

UNIVERSIDAD NACIONAL DE COLOMBIA

FACULTAD DE CIENCIAS

DEPARTAMENTO DE FÍSICA

LA REGIÓN DE LÍNEAS CORONALES EN GALAXIAS SEYFERT 1 Y
SEYFERT 2

José Gregorio Portilla B.

Tesis realizada bajo la orientación y dirección de los investigadores Dr. Juan Manuel Tejeiro S. (Universidad Nacional de Colombia) y el Dr. Alberto Rodríguez Ardila (Director Asociado) del *Laboratório Nacional de Astrofísica*, M. G., Brasil, y presentada como requisito parcial para la obtención del título de Doctor en física teórica.

Bogotá, 2011

A mis padres María Teresa y José
Gregorio y mi hermano Luis Rodrigo

Agradecimientos

Reservo este espacio para agradecer a todas aquellas personas que de una u otra forma, con su amistad, apoyo, aliento y conocimientos permitieron que esta tesis llegara a su feliz término. Mi agradecimiento puntual va para:

- Alberto Rodríguez-Ardila, a quien le debo mi conocimiento en galaxias activas, por su muy valiosa amistad, su paciencia sin límites, aliento y consejos en los momentos difíciles y por su comprensión. Si esta tesis salió finalmente adelante se debe a él.
- Juan Manuel Tejeiro, quien me alentó a proseguir mis estudios en física y obtener el doctorado, por su amistad, apoyo incondicional y confianza.
- Los colegas del Observatorio Astronómico, por su invaluable amistad, apoyo, comprensión y sobre todo aliento. Debo agradecer, muy específicamente, a Armando Higuera, quien me animó a realizar el doctorado conjuntamente con él. Su apoyo irrestricto en todo momento permitió adentrarme conjuntamente con él en el estudio de las galaxias activas.
- A la Dra. Almudena Prieto, del *Instituto Astrofísico de Canarias (IAC)*, por sus muy valiosas sugerencias y por su muy gentil invitación y colaboración en mi pasantía realizada en el IAC.
- Al Dr. Luc Binnet, del *Instituto de Astronomía* de la UNAM, a quien debo agradecer no solo por su hospitalaria recepción en el mencionado instituto sino también por sus valiosas sugerencias en lo relacionado con los modelos de fotoionización.
- Al personal técnico y científico del *Laboratório Nacional de Astrofísica*, en Itajubá, Brasil, por su disponibilidad, accesibilidad y don de gentes, pues con ello hicieron más fácil las medidas espectroscópicas realizadas allí.
- A mis padres y mi hermano, por su comprensión, aliento y amor incondicional.
- A los profesores de la Universidad Nacional Óscar Osorno, Emiliano Barreto y Luis Carlos Jiménez, por su amistad y apoyo.
- A Ingrid María, por existir.

Resumen

Varias muestras de espectros galaxias activas, casi en su totalidad conformadas por galaxias Seyfert, fueron analizadas con el propósito de estudiar la emisión de líneas coronales, LCs, (líneas prohibidas de alta ionización). La primera muestra está conformada por 54 núcleos activos con espectros en el infrarrojo cercano (0.8-2.3 μm); la segunda es una selección de 265 galaxias en las que se detectó al menos una línea coronal en el rango óptico del espectro, obtenidos por la prospección del cielo Sloan (SDSS, por sus siglas en inglés). Una tercera muestra está constituida por 34 galaxias emisoras de líneas coronales (20 de las cuales fueron obtenidas del SDSS) y las restantes tomadas en el observatorio de *Pico dos Dias* en Brasil.

Se observa emisión coronal en el infrarrojo cercano en el 63 % de las galaxias que conforman la primera muestra, siendo las líneas de [Si VI] 1.9630 μm y [S VIII] 0.9913 μm las que aparecen con mayor frecuencia en las galaxias Seyfert 2 que en las Seyfert 1. Líneas con más alto potencial de ionización (PI), como [Si X] 1.4301 μm y [Si IX] 1.2520 μm , aunque menos conspicuas que las anteriores, son igualmente observadas en ambos tipos de galaxias en proporciones similares. La proporción de LCs es semejante en objetos Sy1 y Sy2. Correlación entre el ancho completo a mitad de la altura (FWHM) con respecto al PI es solo observada en pocos objetos. Parece existir evidencia de desexcitación colisional para las líneas de más alto PI a través de un gradiente de densidad. También presentamos la influencia que tiene sobre la emisión coronal la luminosidad en rayos X tanto suaves (0.1-2.4 keV) como duros (2-10 keV).

Con respecto a los datos del SDSS, se encontró que de 659 espectros de galaxias Seyfert con magnitudes aparentes hasta 17.5, la tercera parte muestran emisión de Fe VII. Discriminadas por tipo se halló que las probabilidades de emisión de ese ión son de 43 %, 15 % y 56 % para las galaxias Sy1 normales Sy2 y NLS1, respectivamente. Se confirma la anisotropía de emisión de [Fe VII] $\lambda 6087$ entre objetos Sy1 y Sy2 (mayor cantidad de emisión en los primeros que en los segundos). Dicha anisotropía es observada también en las líneas de [Ne V] $\lambda 3426$ y de [Fe X] $\lambda 6374$. Se observa, con base a índices de color, que en aquellas galaxias emisoras de LCs, las Sy1 tienden a ser más azuladas que las Sy2. Todo lo anterior sugiere que la principal región de emisión de Fe VII reside en la cara interna del toroide oscurecedor. Por otro lado, se observan fuertes correlaciones entre las luminosidades de las LCs (como también en sus flujos). También existen correlaciones entre los flujos de las LCs y los flujos de líneas prohibidas de menor PI. También existen correlaciones fuertes entre las LCs y los rayos X suaves (0.1-2.4 keV) y entre el Fe VII y Ne V y los rayos X duros (2-10 keV) aunque este último resultado es marginal. En suma, esto apoya un proceso de fotoionización proveniente de una fuente central como mecanismo principal de ionización de las LCs. Se reporta también una relación entre la luminosidad de algunas LCs y la luminosidad en radio en 1.4 GHz hasta un valor de luminosidad en radio ($\log L \sim 31.5 \text{ erg. s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$) a partir del cual la luminosidad de la LC es irregular y con tendencia a disminuir. Algo semejante se observa con líneas de más baja ionización. Se determinaron condiciones físicas para la zona de emisión de Fe VII: se hallaron valores de temperatura comprendidos entre 10000 y 50000 K y densidades electrónicas que pueden alcanzar a los sumo 10^6 a 10^7 cm^{-3} .

Finalmente, con la tercera muestra conformada por espectros con emisión coronal particularmente intensa, se realizó un estudio cinemático de la zona de emisión coronal. El comportamiento de las LCs es diferente del que presentan líneas de baja ionización tales como O III y O I. Las LCs tienden por lo general a presentar un FWHM un poco mayor, índice de asimetría (IA) negativo, valor de kurtosis más pequeño y desplazamiento de pico de línea pronunciado hacia el azul. Dicho desplazamiento del pico de línea sugiere la existencia de dos poblaciones de galaxias con relación a la emisión de [Fe VII] $\lambda 6087$. Se estableció que para este ión el desplazamiento del pico de línea hacia el azul viene acompañado por un marcado IA con alas extendidas también hacia el azul que pueden indicar que el gas coronal hace parte de *outflows* producidos por el chorro de radio. Se encontraron anticorrelaciones moderadas entre luminosidades en radio a 1.4 GHz y el desplazamiento del pico de línea de las LCs que sugiere una participación del chorro de radio en el desplazamiento del gas coronal en dirección hacia el observador.

Índice general

1. Núcleos activos de galaxias	13
1.1. Definición	13
1.2. Las galaxias Seyfert	14
1.3. Otras galaxias con AGNs	16
1.4. Paradigma del AGN	17
1.5. La región de líneas coronales	19
1.5.1. Líneas coronales en AGNs	20
1.6. Esta tesis	26
2. Observaciones en el IR cercano	29
2.1. Introducción	29
2.2. Líneas coronales en el infrarrojo cercano	29
2.3. Selección de la muestra	31
2.4. Resultados	33
2.4.1. Cinemática de las LCs	49
2.4.2. Relación entre las luminosidades de las LCs	53
2.4.3. Relación entre LCs y rayos X	56
2.4.4. Rayos X suaves (0.1-2.4 keV)	57
2.4.5. Rayos X duros (2-10 keV)	59
2.5. Conclusiones	62
3. Líneas coronales en una muestra del SDSS (I)	63
3.1. Introducción	63
3.2. La prospección Sloan	65
3.3. Selección de la muestra	66
3.4. La muestra	69
4. Líneas coronales en una muestra del SDSS (II)	79
4.1. La emisión coronal en la muestra MT	79
4.2. Anisotropía de emisión de Fe VII en galaxias Seyfert	83
4.3. Velocidad de la región de emisión coronal	90

4.4. ¿Fotoionización o colisión?	94
4.4.1. Relaciones entre las luminosidades	95
4.5. Relación con emisión de rayos X	99
4.5.1. Rayos X suaves: Rosat (0.1-2.4 keV)	99
4.5.2. Rayos X duros: 2-10 keV	101
4.6. Relación con emisión de radio	103
4.7. Temperatura y densidad con base a emisión de Fe VII	109
4.8. Una discusión adicional	116
5. Cinemática de líneas coronales en el óptico	125
5.1. Introducción	125
5.2. Cinemática de la CLR en AGNs	125
5.3. Selección de la muestra	127
5.4. Observación y reducción de datos de la submuestra P	128
5.5. Resultados	131
5.6. Discusión e interpretación	154
5.6.1. ¿Variabilidad de emisión coronal?	161
5.7. Conclusión	163
6. Conclusiones	165
6.1. Emisión en el infrarrojo cercano	165
6.2. Emisión en el óptico	166
A. Líneas coronales	169
B. Razones de flujo de Fe VII en función de T y N_e	171
C. Relación entre [Ne V] $24.3 \mu\text{m}$ y radio en 1.4 GHz	173
D. Muestra de galaxias del SDSS sin emisión de Fe VII	175
E. Espectros de la submuestra P	181
F. Espectros de la submuestra S	187

Índice de figuras

1.1. Fotos de NGC 4151 y Mrk 573	14
1.2. Espectro de VIII Zw36	15
1.3. Modelo unificado de un AGN	18
1.4. Líneas coronales en el espectro de RXSJ09475+1005	20
2.1. Histogramas de luminosidad de Si VI, S VIII, Si X y S IX	35
2.2. LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 262, NGC 591 y Mrk 573	38
2.3. LCs detalladas en los espectros NIR de Mrk 573, Mrk 1066 y MCG-5-13-17	39
2.4. LCs detalladas en los espectros NIR de MCG-5-13-17, 428-G014 y Mrk 1210	40
2.5. LCs detalladas en los espectros NIR de Mrk 1210 y Mrk 1239	41
2.6. LCs detalladas en los espectros NIR de Mrk 1239, NGC 3227, PG1126 y H1143-182	42
2.7. LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 4051	43
2.8. LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 4151 y NGC 4748	44
2.9. LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 4748, Mrk 279 y NGC 5548	45
2.10. LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 5548, NGC 5728, PG1448, PG1612, Mrk 504, Mrk 509 y 1H2107	46
2.11. LCs detalladas en los espectros NIR de 1H2107, NGC 7469 y NGC 7674	47
2.12. LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 7674, NGC 7682 y Mrk 493	48
2.13. FWHM vs. PI	51
2.14. FWHM vs. PI (continuación)	52
2.15. Desplazamiento del centroide con respecto al PI	54
2.16. Relación entre luminosidades de LCs en el NIR	55
2.17. Luminosidad de Si VI y S VIII vs. L_X suaves	57
2.18. Luminosidad de Si X y S IX vs. L_X suaves	58
2.19. Γ de rayos X suaves vs. luminosidades de Si VI y S VIII	59
2.20. Γ de rayos X suaves vs. luminosidades de Si X y S IX	60
2.21. Luminosidad de Si VI vs. L_X duros	61
2.22. Luminosidad de Si X y de S IX vs. L_X duros	61
3.1. Zona del cielo cubierta por el SDSS (sexto <i>data release</i>)	67
3.2. Secuencia de pasos para los espectros del SDSS	73

