MRK 975, MRK 573, 3C120, NGC 5548, AKN 564 y NGC 7674), **Rafter et al.,** 2009 (II Zw1, IRAS 13144+4508, MRK 1392 y MRK 290), servidor FIRST[8] (MRK 1310, RXSJ13199+5235 y SDSSJ22025-0732), **White & Becker**, 1992 (3C234.0), **Becker et al.**, 1995 (MRK 699) y **Greene et al.** 2004 (NGC 7469).

Ya hemos dicho que, basados en varias consideraciones, es poco probable que la presencia de choques surgidos por

[7]Entre dichos mecanismos están supervientos provenientes de zonas *starburst* (**Heckman et al.,** 1990) y expansión de nubes que integran la BLR para explicar la formación de polvo (**Elvis et al.**, 2002).

[8]http://sundog.stsci.edu/cgi-bin/searchfirst

interacción del chorro con el medio interestelar intervengan en la ionización de las especies químicas de las líneas coronales. Pero es claro que la luminosidad en radio interviene directamente en la luminosidad de las líneas coronales al menos hasta cierto valor límite. Puede que el chorro de radio esté formando un canal que permita que las nubes "vean" directamente el centro activo o como mecanismo que permita un aumento de densidad del medio interestelar y así incrementar la emisividad. Adicionalmente disponemos aquí de evidencias que sugieren una participación en la luminosidad del radio en el corrimiento al azul de las líneas coronales: entre mayor luminosidad, mayor desplazamiento al azul, siempre y cuando $\log L_{1.4\ \mathrm{GHz}\ (\mathrm{erg.\ s^{-1}Hz^{-1}})} < 31.5$. Esto puede sugerir que el chorro de radio tiene el efecto de impulsar hacia afuera las zonas más internas de emisión de líneas coronales y con ello que la dispersión observada del valor del FWHM esté afectada no solo por el gradiente gravitacional dominante sino por el efecto de la componente radial de la velocidad de los *outflows*. Sin embargo, si el chorro de radio es muy intenso, comienza a tener un efecto que desfavorece la emisión de líneas coronales, disminuyendo no solo la luminosidad de estas sino desplazando el pico de línea hacia el rojo. Es posible que en tales casos la intensidad del chorro sea de tal magnitud que arrastra las nubes susceptibles de ser fotoionizadas a lugares que no quedan en la línea de visión del centro activo.

Para finalizar, es importante señalar que los resultados encontrados aquí corresponden a objetos cuya emisión coronal es particularmente notable. En ese sentido, existe un claro sesgo hacia objetos con manifestación de alta ionización y de ahí el predominio de galaxias T1 en la muestra de estudio (85 %). Como se dijo atrás, se realizó la selección de ese modo pensando en obtener información sobre perfiles de línea y desplazamientos de sus picos, no solo de [Fe VII] λ6087 sino también de [Fe X] λ6374 y [Fe XI] λ7892, esto es, de objetos con ionización que llega a extenderse hasta 260 eV. Por lo tanto, quedaría por ver si este comportamiento puede ser extrapolado a aquellos objetos con emisión coronal marginal solo en Ne V y Fe VII o en muestras constituidas fundamentalmente por objetos T2.

6. Conclusiones

Varios aspectos cinemáticos de las líneas coronales en el óptico han sido abordados en este trabajo. Primeramente, la correlación entre el FWHM y el potencial de ionización, tan invocada en varios estudios, solo parece ser extensiva hasta determinados valores de potencial de ionización. Hemos encontrado que el FWHM para el [Fe XI] λ7892 no suele tener FWHM mayores que el de otras líneas coronales con menor potencial de ionización, lo que sugiere la posible intervención de valores de densidad por encima del de la densidad crítica.

Cerca de un 80 % de los objetos presentan asimetría en la línea [Fe VII] λ6087, confirmando así la tendencia de esta a mostrar alas pronunciadas hacia el azul. De igual forma, aproximadamente un 80 % de las galaxias muestran desplazamiento al azul en el pico de esa misma línea. El desplazamiento hacia el azul parece entonces venir acompañado de un efecto de asimetría. Esto contrasta con lo observado en líneas de más baja ionización, en los que apenas se observa un desplazamiento de pico de línea comprendido entre $\pm 100\ \mathrm{km\,s^{-1}}$ y asimetrías menos pronunciadas. Cuando se tienen en cuenta dos o más líneas coronales, se observa que el mayor porcentaje de ellas presentan mayores corrimientos al azul a medida que aumenta el potencial de ionización de las líneas, lo que sugiere estratificación de la región emisora con aquellas de más alto potencial de ionización mostrando mayor desplazamiento al azul.