4.1. Espectro de RXSJ12325+0603	80
4.2. Espectro de MARK 1310	81
4.3. Espectro de MARK 699	81
4.4. Espectro de SDSSJ11536+1017	82
4.5. Conformación de las muestras M17.5 y MC17.5	84
4.6. Histograma Fe VII/O III	86
4.7. Histograma Fe VII/O III	87
4.8. Histograma de O III y Ne III	88
4.9. Muestra de galaxias en función de índices de color	89
4.10. Muestra de galaxias Sy1, NLS1 y Sy2 en función de índices de color	91
4.11. Histogramas de FWHM para Sy1 y Sy2 (1)	92
4.12. Histogramas de FWHM para Sy1 y Sy2 (2)	93
4.13. LCs vs. LCs (luminosidades)	95
4.14. LCs vs. LCs (flujos)	97
4.15. LCs vs. líneas de baja ionización	98
4.16. Fe VII y Ne V vs. rayos X (0.1-2.4 keV)	100
4.17. Fe X y Fe XI vs. rayos X (0.1-2.4 keV)	101
4.18. Fe VII y Ne V vs. rayos X (2-10 keV)	102
4.19. Luminosidad de líneas coronales vs. radio en 1.4 GHz	104
4.20. Luminosidad de O III y S II vs. radio en 1.4 GHz	106
4.21. Luminosidad de Fe VII vs. radio en 1.4 GHz con datos de la literatura	109
4.22. Diagrama grotiano para Fe VII	110
4.23. Fe VII en Mrk 110	111
4.24. Fe ⁶⁺ : Razones de flujo	113
4.25. Fe ⁶⁺ : 3759/6087 vs. 5158/6087 y 3759/5721 vs. 5158/5721	114
4.26. Fe ⁶⁺ : 3759/6087 vs. 5158/6087 y 3759/5721 vs. 5158/5721 (literatura)	116
4.27. Muestra de galaxias en función de z	117
4.28. Muestra de galaxias en función de M_v	119
4.29. Emisión coronal en galaxias Seyfert (1)	121
4.30. Emisión coronal en galaxias Seyfert (2)	123
5.1. Histograma de FWHM	134
5.2. Comparación de desplazamientos de velocidad	135
5.3. Comparación de desplazamientos de velocidad (continuación)	136
5.4. Comparación de desplazamientos de velocidad (continuación)	137
5.5. Comparación de desplazamientos de velocidad (continuación)	138
5.6. Comparación de desplazamientos de velocidad (continuación)	139
5.7. Comparación de desplazamientos de velocidad (continuación)	140
5.8. Histogramas de pico de desplazamiento	143
5.9. Comparación de perfiles de líneas	144
5.10. Comparación de perfiles de líneas (continuación)	145
5.11. Comparación de perfiles de líneas (continuación)	146
5.12. Comparación de perfiles de líneas (continuación)	147
5.13. Comparación de perfiles de líneas (continuación)	148
5.14. Comparación de perfiles de líneas (continuación)	149
5.15. Kurtosis e índice de asimetría	149

5.16. Longitudes de onda a distintas intensidades	150
5.17. Histogramas de kurtosis	152
5.18. Histogramas de IA	153
5.19. Relación entre Δv vs. FWHM	156
5.20. Relación entre el IA y K en función del corrimiento al azul	157
5.21. Posible modelo cinemático de la CLR	159
5.22. Luminosidad en radio vs. Δv	160
B.1. Razones de flujo teóricas de Fe VII (1)	171
B.2. Razones de flujo teóricas de Fe VII (2)	172
C.1. Relación entre Ne v 24.3 μm y radio en 1.4 GHz	173
E.1. Espectros ópticos de MRK 335 y Tol 0109	181
E.2. Espectros ópticos de MRK 975, Fairall 9, MRK 573 y MRK 607	182
E.3. Espectros ópticos de 3C120, ESO 362-G018, 1H1934-063A y 1H2107-097	183
E.4. Espectros ópticos de AKN 564, MRK 1126, NGC 7469 y NGC 7674	184
E.5. Espectros del sector rojo de AKN 564 y de 1H1934-063A	185
F.1. Espectros ópticos de II Zw1 y RXSJ07424+4656	187
F.2. Espectros ópticos de NPM1G+48.0114, MRK 110, 3C 234.0 y KUG1031+398	188
F.3. Espectros ópticos de MRK 1310, IC 3599, MRK 236 y SBS 1258+569	189
F.4. Espectros ópticos de IRAS13144+4508, RXSJ13199+5235, SDSSJ13557+6440 y NGC5548	190
F.5. Espectros ópticos de MRK 1392, SBS 1518+593, SDSSJ15342+3034 y MRK 290	191
F.6. Espectros ópticos de MRK 699 y SDSSJ22025-0732	192

Índice de cuadros

1.1. Otras LCs detectadas en el NIR y MIR	21
2.1. Muestra de galaxias con espectros en el IR cercano	32
2.2. Flujos de las LCs en el NIR	36
2.3. FWHM vs. PI	50
2.4. Correlaciones entre las luminosidades de las LCs	56
3.1. Muestra de galaxias del SDSS	69
3.2. Flujos de líneas de emisión para muestra del SDSS	74
4.1. Muestra M17.5 y MC17.5(Fe7)	84
4.2. Valores promedio de FWHM	92
4.3. Relaciones entre las luminosidades de las LCs	96
4.4. Índices de correlación entre los flujos	97
4.5. Referencias para datos de flujos de radio en 1.4 GHz	105
4.6. Referencias para datos de flujos de radio en 1.4 GHz (Fe VII de la literatura)	107
4.7. Flujos de las líneas de emisión de Fe VII 3759 y 5158	112
5.1. Galaxias que integran la muestra	129
5.2. Bitácora de observación	130
5.3. Características de la cámara CCD	131
5.4. Flujos de algunas líneas de emisión	133
5.5. FWHM de algunas líneas de emisión	141
5.6. Desplazamiento de los picos de las líneas de emisión	142
5.7. Valores de kurtosis e índice de asimetría	151
A.1. LCs en 0.8 a 2.4 μm	169
A.2. LCs entre 3300 Å a 7900 Å.	170
C.1. Referencias para datos de flujos de radio en 1.4 GHz (Ne V de la literatura)	174
D.1. Muestra de galaxias del SDSS sin emisión coronal	175

Núcleos activos de galaxias

1.1. Definición

Se denominan AGNs (*Active Galactic Nuclei*, núcleos activos de galaxias) a sectores emisores de cantidades excepcionales de radiación electromagnética que son observados en la región central de algunas galaxias (ver figura 1.1). Dicha emisión no es posible explicarla en términos de una simple acumulación (aunque sea anormal) de estrellas en dicha región (Peterson, 1997; Sparke & Gallagher, 2000; Kitchin, 2007).

Casi todos los AGNs tienen en común varias características que son consideradas poco usuales (Krolik, 1999; Mo, van den Bosch & White, 2010): *i*) ocupan un espacio relativamente compacto que es mucho más brillante que cualquier otra región del mismo tamaño en una galaxia normal; *ii*) el espectro presenta, además de un continuo no estelar (no térmico), prominentes líneas de emisión, parecidas a las que exhiben las regiones HII y nebulosas planetarias, salvo que en los AGNs las líneas de emisión son notoriamente más anchas y de mayor ionización; *iii*) la intensidad de las líneas espectrales y del continuo suele ser variable aunque no periódica, y *iv*) son brillantes prácticamente en todo el espectro electromagnético, desde el radio, pasando por el IR, visible, UV e incluso en rayos gamma.

El aspecto más relevante de un AGN es que la fuente del fenómeno es relativamente “pequeña” (usualmente concentrada en un volumen inferior a 1 pc^3) y aún así consigue generar una energía que puede ser del mismo orden –y no son raros los casos que alcance hasta tres y cuatro órdenes de magnitud– la energía que emite todo el resto de la galaxia en sí. Tratándose de regiones concentradas, no es de extrañar que el aspecto que más dificulta el estudio de la naturaleza de los AGNs radica en que observados aún con los telescopios más potentes no es posible escrutar la principal región de emisión. Sólo en ciertos casos muy específicos tales como en Circinus, Centaurus A, NGC 4151 y NGC 1068, que son de las galaxias Seyferts más cercanas (distancias de 7, 7.3, 13 y 15 Mpc respectivamente) es posible observar regiones con una extensión de pocas decenas de parsecs y, en algunos casos, de unos pocos parsecs (Jaffe, 2004).

En la siguiente sección se comentarán generalidades de aquellos objetos astrofísicos que exhiben la presencia de un núcleo activo.

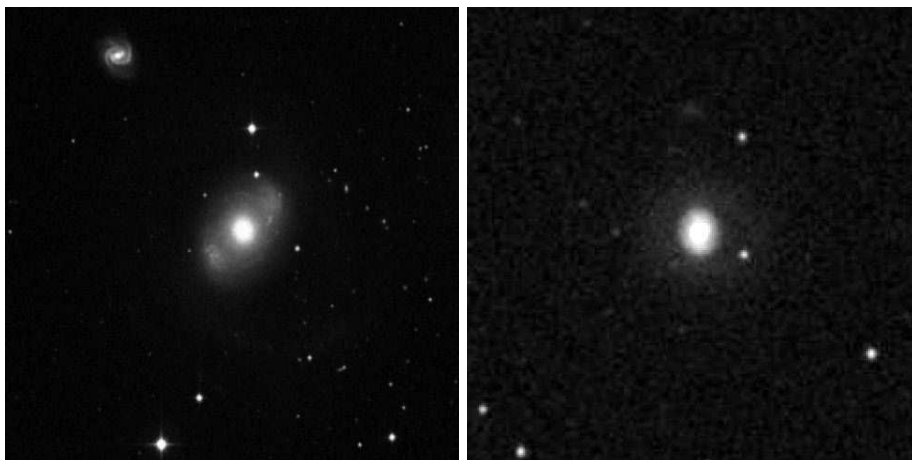


Figura 1.1: Dos galaxias estudiadas en esta tesis que exhiben la presencia de un AGN en su parte central y son emisoras de líneas coronales. Izquierda: NGC 4151; derecha: Mrk 573.

1.2. Las galaxias Seyfert

Las galaxias Seyfert constituyen el tipo más frecuente de galaxias con núcleo activo. Fueron primeramente diferenciadas por C. Seyfert (Seyfert, 1943) a mediados de la Segunda Guerra Mundial. Este astrónomo puso en evidencia la existencia de un pequeño grupo de galaxias espirales cuyo núcleo particularmente brillante emite líneas de emisión de alta y baja excitación similares a las que se encuentran en las nebulosas planetarias (ver figura 1.2). Tal y como se diferencian hoy en día, las galaxias huésped de un núcleo Seyfert¹ poseen morfología casi siempre espiral, con núcleo brillante que emite líneas de emisión anchas y variabilidad en rayos UV y rayos X, aunque no son fuentes intensas de radio (Emerson, 1997). Desde el punto de vista de luminosidad se definen como galaxias Seyfert a aquellos AGNs de baja luminosidad ($M_B > -21.5 + 5 \log H_0$, donde M_B es la magnitud absoluta en la banda del azul y H_0 es la constante de Hubble) en el que la galaxia hospedera es claramente detectable (Emerson, 1997).

Khachikian & Weedman (1974) fueron los primeros en reconocer, a mediados de los años 70 del siglo XX, que existen dos tipos distintos de galaxias Seyfert las cuales se distinguen entre sí por la presencia o ausencia de componentes anchas sobre las líneas de emisión permitidas. Las galaxias Seyfert 1 (Sy1) tienen dos conjuntos de líneas de emisión: un conjunto está conformado por líneas delgadas y el segundo por líneas anchas, pero en este último caso sólo son líneas permitidas; además suelen presentar un continuo notoriamente azul. Las galaxias Seyfert 2 (Sy2) muestran sólo líneas delgadas de todas las especies con un continuo muchas veces dominado por líneas de absorción estelares. Ahora bien, puesto que el ancho de las líneas es, para estos sistemas, universalmente atribuido a ensanchamiento Doppler diferencial debido a los movimientos abultados de las nubes emisoras de las líneas (Woltjer, 1959; Véron, 1981), se desprende que las líneas permitidas (producidas principalmente por H I, He I y He II) se originan en regiones con velocidades entre 1000 y 5000 km s⁻¹, mientras que las líneas prohibidas (por ejemplo [O III]

¹El nombre de galaxia Seyfert para designar este tipo de objetos es atribuido a de Vaucouleurs (de Vaucouleurs, 1960; Collin, 2006).

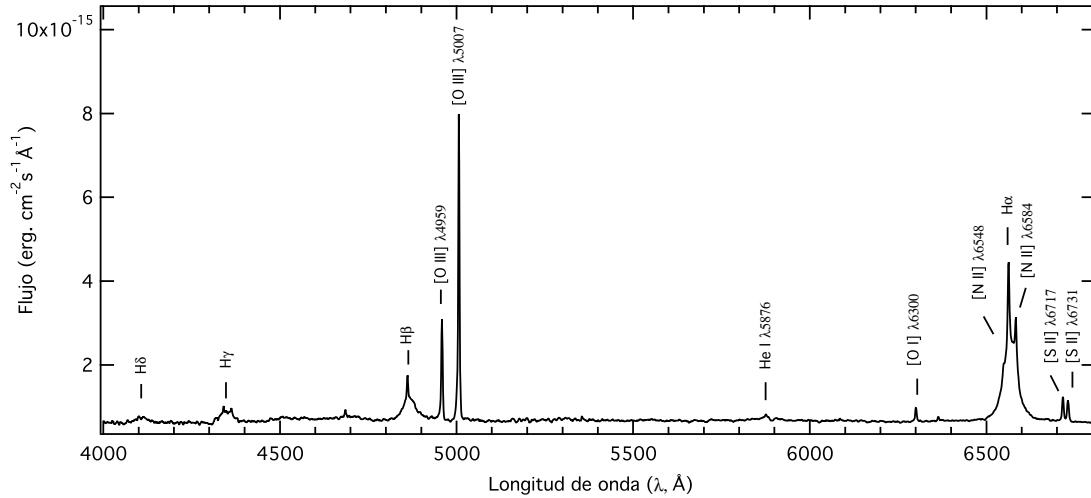


Figura 1.2: Espectro óptico de la galaxia VIII Zw 36.

$\lambda\lambda 4959, 5007$, $[\text{N II}] \lambda\lambda 6548, 6584$ y $[\text{S II}] \lambda\lambda 6717, 6731$) corresponden a regiones emisoras con velocidades del orden de 500 km s^{-1} . En comparación, las galaxias normales que exhiben líneas de emisión presentan velocidades del gas emisor que no sobrepasa los 100 km s^{-1} (Carroll & Ostlie, 1996). Varios autores han subdividido aún más la clasificación (Osterbrock & Ferland, 2006). Por ejemplo, algunas galaxias que presentan perfiles de emisión del H I en el que ambas componentes resultan ser fácilmente identificables se conocen como galaxias Seyfert 1.5; otras exhiben componentes delgadas fuertes y componentes anchas en H α y H β muy débiles pero aún visibles se clasifican como Seyfert 1.8 y aquellas en las que puede verse algo de la componente H α pero nada de H β se llaman Seyfert 1.9. Hay que aclarar, sin embargo, que dicha clasificación fue elaborada con observaciones de AGNs realizadas en el óptico pero con el tiempo se evidenció que algunos objetos, clasificados originalmente en el óptico como Seyfert 2, al ser observados en el infrarrojo cercano (NIR) y en el infrarrojo mediano (MIR) muestran la presencia de componentes anchas en las líneas Pa β , Pa α y Br γ (Blanco, Ward & Wright, 1990; Rix et al., 1990).

Las galaxias NLS1 (*Narrow Line Seyfert 1*, Seyfert 1 de líneas delgadas) son un tipo de galaxia Seyfert 1 (esto es, con signos inequívocos de ser un objeto Sy1, 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 $\text{H}\beta < 2000 \text{ km s}^{-1}$), con propiedades en los rayos X bien particulares (fuerte exceso en rayos X suaves con rápida y extrema variabilidad) y con relación $[\text{O III}] \lambda 5007 / \text{H}\beta < 3$, aunque hay excepciones si están presentes líneas coronales intensas (ver más adelante) (Pogge, 2000).

En esta tesis diferenciaremos los objetos NLS1 de los Sy1 “normales”, entendido como normales todos aquellos Sy1 de líneas anchas. Sin embargo, no utilizaremos la división fina entre objetos Sy1: aquellos objetos serán clasificados como de tipo 1 (T1) cuando son cuasares o como galaxias Seyfert 1 (Sy1)

así hayan sido clasificados por otros autores como galaxias Seyfert 1.x ($x= 5, 8, 9$)². Los objetos con todas sus líneas delgadas serán clasificados indistintamente como galaxia Seyfert 2 (Sy2) o, de forma más general, de tipo 2 (T2).

1.3. Otras galaxias con AGNs

Los cuasares³ fueron descubiertos en los años 60 (Schmidt, 1963) como contrapartes ópticas de radio-fuentes detectadas en prospecciones sistemáticas del cielo realizadas con radiotelescopios. Observacionalmente son objetos con apariencia estelar aunque sus espectros no son de naturaleza térmica y presentan notables corrimientos hacia el rojo. Sus espectros son semejantes a las que producen los núcleos de las galaxias Seyfert (tanto de T1 como T2), aunque las líneas de absorción estelar son muy débiles o inexistentes y las líneas delgadas suelen ser más débiles con relación a las anchas (Peterson, 1997). Los cuasares están dentro de los objetos más luminosos del universo en aquellas longitudes de onda en las que son observados. Estudios de alta resolución angular muestran que los cuasares están presentes en todo tipo de galaxias, aunque en el universo local los cuasares más luminosos usualmente residen en galaxias elípticas masivas (Appenzeller, 2009). Aunque si bien fue a través de su fuerte emisión de radio lo que condujo a su descubrimiento, con el tiempo se evidenció que sólo entre un 5-10% de los mismos son bastante luminosos en el radio (ruidosos en radio). Los cuasares silenciosos en radio, en una época llamados QSOs (por *Quasi-Stellar Objects*), muestran también emisión en el radio cuando son observados con la suficiente sensibilidad (Schneider, 2006). Adicionalmente, los cuasares suelen ser objetos que presentan notable variabilidad en luminosidad.

Si bien en un inicio la distinción entre cuasar y galaxia Seyfert estaba basada en un punto de vista morfológico (en los primeros no se identificaba la galaxia huésped; en los segundos sí) modernamente la diferenciación descansa en términos de luminosidad. Véron-Cetty & Véron (2010) ha utilizado el criterio de llamar cuasar a todo núcleo activo que sea más brillante que $M_B = -22.25$. Hasta tiempos relativamente recientes se creyó que los cuasares eran exclusivamente AGNs de tipo 1 (líneas de recombinación con bases muy anchas). Sin embargo, varios investigadores teorizaron sobre la existencia de cuasares fuertemente oscurecidos, llamados de tipo 2, análogos a las galaxias Seyfert 2. Solo a partir de 2002 comenzaron a surgir candidatos serios para este tipo de objetos (Norman, 2002) y desde entonces se han reportado más candidatos (Zakamska et al., 2003).

Los blazares son una subclase de cuasares que se caracterizan por presentar propiedades que son extremas dentro de los AGNs (Kembhavi & Narlikar, 1999) tales como variabilidad fuerte y rápida en el óptico (a escalas menores a un día), polarización elevada ($\gtrsim 3$ por ciento), emisión suave del continuo desde el IR hasta el UV y un continuo fuerte y variable en radio. Suelen presentar además un aparente movimiento superlumínico. Los blazares se suelen dividir en dos subclases: a) los objetos OVV (por *Optical Violent Variables*) y b) objetos BL Lac, llamados así por el prototipo de esta clase, BL Lacertae. Los primeros presentan líneas de emisión fuertes; en los segundos la líneas de emisión son débiles o ausentes.

Las radiogalaxias son casi con exclusividad galaxias elípticas gigantes con fuerte emisión en el radio

²En este sentido, hemos seguido el criterio de Rush, Malkan & Spinoglio (1993) quienes agrupan los tipos 1, 1.5, 1.8 y 1.9 conjuntamente como objetos de tipo 1. Pero advertimos que dicho criterio no es universal.

³La palabra cuasar (*quasar*) fue propuesta por Hong-Yee Chiu en 1964 como medio para simplificar el hasta entonces largo nombre de fuente de radio cuasi estelar (*quasi-stellar radio sources*) para designar esos objetos.

($L_{1.4GHz} \geq 10^{25} \text{ W Hz}^{-1}$, Blandford, Netzer & Woltjer (1990)) y suelen mostrar una estructura particular consistente en dos lóbulos emisores de radio ubicados a ambos lados de la galaxia, que en algunos casos se extienden a escalas de los kiloparsecs. En su espectro óptico presentan fuertes líneas de emisión y con base en ellas se dividen en dos clases: a) las radiogalaxias de líneas anchas (*broad-line radio galaxies*, BLRG) y b) las radiogalaxias de líneas delgadas (*narrow-line radio galaxies*, NLRG). Puede decirse que ambos tipos constituyen los análogos radio ruidosos de las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2, respectivamente.