Interpretando nuestros resultados de desplazamiento al azul y teniendo como base las observaciones de alta resolución de AGNs cercanos hemos propuesto la existencia de dos zonas principales de emisión coronal aun no resuelta instrumentalmente hablando: una ubicada en la porción interna de la NLR y otra ubicada en la cara interior del toroide oscurecedor aunque es posible que ambas zonas estén en realidad conectadas conformando una única zona de emisión. Esto es coherente con lo encontrado por **Murayama & Taniguchi** (1998) que sugiere emisión coronal preferencial en galaxias de tipo Seyfert 1.

Hemos encontrado una relación entre la luminosidad en radio y el desplazamiento del pico de línea hacia el azul de las líneas coronales. Esto refuerza la idea de *outflows* originados por el chorro de radio. Realizando una fuerte simplificación, se puede afirmar que para el grueso de los objetos de nuestra muestra que a mayor luminosidad en radio (hasta cierto límite), mayor desplazamiento al azul del pico de línea, mayor valor de FWHM y mayor luminosidad de líneas coronales.

Agradecimientos

El autor agradece las sugerencias y comentarios por parte de un árbitro anónimo.

Bibliografía

Appenzeller, I. & Östreicher, R. 1988. High-ionization line profiles of Seyfert galaxies. Astron. J., **95**: 45-57.

———, **Wagner, S.** 1991. Forbidden high-ionization lines in QSO spectra. Astron. Astrophys., **250**: 57-61.

Axon, D. J., Marconi, A., Capetti, A., Macchetto, F. D., Schreier, E. & Robinson, A. 1998. Jet-driven motions in the narrow-line region of NGC 1068. Astrophys. J., **496**: L75-L78.

Becker, R. H., White, R. L. & Helfand, D. J. 1995. The FIRST survey: faint images of the radio sky at twenty centimeters. Astrophys. J., **450**: 559-577.

Bian, W., Yuan, Q. & Zhao, Y. 2006. [O III] emission line in narrow-line Seyfert 1 galaxies. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **367**: 860-863.

Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B. & Broderick, J. J. 1998. The NRAO VLA Sky Survey. Astron. J., **115**: 1693-1716.

_____, **Cotton W. D. & Broderick J. J.** 2002. Radio sources and star formation in the local universe. Astron. J., **124**: 675-689.

Cooke, B. A., Elvis, M., Maccacaro, T., Fosbury, R. A. E. & Penston, M. V. 1976. NGC 3783: a possible X-ray emitting Seyfert galaxy. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **177**: 121P-125P.

Cox, A. N. 2004. Allen's Astrophysical Quantities, Springer, New York.

Crenshaw, D. M., Schmitt, H. R., Kraemer, S. B. & Mushotzky, R. F. 2010. Radial velocity offsets due to mass outflows and extinction in Active Galactic Nuclei. Astrophys. J., **708**: 419-426.

De Robertis, M. M. & Osterbrock, D. E. 1984. An analysis of the narrow-line profiles in high ionization Seyfert galaxies. Astrophys. J., **286**: 171-185.

_____, **Shaw, R. A.** 1990. Line profiles and the kinematics of the narrow-line region in Seyfert galaxies. Astrophys. J., **348**: 421- 433.

Elvis, M. 2002. Smoking quasars: A new source for cosmic dust. Astrophys. J., **567**: L107-L110.

Erkens, U., Appenzeller, I. & Wagner, S. 1997. The nature of the FHIL winds from AGN. Astron. Astrophys., **323**: 707-716.

Fischer, T.C. 2011. HST observations of the double-peaked emission lines in the Seyfert galaxy Markarian 78: mass outflows from a single AGN. Astrophys. J., **727**: 71-77.

Grandi, S. A. 1978. [Fe XI] λ7892 emission in Seyfert galaxies. Astrophys. J., **221**: 501-506.

Greene, J., Lim, J. & Ho, P. T. P. 2004. Evidence for interactions in H I imaging of Seyfert galaxies. Astrophys. J. Suppl. Ser., **153**: 93-117.

Hamuy, M., Walker, A. R., Suntzeff, N. B., Gigoux, P., Heathcote, S. R. & Phillips, M. M. 1992. Southern spectrophotometric standards. I. Pub. Astron. Soc. Pacific, **104**: 533-552.