Los LINERs (*low-ionization nuclear emission-line region*, región nuclear emisora de líneas de baja ionización) constituyen la versión menos energética de los AGNs. Al parecer se encuentran en una importante fracción de los núcleos de las galaxias, estimándose que pueden existir hasta en un 53% de las galaxias S0/a-Sab, un 34% de las Sb-Sbc y un 46% de elípticas (Osterbrock & Ferland, 2006). Espectroscópicamente son parecidas a las galaxias Seyfert 2 exceptuando que algunas líneas de baja ionización tales como [O I] $\lambda 6300$ y [N II] $\lambda \lambda 6548, 6584$ son relativamente fuertes y las líneas de alta ionización están ausentes.

Los objetos ULIRG (*Ultraluminous Infrared Galaxy*, galaxia ultraluminosa en el infrarrojo) son galaxias que emiten enormes cantidades de energía en el infrarrojo, por encima de $L_{8-1000\mu\text{m}} > 10^{12} L_{\odot}$ ($L_{8-1000\mu\text{m}}$ representa la luminosidad integrada entre 8 y 1000 μm y L_{\odot} la luminosidad solar, $3.96 \times 10^{33} \text{ erg.s}^{-1}$). Esto se ha interpretado en términos de intensa formación estelar (lo que las convierte en las galaxias de tipo *starburst*⁴ más luminosas) o, alternativamente, en un cuasar embebido en enormes cantidades de polvo. Morfológicamente en su mayoría aparecen como galaxias interactuantes ricas en gas.

1.4. Paradigma del AGN

Aunque existen aún cierto tipo de anomalías y detalles por aclarar, el paradigma actual sostiene que todo el “zoológico” de objetos que citamos arriba son en realidad la manifestación de un mismo fenómeno. Este escenario, también conocido como Modelo Estándar, postula la existencia de un agujero negro supermasivo (Rees, 1984), esto es, del orden de $10^{8-9} M_{\odot}$ (donde M_{\odot} representa una masa solar: $2 \times 10^{30} \text{ kg}$) rodeado de material gaseoso que cae hacia el agujero por fenómenos viscosos y por lo tanto pierde energía potencial gravitacional que ha de convertirse en una fabulosa liberación de energía radiante (Narayan & Quataert, 2005). Este material gaseoso a alta temperatura es denominado disco de acreción, llamado así por su geometría que se deduce a partir de consideraciones teóricas (Frank, King & Raine, 2002). Dicho disco es la fuente principal de emisión de radiación electromagnética y, por lo tanto, suele referirse como el motor (*engine*). Posiblemente ligado al disco, se observa en numerosos AGNs un chorro de radio generalmente en direcciones opuestas que en algunos casos puede extenderse a la escala de los kiloparsecs (Kembhavi & Narlikar, 1999). Para explicar la presencia de líneas de emisión fuertes y anchas en los espectros, los astrónomos asumen la existencia de distintas regiones de gas las cuales rodean al disco de acreción a distancias ya bastante apreciables y las cuales se supone que están siendo fotoionizadas (Davidson & Netzer, 1979; Aller, 1984) por la intensa radiación que proviene del motor. Colectivamente se distinguen dos zonas gaseosas bien diferenciadas, de acuerdo con el ancho de las líneas de emisión que se supone provienen de ellas. Las líneas más anchas, aquellas que poseen velocidades del

⁴Este tipo de galaxia se caracteriza por presentar intensa formación estelar, con números elevados de estrellas de tipo espectral O y B y gran cantidad de polvo. Las tasas de formación estelar pueden alcanzar del orden de $100 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ o más, esto es, al menos cinco o diez veces más de lo que puede presentar una galaxia espiral gigante de tipo Sc (Mackie, 2011).

orden de 10^4 km s^{-1} , se originan en una región gaseosa que debe estar cerca del motor, probablemente a unos 0.05 parsecs (0.1 años luz), y es denominada BLR (*Broad Line Region*, región de líneas anchas). La otra región, más alejada (5 a 3000 parsecs), es la NLR (*Narrow Line Region*, región de líneas delgadas) conformada por nubes con velocidades del orden de $2 - 9 \times 10^2 \text{ km s}^{-1}$ y de menor densidad, lo suficiente como para que generen emisiones de líneas prohibidas. Importante desde el punto de vista de los modelos de unificación es la postulación de la existencia de una zona, en forma de toroide, de alto poder oscurecedor constituida por gas molecular y polvo, que está entre 1 y 10 parsecs (3 a 30 años luz), ver figura 1.3.

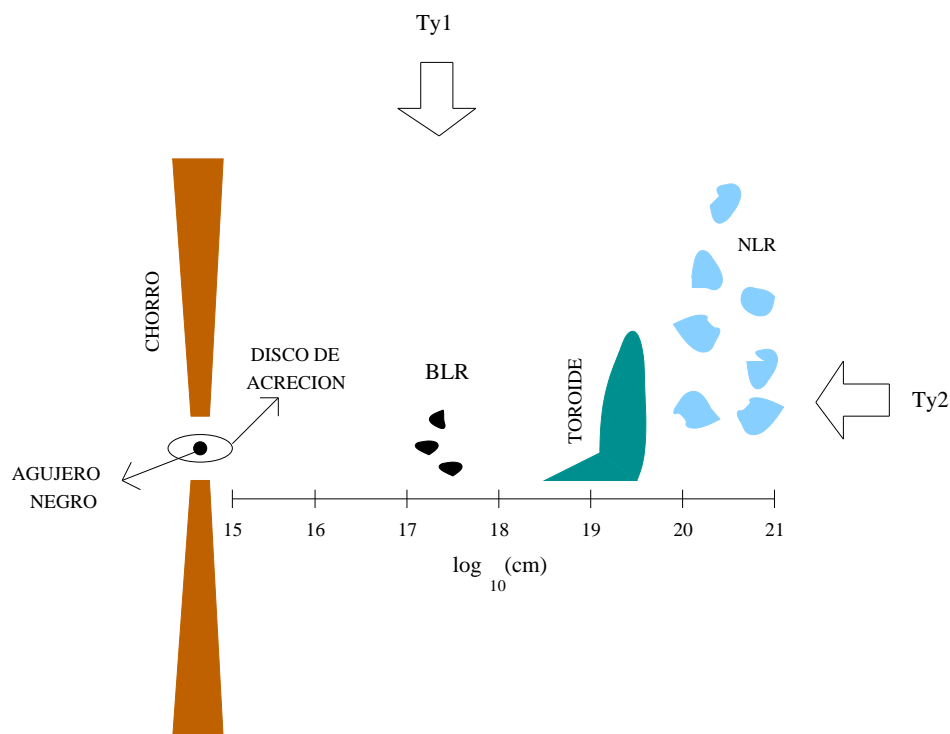


Figura 1.3: Un corte transversal que muestra los principales constituyentes del Modelo Estándar (también llamado modelo unificado) de un AGN.

La aparente variedad de AGNs radica, fundamentalmente, en la orientación espacial que presenta la estructura emisora con relación al observador (Antonucci, 1993). Así, tenemos un AGN de tipo 1 cuando su orientación espacial es tal que permite observar la BLR; es de tipo 2 cuando ello no es posible porque el toroide oscurecedor lo impide (ver figura 1.3). La robustez del paradigma descansa en el hecho de que la gran mayoría de las observaciones realizadas en distintas zonas del espectro electromagnético hechas a todo tipo de AGNs parecen ajustarse a dicho modelo. Podemos comentar las siguientes, seleccionadas de una abultada lista: observaciones de luz polarizada realizadas a galaxias Seyfert 2 revelan una BLR oscurecida (Antonucci & Miller, 1985; Miller & Goodrich, 1990); objetos de tipo 1 poseen chorros de radio más cortos que los que presentan los objetos de tipo 2 por factores de 2-3 (Schmitt et al., 2001) y

el hecho de que los objetos de tipo 2 sean menos luminosos que los objetos de tipo 1 cuando se observan en rayos X tanto suaves como duros (Comastri et al., 1995).

1.5. La región de líneas coronales

Como se habrá notado, los astrónomos atribuyen para cada familia de líneas una zona espacial claramente diferenciada en la que se supone se deben originar dichas líneas: la BLR origina las líneas anchas; la NLR origina las líneas delgadas. Puesto que en los espectros de algunas galaxias activas se observan líneas de emisión que son características de especies de muy alta ionización, algunos astrónomos han postulado la existencia de una zona conocida como CLR (*Coronal Line Region*, región de líneas coronales). Estas líneas coronales (LCs) hacen referencia a transiciones prohibidas de estructura fina del estado base emitidas por especies químicas en estados altamente ionizados. Ello explica que las líneas coronales se denominen también FHILs (*Forbidden high-ionization lines*, líneas prohibidas de alta ionización). Para el propósito de esta tesis, y acogiéndonos a la mayoría de los autores, por LCs llamaremos a todas aquellas emisiones de excitación colisional que provienen de especies químicas con potenciales de ionización (PI) del orden o mayor a los 100 eV⁵. Las transiciones que dan lugar a las líneas coronales se presentan entre niveles con la misma configuración (por lo tanto son prohibidas por la regla de selección $\Delta l = 0$) pero con valores diferentes del momentum angular total J (partición de estructura fina) que corresponden a longitudes de onda en el visible o el infrarrojo (Emerson, 1997). Es importante tener en cuenta que las transiciones que dan origen a las LCs, de forma similar a las conocidas [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ y otras líneas prohibidas, son excitadas sólo por colisiones (Oliva, 1997). En el apéndice A se encuentran algunos datos atómicos de las principales líneas coronales que se estudian en el presente trabajo.

El nombre “coronal” deriva del hecho de que estas líneas provenientes de especies químicas altamente ionizadas fueron observadas por vez primera en el espectro óptico de la corona del Sol, la región muy tenue y más externa de la atmósfera solar. Inicialmente esas líneas no fueron identificadas con un elemento conocido por lo que se supuso que eran debidas a un elemento hasta entonces no descubierto que se llegó a bautizar incluso como Coronio (Claridge, 1937). Fue Walter Grotrian en 1939 (Ambartsumián, 1966) quien descubrió que las longitudes de onda de ciertas transiciones prohibidas en los estados fundamentales del Fe^{+9} y Fe^{+10} correspondían a dos de las misteriosas líneas observadas en la corona. La confirmación de este descubrimiento junto con la identificación de otras líneas provenientes de elementos en alto grado de ionización fue realizada poco después por Edlen (Swings, 1943).

Las LCs no han sido observadas únicamente en la corona solar. Algunas de ellas se han detectado en nebulosas planetarias donde, a parte de aquellas comúnmente observadas en el óptico (ver sección 1.5.1) se ha hallado [Si VI] $\lambda 1.96 \mu\text{m}$ y [Si VII] $\lambda 2.48 \mu\text{m}$ en objetos tales como NGC 6302 y NGC 6537 (Ashley & Hyland, 1988), en novae (Greenhouse et al., 1988, 1990), en la corona de otras estrellas, tal como CN Leonis en donde se detectó [Fe XIII] $\lambda 3388.1 \text{ \AA}$ (Schmitt & Wichmann, 2001) y en otras enanas blancas (Fuhrmeister, Schmitt & Wichmann, 2004) y, por supuesto, en algunos núcleos activos de galaxias.

⁵En contraste, los PI para especies químicas observadas rutinariamente en espectros de AGNs y en general de nubes fotoionizadas son del orden de 54.4 eV (He^{+2}), 41 eV (Ne^{+2}), 35 eV (O^{+2}), 29.6 eV (N^{+1}) y 23.3 eV (S^{+1}).

1.5.1. Líneas coronales en AGNs

Las LCs fueron ya observadas en objetos astrofísicos en el trabajo clásico de Seyfert (Seyfert, 1943). Allí se anunció $[\text{Fe VII}] \lambda\lambda 5158, 5721, 6087$ (PI = 99 eV) en los núcleos de NGC 1068 y NGC 4151. Minkowski & Wilson (1956) reportan la existencia de $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ (PI=235 eV) en Cygnus A. En el mismo año Minkowski encuentra en NGC 4151 (citado por Oke & Sargent (1968)) la línea de $[\text{Fe XIV}] \lambda 5303$ (PI=361 eV). Roberts (1963) identifica la presencia de $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ (PI = 97 eV) en NGC 1068⁶. Poco después se reporta esta misma línea coronal en un cuasar, la primera en ser detectada en este tipo de objetos, en el recientemente descubierto objeto llamado 3C 48 (Greenstein & Schmidt, 1964). La línea de $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ (PI=262 eV) fue detectada por vez primera en los años 70 cuando Grandi (1978) la encuentra en 9 galaxias Seyfert, entre ellas NGC 1068 y NGC 4151. Otra línea, muy pocas veces observada, es la de $[\text{S XII}] \lambda 7611$ (PI=505 eV), que fue detectada en NGC 1068 (Kraemer & Crenshaw, 2000) aunque fue observada pero no identificada por Osterbrock (1981) en III Zw 77.

Las LCs en el infrarrojo tanto cercano (NIR) como medio (MIR) tuvieron que esperar un poco más en ser descubiertas, dada la poca o nula transparencia de la atmósfera terrestre en esa zona. Las dos LCs más prominentes en el NIR fueron identificadas al iniciar la década de los noventas del siglo pasado: Oliva & Moorwood (1990) detectan $[\text{Si VI}] 1.9630 \mu\text{m}$ (167 eV) en NGC 1068, mientras que Osterbrock, Shaw & Veilleux (1990) hacen lo propio con $[\text{S VIII}] 0.9530 \mu\text{m}$ (PI=281 eV) en NGC 4151. Pronto llegarían otras más. La tabla 1.1 describe la detección de otras LCs tanto en el NIR como en el MIR.

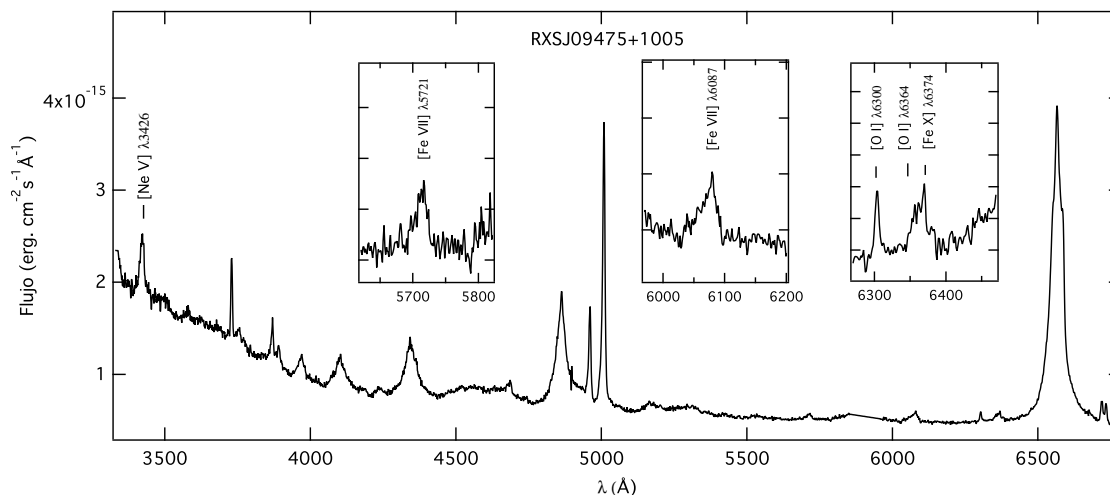


Figura 1.4: Varias líneas coronales en el espectro óptico de la galaxia RXSJ09475+1005. Las unidades de flujo están en $\text{erg. cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ y las unidades de la longitud de onda en \AA .

Desde el punto de vista observacional, al ser comparadas con las líneas de recombinación (v.gr., $\text{H}\alpha$,

⁶Tanto $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ como $[\text{Ne V}] \lambda 3346$ ya habían sido observadas por Mayall (1934), aunque no identificadas, en el espectro de NGC 4151.

Línea (μm)	PI (eV)	Reportada
[Si VII] 2.4830	205	Moorwood & Oliva (1991)
[Ca VIII] 2.3213	128	Moorwood & Oliva (1993)
[Si IX] 3.93	303	Oliva et al. (1994)
[S IX] 1.2520	328	Oliva et al. (1994)
[Fe XIII] 1.0747	331	Thompson (1995)
[Fe XIII] 1.0798	331	Thompson (1995)
[Si X] 1.4301	351	Thompson (1996)
[Ne V] 14.32	97	Moorwood et al. (1996)
[Ne V] 24.31	97	Moorwood et al. (1996)
[Ne VI] 7.66	126	Moorwood et al. (1996)
[Mg V] 5.62	109	Moorwood et al. (1996)
[Mg VII] 5.51	186	Moorwood et al. (1996)
[Mg VIII] 3.03	225	Moorwood et al. (1996)
[Si IX] 2.59	303	Moorwood et al. (1996)
[Si IX] 3.93	303	Moorwood et al. (1996)
[Al IX] 2.0450	285	Maiolino et al. (1997)
[Fe VII] 7.82	99	Sturm et al. (2002)
[Fe VII] 9.53	99	Sturm et al. (2002)
[Si VII] 6.49	205	Sturm et al. (2002)
[Na VI] 8.61	138	Sturm et al. (2002)
[Ca VII] 4.09	109	Lutz et al. (2002)

Tabla 1.1: Otras líneas coronales en el NIR y MIR. La primera columna contiene la línea en micrómetros; en la segunda su potencial de ionización correspondiente y en la tercera el autor que la reportó por primera vez.

H β) o las líneas prohibidas de baja ionización (v.gr., [O III] $\lambda\lambda$ 4959, 5007, [N II] $\lambda\lambda$ 6548, 6584) que son tan comunes en los espectros de AGNs, las LCs no suelen ser líneas de gran intensidad. Usualmente [Fe VII] λ 6087/[O III] λ 5007 \sim 1/15-1/100, (ver por ejemplo la Figura 1.4). Además, la contaminación en numerosos casos por fuertes líneas de absorción estelar hacen que la verificación de la presencia de LCs en un espectro y su medida no sea una tarea inmediata, requiriéndose en la mayoría de los casos relaciones de señal/ruido relativamente grandes para llegar a un resultado significativo. Tal y como se desprende del último párrafo de la sección 1.5, LCs no se detectan en los núcleos de espectros de galaxias normales, al igual que no se detectan en galaxias *starburst* (llamadas también galaxias H II) ni en LINERs. Por el contrario, es en el núcleo de las galaxias Seyfert del universo local donde son relativamente fáciles de detectar (Koski, 1978; Penston et al., 1984; Nagao, Taniguchi & Murayama, 2000), pero ha sido evidente desde un inicio que no toda galaxia Seyfert es emisora de LCs. Las galaxias Seyfert que presentan LCs son de ambos tipos (T1 y T2), pero trabajos previos indican que son más intensas en las primeras que en las segundas (Heckman & Balick, 1979; Shuder & Osterbrock, 1981; Penston et al., 1984; Schmitt, 1998). También se observan LCs particularmente intensas en el subtipo NLS1 (Rodríguez-Ardila et al., 2002b). Es frecuente encontrar LCs en las radio galaxias, tanto en la BLRG como NLRG (Osterbrock, 1979). Se han observado LCs, preferencialmente [Ne V] λ 3426, en algunos cuasares clásicos (no se ha observado en blazares), pero son aun menos conspicuas en esta clase de objetos que en las galaxias Seyfert (Appenzeller & Wagner, 1991; Wilkes, 1986). Algunos objetos ULIRG también presentan emisión coronal (Murphy et

al., 2001; Tran, Cohen & Villar-Martin, 2000; Higdon et al., 2004).

La forma de las LCs, esto es, tanto su perfil como su ancho, ha sido motivo de particular atención. Cooke et al. (1976) observó primeramente que el ancho de [Fe VII] $\lambda 6087$ era mayor que el ancho de otras líneas de menor PI. Wilson (1979) anota que en NGC 3783 existe una correlación entre el ancho de las líneas y su correspondiente PI. El hecho de que las LCs exhiban mayores anchos que otras líneas de menor PI parece extenderse a muchas otras galaxias (Pelat, Alloin & Fosbury, 1981; Osterbrock, 1981; De Robertis & Osterbrock, 1984; Appenzeller & Östreicher, 1988; Erkens, Appenzeller & Wagner, 1997; Mullaney & Ward, 2008). De Robertis & Osterbrock (1984) igualmente notaron que los anchos de las LCs no están correlacionados con la magnitud absoluta de las galaxias, pero las de baja ionización sí lo estaban. Con estos trabajos ha sido posible establecer que las nubes emisoras de LCs poseen velocidades comprendidas entre 200 km s^{-1} y pueden llegar hasta 3000 km s^{-1} , pero en la mayoría de los casos tienden a presentarse entre los $400\text{-}1000 \text{ km s}^{-1}$, lo que se considera un valor intermedio entre las velocidades que presentan la NLR y la BLR. Por ello, la opinión generalizada es que la CLR está ubicada entre la NLR y la BLR. La correlación observada entre el FWHM (*full width at half maximum*, ancho completo a la mitad de la altura) y el PI sugiere que la CLR es estratificada: LCs de baja ionización tienden a estar presentes en las zonas más alejadas y, en consecuencia, de menor velocidad, en tanto que las de más alta ionización se ubican más cerca de la fuente central y de ahí su incremento en velocidad. Sin embargo, no está establecido si la relación entre el FWHM y el PI (o entre el FWHM y la densidad crítica) que ha sido anunciado para varios objetos es el rasgo común para los AGNs. Pero es evidente que existen varios contra ejemplos a este comportamiento (Giannuzzo, Rieke & Rieke, 1995; Knop et al., 1996; Marconi et al., 1996; Moorwood et al., 1997; Rodríguez-Ardila et al., 2002a; Taylor, Tadhunter & Robinson, 2003; Rodríguez-Ardila et al., 2006). Recientes espectros de óptima calidad, algunos de ellos tomados con instrumentos de frontera, han revelado que la cinemática de las LCs es más complicada de lo que se creía, pues algunos perfiles de LCs para varios AGNs cercanos parecen ajustarse a dos componentes: uno delgado y otro ancho (Rodríguez-Ardila et al., 2006; Mueller Sánchez et al., 2006b; Mullaney & Ward, 2008); en el caso de NGC 1068 y NGC 1386 parece existir un doble pico⁷ (Rodríguez-Ardila et al., 2006) al igual que Schlesinger et al. (2009) reporta doble pico de [Fe X] $\lambda 6374$ en Mrk 573.