_____, **Suntzeff, N. B., Heathcote, S. R., Walker, A. R. & Gigoux P. & Phillips M. M.** 1994. Southern spectrophotometric standards. II. Pub. Astron. Soc. Pacific, **106**: 566-589.

Heckman, T. M., et al. 1981. Emission-line profiles and kinematics of the narrow-line region in Seyfert and radio galaxies. Astrophys. J., **247**: 403-418.

_____, **Armus, L. & Miley, G. K.** 1990. Emission-line profiles and kinematics of the narrow-line region in Seyfert and radio galaxies. Astrophys. J., **247**: 403-418.

Jaffe, W., et al. 2004. The central dusty torus in the active galactic nucleus of NGC 1068. Nature, **429**: 47-49.

Kollatschny, W., Biermann, P., Fricke, K. J., Huchtmeier, W. & Witzel, A. 1983. Nuclear activity in the barred spiral galaxy NGC 3660 from radio, optical, and X-ray observations. Astron. Astrophys. **119**: 80-84.

Komossa, S., Zhou, H., Rau, A., Dopita, M., Gal-Yam, A., Greiner, J., Zuther, J., Salvato, M., Xu, D., Lu, H., Saxton, R. & Ajello, M. 2009. NTT, Spitzer and Chandra spectroscopy of SDSSJ095209.56+214313.3: the most luminous coronal-line supernova ever observed, or a stellar tidal disruption event? Astrophys. J., **701**: 105-121.

Laor, A. 1998. A note on the viability of gaseous ionization in active galaxies by fast shocks. Astrophys. J., **496**: L71-L74.

Marconi, A., van der Werf, P. P., Moorwood, A. F. M. & Oliva, E. 1996. Infrared and visible coronal lines in NGC 1068. Astron. Astrophys., **315**: 335-342.

Marziani, P., Sulentic, J. W., Dultzin-Hacyan, D., Calvani, M. & Moles M. 1996. Comparative analysis of the high- and low-ionization lines in the broad-line region of Active Galactic Nuclei. Astrophys. J. Suppl. Ser., **104**: 37-70.

Mazzalay, X., Rodríguez-Ardila, A. & Komossa, S. 2010. Demystifying the coronal line region of active galactic nuclei: spatially resolved spectroscopy with HST. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **405**: 1315-1338.

Mueller Sánchez, F., Davies, R. I., Eisenhauer, F., Tacconi, L. J. & Genzel, R. 2006. Near IR diffraction-limited integral field SINFONI spectroscopy of the Circinus Galaxy. New Astron. Rev., **50**: 439- 442.

Mullaney, J. R., Ward, M. J. 2008. Optical emission line properties of narrow line Seyfert 1s and comparison AGN. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **385**: 53-74.

Murayama, T., Taniguchi Y. 1998. Where is the coronal line region in active galactic nuclei?. Astrophys. J., **497**: L9-L12.

Nagao, T., Taniguchi, Y. & Murayama, T. 2000. High-ionization nuclear emission-line region of Seyfert galaxies. Astron. J., **119**: 2605-2628.

Osterbrock, D. E. 1981. The spectrum of III Zw 77: an unusual, high ionization Seyfert 1 galaxy. Astrophys. J., **246**: 696-707.

_____, **Ferland, G. J.** 2006. Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, University Science Books, Sausalito.

Pelat, D., Alloin, D. & Fosbury, R. A. E. 1981. High resolution line profiles in the Seyfert galaxy NGC 3783: the structure of the emitting regions. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **195**: 787-804.

Penston, M. V., Fosbury, A. E., Boksenberg, A., Ward, M. J. & Wilson, A. S. 1984. The Fe^{9+} region in Active Galactic Nuclei. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **208**: 347-364.

Peterson, B. M. 1997. An Introduction to Active Galactic Nuclei, Cambridge University Press, New York.

Phillips, M. M. & Osterbrock, D. E. 1975. The optical emission-line spectrum of 3C120. Pub. Astr. Soc. Pac., **87**: 949-959.

Pogge, R. W. & Owen, J. M. 1993. Reporte interno de Ohio State University, 93-01.

———. 2000. Narrow-line Seyfert 1s: 15 years later. New Astron. Rev., **44**: 381-385.

Portilla, J. G. 2011. La región de líneas coronales en galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2. Tesis de Doctorado, Universidad Nacional de Colombia, Facultad de Ciencias.