Aparte de su FWHM aparentemente mayor que las líneas típicas de la NLR, las LCs presentan la tendencia general a estar desplazadas hacia el azul. Grandi (1978) notó, en la detección de [Fe XI] $\lambda 7892$ en varias galaxias Seyfert, que esta línea presentaba desplazamiento al azul en todos los objetos⁸. Wilson (1979) y Shuder (1980) observan esos desplazamientos tanto para [Fe X] $\lambda 6374$ como para [Fe VII] $\lambda 6087$ en varias galaxias. Desde entonces, son numerosos los investigadores que reportan desplazamientos al azul de las LCs en AGNs (Pelat, Alloin & Fosbury, 1981; Penston et al., 1984; Genzel et al., 1995; Erkens, Appenzeller & Wagner, 1997) que pueden alcanzar los 450 km s^{-1} e incluso hasta 1350 km s^{-1} (Schinnerer, Eckart & Tacconi, 1998) con respecto a la velocidad sistémica de la galaxia. Se ha asociado este desplazamiento al azul de LCs a *outflows*, esto es, de gas eyectado en dirección hacia el observador (Collin-Souffrin et al., 1988; Marconi et al., 1996; Erkens, Appenzeller & Wagner, 1997). Aunque son numerosos los casos en los que se encuentra que las LCs presentan desplazamiento al azul, existen algunos casos, aunque no tan abundantes, en los que no se observa desplazamiento alguno o, incluso, se observa lo contrario: ligeros corrimientos al rojo (Osterbrock, 1981; Wagner, 1997; Mullaney & Ward, 2008).

⁷Appenzeller & Östreicher (1988) ya habían anunciado un doble pico en emisión de Fe⁶⁺ en la galaxia NGC 4507.

⁸Ya para la época era conocido que en varios objetos las líneas prohibidas de relativamente alta ionización (v. gr., [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ y [Ne III] $\lambda 3869$) presentan ligeros desplazamientos al azul con relación a las líneas de Balmer o de líneas prohibidas de baja ionización tales como [O II] $\lambda 3726$ y [S II] $\lambda 6731$.

En cuanto al perfil propiamente dicho, se observa que en el caso de Fe VII suele haber asimetría con una extensión notoria hacia el azul (Veilleux, 1991a,c). Wagner (1997) corrobora esto con esta y otras líneas notando que la asimetría parece ser mayor a medida que aumenta el PI. Erkens, Appenzeller & Wagner (1997) observan que las LCs de “baja ionización” (Fe^{+6} , Ne^{+4}) tienden a ser más simétricas en tanto que las de más altos PI presentan asimetrías y estas suelen ser alas extendidas hacia el azul. Sin embargo, tanto Rodríguez-Ardila et al. (2006) como Mueller Sánchez et al. (2006a) observan asimetrías en las LCs independientemente de su alto o bajo PI para varios núcleos activos muy cercanos. Mullaney & Ward (2008) presentan, entre otros, el caso interesante de alas hacia el rojo para Mrk 573. Las alas extendidas hacia el azul se han atribuido a la existencia de una zona de alta extinción que absorbe la componente roja. Sin embargo, varios autores, basados en diferentes análisis, han concluido que la CLR es una zona libre de polvo (Korista & Ferland, 1989; Oliva et al., 1994; Ferguson, Korista & Ferland, 1997) y, en LCs observadas en el NIR, las cuales en principio no deberían ser afectadas por enrojecimiento, presentan también alas hacia el azul: o el flujo es asimétrico o la componente roja está inmersa en una zona con una extinción del orden de $A_V \sim 30$ (Oliva, 1997). También se ha sugerido que las asimetrías en las alas puede explicarse en términos de gas eyectado en dirección hacia el observador (Collin-Souffrin et al., 1988; Marconi et al., 1996; Erkens, Appenzeller & Wagner, 1997).

Importante para poder reproducir las condiciones de un AGN que emite LCs es determinar la extensión de esta emisión. Algunas observaciones indican que la CLR se puede extender a la escala de los kiloparsecs (Muruyama, Taniguchi & Iwasawa, 1998; Ramos-Almeida et al., 2006). Estas observaciones están en concordancia con el modelo teórico de Korista & Ferland (1989) quienes predicen emisión coronal observable hasta en unos $10''$ de arco del centro activo. Sin embargo, observaciones de núcleos activos muy cercanos indican que la emisión coronal tiende no solo a ser más concentrada, del orden de varias decenas de parsecs (Oliva et al., 1994; Genzel et al., 1995), sino también asimétrica y al parecer relacionada con la zona de emisión del chorro de radio (Thornton, Stockton & Ridgway, 1999; Marconi et al., 1996). Tal y como lo anotan Reunanen, Kotilainen & Prieto (2003), en ocasiones la emisión coronal es paralela al cono de ionización; en otras, es perpendicular. Observaciones de NGC 1068 hechas con el Telescopio Espacial Hubble (Kraemer & Crenshaw, 2000; Thompson et al., 2001) revelan emisión de varias líneas coronales que muestran emisión coronal intensa claramente asimétrica y en la dirección del chorro de radio. Rodríguez-Ardila et al. (2006) logran detectar emisión coronal de distintos PIs para varios AGNs cercanos. En NGC 1068, por ejemplo, detectan $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ hasta unos 210 parsecs al norte del núcleo, pero $[\text{Si VI}] \lambda 19630$ y $[\text{Si VII}] \lambda 24830$ se extienden solo hasta unos 100 parsecs; en NGC 3227 la emisión coronal se concentra solo a 50 parsecs del núcleo y en el caso de NGC 3783 llegan a detectar emisión de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ hasta en unos 400 parsecs. Un estudio muy reciente (Mazzalay, Rodríguez-Ardila & Komossa, 2010) confirma la anisotropía de emisión coronal en núcleos cercanos con una extensión que depende del ión en particular pero que no excede las pocas centenas de parsecs del núcleo.

La espectroscopia de campo integral ha permitido confirmar que la zona de emisión coronal posee una extensión que depende tanto del objeto como del ión involucrado. Maiolino et al. (1998) miden la extensión de emisión coronal en Circinus encontrando que la zona de $[\text{Si VI}] \lambda 19630$ se extiende anisotrópicamente hasta unos 50 parsecs del núcleo, mientras que la del $[\text{Al IX}] \lambda 20450$ (con un PI mayor) emite solo en la zona nuclear; la zona de emisión de $[\text{Si VII}] \lambda 24830$ es establecida en 10 parsecs (Marco & Prieto, 2004) y luego doblada a 20 parsecs por Prieto et al. (2004), mientras que Mueller Sánchez et al. (2006b) establecen emisión de $[\text{Ca VIII}] \lambda 23213$ hasta unos 14 parsecs ($z = 0.00142$). Gratadour et al. (2003) observan emisión anisotrópica de $[\text{Si VI}] \lambda 19630$ coincidente con la dirección del chorro de radio

en NGC 1068 notando que el FWHM es relativamente alto, del orden de 1650 km s^{-1} . Prieto, Marco & Gallimore (2005) detectan emisión de [Si VII] $\lambda 24830$ hasta 150 parsecs del núcleo en NGC 3081 y ESO 438-G014 y en esta última se observa un notable alineamiento entre la localización de esa emisión con el chorro de radio. Storchi-Bergmann et al. (2008), al observar NGC 4151, hallan que la emisión de [S VIII] $\lambda 9913$, [S IX] $\lambda 12520$ y [Ca VIII] $\lambda 23213$ es concentrada y no resuelta, en tanto que sí lo es la de [Si VII] $\lambda 24830$ que está alineada a lo largo del chorro de radio.

Es claro entonces que las recientes observaciones ubican la CLR con una extensión a lo máximo de unos pocos centenares de parsecs (al menos para los AGNs más cercanos), pero se ignora cuál es la distribución de emisión coronal al interior de unos 10 parsecs. Esta extensión, considerando el modelo unificado, comprende zonas potenciales que pueden estar en capacidad de emitir LCs. Algunos investigadores sostienen que un buen porcentaje de la emisión proviene de la parte exterior de la BLR (Cohen, 1983); otros la han ubicado en el interior del toroide (Pier & Voit, 1995; Muruyama & Taniguchi, 1998a; Dudik et al., 2007); otros en la zona más interna de la NLR (Contini, Prieto & Viegas, 1998). Aunque no está establecido más allá de toda duda que las LCs adolecen de variabilidad en el tiempo, han habido anuncios de que ello ocurre (Osterbrock & Pogge, 1985; De Robertis & Osterbrock, 1986b; De Robertis, 1987; Veilleux, 1988; Wagner, 1997; Komossa et al., 2008a) y, de confirmarse, sugeriría un tamaño de unos pocos años luz del centro fotoionizante.

La cara interior del toroide, en particular, se constituye en un buen escenario de formación de LCs, dada su ubicación y conformación. Pero los resultados que apuntan a ese respecto han estado basados en medidas observacionales no siempre uniformes que provienen de diversas fuentes bibliográficas y con un número relativamente escaso de objetos (Muruyama & Taniguchi, 1998a). Gelbord, Mullaney & Ward (2009), contando con una muestra uniforme de un poco más de medio centenar de objetos, no corroboran las conclusiones de Muruyama & Taniguchi. Es preciso entonces aumentar la muestra, preferencialmente que sea uniforme, y con dos o más iones, para llegar a un resultado concluyente.

El hecho de que un AGN emita LCs indica que el nivel de ionización no solo es fuerte sino amplio, pues estos exhiben también las conocidas líneas de baja ionización provenientes de especies tales como O III, S II y N II, además de las líneas de recombinación. La mayoría de los autores han propuesto que el mecanismo responsable es fotoionización cuya emisión proviene de una fuente central (Pacholczyk & Weymann, 1968; Osterbrock, 1969; Shields & Oke, 1975; Osterbrock, 1981; Fosbury & Sansom, 1983; Ward & Morris, 1984; Korista & Ferland, 1989; Oliva et al., 1994; Marconi et al., 1994, 1996; Moorwood et al., 1997; Ferguson et al., 1997; Ferguson, Korista & Ferland, 1997; Muruyama & Taniguchi, 1998b; Nazarova, O'Brien & Ward, 1999; Porquet et al., 1999; Oliva, Marconi & Moorwood, 1999a; Prieto & Viegas, 2000a). Aunque en la actualidad se desconoce cual es la forma del perfil ionizante que caracteriza un AGN, se asume, con base tanto en consideraciones observacionales como teóricas, que el perfil bien puede ser de ley de potencia del tipo $f_\nu \propto \nu^\alpha$ (donde f_ν es el flujo ionizante, ν la frecuencia y α el índice espectral), donde, para diferentes sectores del espectro se tienen distintos valores de α . También se han considerado cuerpos negros con temperaturas del orden de 10^5 K , o combinación de leyes de potencia con cuerpo negro. Como alternativa a la fotoionización se ha propuesto el escenario de choques de nubes de alta velocidad (Osterbrock & Parker, 1964; Oke & Sargent, 1968; Graney & Sarazin, 1990; Dopita & Sutherland, 1995), aunque también es factible que los dos procesos estén ocurriendo de forma simultánea (Viegas-Aldrovandi & Contini, 1989; Contini & Viegas-Aldrovandi, 1989; Contini & Viegas, 1992; Contini, Prieto & Viegas, 1998; Rodríguez-Ardila et al., 2002b, 2006).

El proceso de fotoionización proveniente de una fuente central encuentra gran favorabilidad entre los especialistas. Como respaldo observacional a este proceso se cuentan las correlaciones existentes entre los flujos (o luminosidades) de las LCs con otras líneas o zonas espectrales. Se han reportado significativas correlaciones entre las luminosidades de varias líneas de emisión, tanto de recombinación como líneas prohibidas provenientes de especies de baja ionización, con LCs tales como [Fe VII] $\lambda 6087$ (Koski, 1978), [Fe X] $\lambda 6374$ (Penston et al., 1984) y varias líneas del Ne V (Koski, 1978; Gorgian et al., 2007; Deo et al., 2007; Lawrence et al., 1996). Igualmente se han encontrado fuertes correlaciones entre las mismas LCs (Penston et al., 1984; Muruyama, Taniguchi & Iwasawa, 1998; Mullaney & Ward, 2008) observándose también correlación entre la luminosidad de una LC y la luminosidad del continuo en el infrarrojo medio (Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa, 2001). Todas estas correlaciones son compatibles con un escenario de fotoionización. Puesto que las LCs surgen de especies químicas con potenciales de ionización de entre 0.1 a 0.5 keV, es de esperarse un efecto directo entre estas y la emisión de rayos X. Sin embargo, lo que se ha visto es que una galaxia fuertemente emisora de rayos X no necesariamente es emisora de LCs (Wilson, 1979; Shuder, 1980). Ni parece haber tampoco una relación entre los flujos de las LCs y los rayos X duros (2-10 keV), pues no hay correlación entre la luminosidad de estos y las luminosidades de [Fe XI] $\lambda 7892$ (Grandi, 1978), [Fe X] $\lambda 6374$ (Penston et al., 1984) ni de [Ne V] $14.5 \mu\text{m}$ (Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa, 2002). Sin embargo, sí se ha reportado correlación entre los rayos X suaves (0.1-2.4 keV) y las líneas de [Fe VII] $\lambda 6087$ (Penston et al., 1984), [Fe X] $\lambda 6374$ (Porquet & Dumont, 1999; Porquet et al., 1999; Mullaney & Ward, 2008) y [Ne V] $14.5 \mu\text{m}$ (Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa, 2002).

Por lo anterior, se desprende que hay conexiones fuertes entre las luminosidades de las LCs en el óptico, y entre estas y los rayos X suaves. Tal y como se señaló arriba, al considerar la fotoionización como mecanismo principal de ionización es de esperarse que existan vínculos entre las LCs y otras zonas del espectro electromagnético de difícil acceso. No es de extrañar entonces que no existan estudios publicados de correlaciones entre sí de las LCs presentes en el NIR (o MIR) o entre éstas y los rayos X (tanto suaves como duros). Tampoco existen estudios que relacionen las luminosidades de las LCs y luminosidades en el radio.

Finalmente, se han realizado intentos de determinación de condiciones físicas de la CLR con base a cálculos teóricos de emisión. Medidas de densidad se pueden realizar con dos líneas en el MIR determinadas con satélites: [Ne V] $14.3 \mu\text{m}$ y [Ne V] $24.3 \mu\text{m}$. Con ello Oliva (1997) fija la densidad en 5000 cm^{-3} mientras que Dudik et al. (2007) establece que dicha razón promedia el valor de 1 para las galaxias de su muestra sin llegar a resultados concluyentes. Sin embargo, estos autores concluyen, con base a la figura 1 de ese artículo, que pueden existir dos escenarios: a) que las densidades son inferiores a 3000 cm^{-3} (independiente del tipo de AGN involucrado) y las temperaturas del orden de 10^4 K o que b) las temperaturas del gas son del orden de 10^{5-6} K para una amplia variedad de densidades: 10^{2-5} cm^{-3} . Un método que permite determinar no solo densidad sino también temperatura descansa en la medida de varias líneas de Fe VII adicionales a las de 5721 \AA y 6087 \AA (Nussbaumer & Storey, 1982; Keenan & Norrington, 1982, 1991; Keenan et al., 2001; Young, Berrington & Lobel, 2005). Con esto, y al realizar medidas observacionales de las razones de flujos, es posible estimar valores de densidad electrónica y temperatura. Colina, Sparks & Macchetto (1983) determinan densidades bien por debajo de 10^8 cm^{-3} y temperaturas de 10^5 K , mientras que Colina (1992) establece densidades del orden de 10^7 cm^{-3} y temperaturas de $2-3 \times 10^5 \text{ K}$, en tanto que Wagner (1997) coloca la temperatura como varios 10^4 K . Komossa et al. (2008a) coloca la densidad en valores de 10^{6-7} cm^{-3} y con temperaturas del orden de $20\,000 \text{ K}$ pero que pueden llegar a $50\,000 \text{ K}$. Sin embargo, estos valores han de ser tomados con cierta cautela, pues los datos teóricos dependen de constantes físicas cuyas magnitudes pueden cambiar notablemente a medida

que se van perfeccionando los métodos computacionales. Otro problema adicional es que son muy pocos los objetos que presentan emisión lo suficientemente intensa de Fe VII en 3759 Å y en 5158 Å como para realizar medidas confiables de estos flujos. Por lo tanto, se requieren no solo espectros con clara emisión de las líneas involucradas sino también contar con datos teóricos basados en cálculos de última generación.

1.6. Esta tesis

Esta tesis tiene por objeto estudiar varios aspectos relacionados con la presencia de líneas coronales en espectros de núcleos activos de galaxias. Entre esos aspectos están la búsqueda de posibles relaciones entre las luminosidades de las LCs emitidas en el NIR, así como entre estas y la luminosidad de rayos X, tanto suaves como duros. Así mismo se estudiará el comportamiento del FWHM de las LCs presentes en el NIR en función del potencial de ionización. De igual forma, a partir de una muestra uniforme y amplia de espectros ópticos se estudiará la relación entre luminosidades de las LCs y entre estas y las luminosidades en otras regiones específicas, tales como rayos X y radio en 1.4 GHz. Igualmente, basados en una muestra de galaxias emisoras de LCs bastante amplia, se verificará la anisotropía que pueda existir en emisión de LCs en función del tipo de AGN lo que a su vez puede sugerir un escenario de formación de LCs. Adicionalmente, con una muestra de espectros seleccionados, se hará un estudio de determinación de condiciones físicas de la CLR. También se estudiarán perfiles de líneas y desplazamientos del pico de emisión de algunas LCs en el óptico de espectros de buena resolución y de buena relación S/R.

Los datos con los que se fundamentan estos estudios provienen de diversas fuentes: algunos ya han sido publicados previamente; otros están basados en espectros de la base del SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*) y otros fueron tomados por el autor en el observatorio de *Pico dos Dias* en Brasil. En lo que tiene que ver con el estudio particular de los espectros del SDSS nuestro trabajo se constituye en el estudio más ambicioso realizado hasta la fecha basado en una muestra uniforme de datos tomada por el mismo instrumento y con el mismo proceso de reducción.

Este trabajo está organizado en la siguiente forma: primeramente en el capítulo 2 se estudia una muestra de varios núcleos activos en un sector del espectro entre 0.8 y 2.3 μm (sector en el cual solo pocos objetos extragalácticos han recibido escrutinio). La muestra en su mayor parte está constituida por objetos estudiados por Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006), en el que aparecen valores de flujos integrados de muy diversas líneas, entre ellas LCs, pero los espectros correspondientes han estado a nuestra disposición por lo que valores corregidos de flujos y de otros parámetros aparecen tan solo en esta tesis. Allí se presenta un estudio estadístico y cinemático así como también se examina la influencia de los rayos X en la luminosidad de las LCs. Son tan pocos los datos espectrales en el NIR para AGNs que los resultados que se presentan aquí son primeros de su clase en reportarse.

Los capítulos 3 y 4 están dedicados al estudio de las LCs de una muestra de galaxias cuyos espectros fueron obtenidos del servidor del SDSS los cuales están comprendidos entre 0.3 y 0.8 μm . Este estudio de LCs en el óptico está basado en una muestra de AGNs que cuadruplica en número a la muestra uniforme más numerosa que se ha publicado hasta ahora. Allí están expuestos análisis estadísticos que contrastan galaxias emisoras y no emisoras de LCs (hasta este trabajo no se conocen resultados sobre el particular), como también comparaciones entre los flujos de las líneas observadas, influencia de los rayos X en la luminosidad de las LCs, influencia de la emisión de radio en la luminosidad de Fe VII, estimaciones de

densidad y temperatura con base al flujo relativo de varias líneas de Fe VII y búsqueda de anisotropía de emisión no solo de Fe VII sino de otras LCs con relación al tipo de objeto.

El capítulo 5 se enfoca en un análisis cinemático de varias líneas coronales presentes en espectros en el óptico de buena resolución obtenidos en el Observatorio de *Pico dos Dias* (Brasil) como también de espectros de mediana resolución especialmente seleccionados de la muestra de espectros del SDSS. A parte de consignar los flujos, anchos de líneas y desplazamientos del pico de emisión de algunas líneas de emisión, se realiza un estudio de los perfiles de línea para efectos de comparación con líneas de más baja ionización y así extraer indicios sobre la posible ubicación y estado cinemático de la CLR en galaxias Seyfert.

El capítulo 6 contiene las principales conclusiones derivadas de este trabajo.

Finalmente diremos que a través de toda esta tesis, hemos adoptado como valor de la constante de Hubble igual a $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ y $q_0 = 0.5$.

Capítulo 2

Observaciones en el infrarrojo cercano

2.1. Introducción

En el presente capítulo se estudia la emisión de LCs en el infrarrojo cercano (NIR), más exactamente aquellas que emiten entre 0.8 y $2.3 \mu\text{m}$ para una muestra de núcleos activos. A diferencia de lo que se observa en el óptico, en el que, a excepción de $[\text{Ne V}] \lambda 3426$, las LCs provienen de una misma especie química (Fe), en esta región se observa emisión de varias LCs provenientes de varias especies (Si, S, Fe, Al, Ca), que tienen además la ventaja de sufrir poco por extinción proveniente del polvo, por lo que al parecer son relativamente más fáciles de detectar llegando incluso a sugerirse como adecuados indicadores de actividad Seyfert. Debido a las dificultades intrínsecas de trabajar en el NIR (Glass, 1999), los AGNs con espectros en la zona mencionada son, infortunadamente, muy pocos. Este capítulo se constituye en el primer estudio de emisión coronal en la zona 0.8 - $2.3 \mu\text{m}$ de una muestra significativa de AGNs integrada por más de medio centenar de objetos. Primeramente, en la sección 2.2, describimos las dificultades inherentes propias de la espectroscopia en el NIR así como un breve estado actual del tema sobre LCs en el NIR; luego describimos la selección de la muestra en la sección 2.3, para luego presentar los principales resultados en la sección 2.4 y las conclusiones en la sección 2.5.

2.2. Líneas coronales en el infrarrojo cercano

La mayor parte de la investigación en líneas coronales en AGNs se presenta, como es apenas claro, en la región óptica del espectro. Sin embargo, en la zona comprendida entre 4000 \AA a 7000 \AA el número de líneas coronales no es muy grande y, peor aun, casi todas provienen de estados altamente ionizados del átomo de hierro. Por ello es deseable explorar la posibilidad de observar líneas coronales en otros sectores del espectro, tales como el infrarrojo cercano y medio. Sin embargo, dificultades tanto observacionales como tecnológicas complican este asunto: la atmósfera terrestre no es transparente a la mayor parte del infrarrojo, por un lado, y por otro, los detectores de radiación infrarroja eran hasta hace poco tiempo faltos de sensibilidad y complicados en su elaboración. En años recientes estas dificultades se han ido superando, bien sea por la observación desde sitios sobre el terreno excepcionalmente privilegiados (o sencillamente colocando telescopios infrarrojos en satélites artificiales) así como notables desarrollos en el campo de física de materiales.