Prieto, M. A., Marco, O. & Gallimore, J. 2005. Morphology of the coronal line region in Active Galactic Nuclei. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **364**: L28-L32.

Rafter, S. E., Crenshaw, D. M. & Wiita, P. J. 2009. Radio properties of low-redshift Broad Line Active Galactic Nuclei. Astron. J., **137**: 42-52.

Reunanen, J., Kotilainen, J. K. & Prieto, M. A. 2003. Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies -II. Molecular content and coronal emission. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **343**: 192-208.

Riffel, R. A. & Storchi-Bergmann, T. 2010. Compact molecular disc and ionized gas outflows within 350 pc of the active nucleus of Mrk 1066. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **411**: 469-486.

Rodríguez-Ardila, A., Prieto, M. A., Viegas, S. M. & Gruenwald, R. 2006. Outflow of very ionized gas in the centers of Seyfert galaxies: kinematics and physical conditions. Astrophys. J., **653**: 1098-1114.

———. **Rodríguez-Ardila, A., Prieto, M. A., Portilla, J. G. & Tejeiro, J. M.** 2011. The near-infrared coronal line spectrum of 54 nearby active galactic nuclei. Astrophys. J., **743**: 100-116.

Shuder J. M. 1980. The optical spectra of narrow-line X-ray galaxies. Astrophys. J., **240**: 32-40.

Spoon, H. W. W., Armus, L. L., Marshall, J. A., Bernard-Salas, J., Farrah, D., Charmandaris, V. & Kent, B. R. 2009. High-velocity neon line emission from the ULIRG IRAS F001837111: revealing the optically obscured base of a nuclear outflow. Astrophys. J., **693**: 1223-1235.

———, **Holt, J.** 2009. Discovery of strongly blue shifted mid-infrared [Ne III] and [Ne V] emission in ULIRGs. Astrophys. J., **702**: L42-L46.

Storchi-Bergmann, T., McGregor, P. J., Riffel, R. A., Simões Lopez, R., Beck, T. & Dopita, M. 2008. Feeding versus feedback in NGC 4151 probed with Gemini NIFS. I. Excitation. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **394**: 1148-1166.

Taylor, M. D., Tadhunter, C. N. & Robinson, T. G. 2003. The structure of the narrow-line region in Cygnus A. Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **342**: 995-1008.

Vanden Berk, D. E., et al. 2001. Composite quasar spectra from the Sloan Digital Sky Survey, 2001, Astrophys. J., **122**: 549-564.

Veilleux, S. 1991. A study of the structure and kinematics of the narrow-line region in Seyfert galaxies. I. Atlas of line profiles. Astrophys. J. Suppl. Ser., **75**: 357-406.

Véron-Cetty, M.-P., Véron, P. & Gonçalves, A. C. 2001. A spectrophotometric atlas of Narrow-Line Seyfert 1 galaxies. Astron. Astrophys. **372**: 730-754.

———, **Véron, P.** 2006. A catalogue of quasars and active nuclei: 12th edition. Astron. Astrophys. **455**: 773-777.

Vrtilek, J. M. & Carleton, N. P. 1985. Seyfert galaxy narrow-line regions. I - Observations of forbidden [O III] λ 5007. Astrophys. J., **294**: 106-120.

Wagner, R. M. 1992. Point source spectroscopy. Astr. Soc. Pac. Conf. Ser., **23**: 160-194.

Wagner, S. J. 1997. Coronal lines from the BLR, NLR and ENLR. Astr. Soc. Pac. Conf. Ser., **113**: 298-301

White, R. L., Becker, R. H., 1992. A new catalog of 30239 1.4 GHz sources. Astrophys. J. Suppl. Ser., **79**: 331-467.

Whittle, M. 1985. The narrow line region of active galaxies. III - Profile comparisons, Mon. Not. Roy. Astro. Soc., **216**: 817-855.

Whittle, M. et al. 2005. Jet-Gas interaction in Markarian 78. II. Ionization mechanisms. Astron. J., **129**: 104-124.

Wilson, A. S. 1979. X-ray galaxies. Proc. Roy. Soc. A. **366**: 461-489.

———, **Nath, B.** 1990. A survey of the profiles of narrow emission lines in Seyfert galaxies. Astrophys. J. Suppl. Ser., **74**: 731-754.

Recibido: 4 de octubre de 2012
Aceptado para publicación: 5 de diciembre de 2012