Fue a finales de la década de los años 70s cuando varios astrónomos comenzaron a reportar líneas de emisión tanto permitidas (He I 1.083 μm , series Paschen y Brackett para el hidrógeno) como prohibidas ([Fe II] 1.64 μm) en el infrarrojo cercano, en particular en objetos tales como la nebulosa de Orión, varias nebulosas planetarias y varias remanentes de supernova (Oliva, 1987). Pero la primera detección de una línea coronal ([Si VI] 1.9630 μm) en el infrarrojo cercano fue llevada a cabo en la galaxia NGC 1068 (Oliva & Moorwood, 1990) encontrándose que su intensidad era semejante a la predicha por Korista & Ferland (1989) en su modelo de una nube fotoionizada de baja densidad. Muy pronto vino la identificación de [S VIII] 0.9913 μm en la galaxia NGC 4051 (Osterbrock, Shaw & Veilleux, 1990) y de [Si VII] 2.48 μm en NGC 1068 (Moorwood & Oliva, 1991). Cálculos con códigos de fotoionización (Spinoglio & Malkan, 1992; Greenhouse et al., 1993) realizados a inicios de los 90s sugerían la presencia de otras líneas coronales que esperaban a ser descubiertas, tales como [Si X] 1.4301 μm (que fue primeramente detectada por Thompson (1996) en NGC 1068 y NGC 7469) y [Al IX] 2.0450 μm (detectada por Maiolino et al. (1998) en Circinus).

Desde entonces la investigación de líneas coronales en el infrarrojo cercano (0.8-5.0 μm) emitidas por AGNs ha derivado en los siguientes aspectos:

- Observación espectroscópica clásica específica de un núcleo activo cercano para efectos de estudiar el tamaño de la zona coronal así como sus propiedades físicas. Estos núcleos activos son de galaxias tales como NGC 1068 (Osterbrock & Fulbright (1996), Thompson (1996), Marconi et al. (1996), Greenhouse et al. (1997), Moorwood et al. (1997), Alexander, Young & Hough (1999), Kraemer & Crenshaw (2000), Thompson et al. (2001), Oliva et al. (2001), Gratadour et al. (2003); Circinus (Oliva et al. (1994), Moorwood et al. (1996), Oliva, Marconi & Moorwood (1999b), Storchi-Bergmann et al. (1999), Marco & Prieto (2004), Prieto et al. (2004)); NGC 4151 (Thompson (1995), Knop et al. (1996), Greenhouse et al. (1997), Storchi-Bergmann et al. (2008)); NGC 5506 (Nagar et al. (2002); Cygnus A (Ward et al. (1991), Thornton, Stockton & Ridgway (1999)); Ark 564 (Contini, Rodríguez-Ardila & Viegas (2003)); Mrk 78 (Ramos-Almeida et al. (2006); I Zw 1 (Scharwächter et al., 2007).
- Espectroscopia de campo integral, también conocida como espectroscopia 3D, de núcleos activos en galaxias cercanas con el propósito de observar morfología de la emisión coronal así como para fijar la localización del centro activo propiamente dicho. Los objetos han sido sometidos a este tipo de escrutinio han sido: Circinus (Maiolino et al. (1997), Maiolino et al. (1998), Mueller Sánchez et al. (2006a), Mueller Sánchez et al. (2006b)), NGC 3227 (Schinnerer, Eckart & Tacconi (2001), NGC 7469 (Genzel et al. (1995), I Zw 1 (Schinnerer, Eckart & Tacconi (1998), Mrk 609 (Zuther et al. (2006), Zuther et al. (2007)).
- Observación de un conjunto de galaxias con propósitos de prospección, identificación de líneas coronales y búsqueda de correlaciones con otros sectores espectrales. Estas observaciones incluyen: Moorwood & Oliva (1991) (tres galaxias Seyfert), Marconi et al. (1994) (28 galaxias, 16 de ellas Seyfert), Giannuzzo, Rieke & Rieke (1995) (6 galaxias Seyfert), Veilleux, Sanders & Kim (1997) (25 ULIRGs), Veilleux, Sanders & Kim (1999) (39 ULIRGs), Murphy et al. (1999, 2001) (33 ULIRGs), Prieto & Viegas (2000a,b) (12 galaxias Seyfert), Reunanen, Kotilainen & Prieto (2002) (6 galaxias Seyfert), Lutz et al. (2002) (13 galaxias Seyfert), Sturm et al. (2002) (29 galaxias Seyfert), Rodríguez-Ardila et al. (2002a,b) (4 y 2 galaxias Seyfert, respectivamente), Reunanen, Kotilainen & Prieto (2003) (8 galaxias Seyfert), Prieto, Marco & Gallimore (2005) (4 galaxias Seyfert), Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) (47 galaxias).

Con esto, ha sido posible disponer ahora de espectros infrarrojos de un número significativo de núcleos de galaxias activas. Y como consecuencia, un listado expandido de líneas coronales provenientes de varias especies químicas han venido a engrosar la lista, tales como: [S VIII] $\lambda 9913$, [S IX] $\lambda 19196$, [Fe XIII] $\lambda 10747$, [Si VI] $\lambda 19630$, [Si VII] $\lambda 24830$, [Si IX] $\lambda 39300$, [Si X] $\lambda 14301$ y [Ca VIII] $\lambda 23213$, lo que ha permitido una revisión de lo que previamente se conocía sólo en el óptico o en el ultravioleta cercano.

Nuestro propósito es, con base a la información disponible, tanto de la literatura como de espectros a nuestra disposición, conformar una muestra significativa de AGNs con información espectroscópica en el intervalo comprendido entre 0.8 y 2.4 μm en los cuales se establecerá una posible dependencia de la emisión coronal con base al tipo de galaxia, así como la influencia de la emisión coronal con relación tanto a los rayos X suaves como duros, y la relación entre el FWHM y el potencial de ionización.

2.3. Selección de la muestra

La muestra de AGNs seleccionados en el presente estudio fue escogida a partir de los objetos investigados por Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006). Está compuesta por 47 Seyferts y cuasares observados en el intervalo de longitud de onda comprendido entre 0.8 a 2.3 μm y colectada usando espectroscopia *cross-dispersed* en las instalaciones del *Infrared Telescope Facility* (IRTF, $\phi = 19^{\circ}49'$ N, $\lambda = 155^{\circ}28'$ W) ubicado en la cima del monte Mauna Kea, Hawai, Estados Unidos. Cuatro galaxias (NGC 1614, NGC 3310, NGC 34 y NGC 7714) las cuales fueron incluidas inicialmente en Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) pero no serán incluidas aquí por tratarse de galaxias tipo *starburst* en las que no se observa emisión coronal. Se remite a este artículo para obtener la descripción de las condiciones de observación, detalles de la instrumentación y procesos de reducción.

Aparte de los objetos mencionados incluimos en nuestro análisis varias galaxias activas con datos publicados en la literatura con un intervalo de longitud de onda similar al de la muestra principal. Estas galaxias son: Circinus (Oliva et al., 1994; Maiolino et al., 1998; Rodríguez-Ardila et al., 2006), NGC 1068 (Oliva & Moorwood, 1990; Marconi et al., 1996; Thompson, 1996; Kraemer & Crenshaw, 2000; Rodríguez-Ardila et al., 2006), Mrk 335, Mrk 1044, Ton S180 and NGC 863 (Rodríguez-Ardila et al., 2002b), Mrk 766 (Rodríguez-Ardila, Contini & Viegas, 2005), Mrk 1210 (Mazzalay & Rodríguez-Ardila, 2006) and Mrk 78 (Ramos-Almeida et al., 2006). Aun cuando Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) incluyeron a Mrk 766 y Mrk 1210 en su muestra, los flujos de línea de estos objetos sólo aparecieron en las citadas referencias. Es importante mencionar que se hizo un esfuerzo por hacer la muestra lo más uniforme posible; por ello, datos publicados sobre líneas coronales pero restringidos sólo a poca líneas no fueron incluidas en esta compilación.

Información básica de las galaxias seleccionadas se encuentra en la Tabla 2.1. Los objetos aparecen en orden ascendente en ascensión recta. En total, nuestra muestra está constituida por 54 galaxias así: 36 de tipo 1 (T1) y 18 de tipo 2 (T2). De las primeras, 19 ($\sim 50\%$) han sido clasificadas como galaxias Seyfert 1 de líneas degadas, *narrow-line Seyfert 1* (NLS1). Valores de los corrimientos al rojo cosmológicos (z) fueron tomados de la base de datos NED¹. También se indica si la galaxia exhibe o no al menos una línea coronal (a una detección 3σ) en su espectro del infrarrojo cercano. Se ha de tener cuidado con esta

¹NASA/IPAC Extragalactic Database, Base de datos extragaláctica de la Administración de la Aeronáutica y del Espacio/Centro de Análisis de procesamiento infrarrojo. La página es: <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

Tabla 2.1: Muestra de Galaxias

Galaxia	Tipo	z	CL	Galaxia	Tipo	z	CL
Mrk 334	Sy1	0.021940	N	NGC 4748	NLS1	0.014630	S
Mrk 335*	NLS1	0.025785	S	Ton 0156	QSO	0.549000	N
NGC 262	Sy2	0.015034	S	Mrk 279	NLS1	0.030451	S
Ton S180*	NLS1	0.061980	N	Circinus*	Sy2	0.001448	S
Mrk 993	Sy2	0.015537	N	NGC 5548	Sy1	0.017175	S
NGC 591	Sy2	0.015167	S	PG 1415+451	Sy1	0.113587	N
Mrk 573	Sy2	0.017179	S	Mrk 684	Sy1	0.046079	N
NGC 863*	Sy1	0.026385	S	Mrk 478	NLS1	0.079055	N
Mrk 1044*	NLS1	0.016451	N	NGC 5728	Sy2	0.009353	S
NGC 1068*	Sy2	0.003793	S	PG 1448+273	NLS1	0.065000	S
NGC 1097	Sy1	0.004240	N	PG 1519+226	NLS1	0.013700	N
NGC 1144	Sy2	0.028847	N	NGC 5929	Sy2	0.008312	N
Mrk 1066	Sy2	0.012025	S	NGC 5953	Sy2	0.006555	N
NGC 1275	Sy2	0.017559	N	Mrk 291	NLS1	0.035198	N
MCG-05-13-017	Sy1	0.012445	S	Mrk 493	NLS1	0.031328	S
NGC 2110	Sy2	0.007789	N	PG 1612+261	Sy1	0.130916	S
ESO 428-G014	Sy2	0.005664	S	3C 351	QSO	0.371940	N
Mrk 78*	Sy2	0.037150	S	Mrk 504	NLS1	0.035888	S
Mrk 1210	Sy2	0.013496	S	Arp 102B	Sy1	0.024167	N
Mrk 124	NLS1	0.056300	N	1H 1934-063A	NLS1	0.010254	S
Mrk 1239	NLS1	0.019927	S	Mrk 509	Sy1	0.034397	S
NGC 3227	Sy1	0.003859	S	Mrk 896	NLS1	0.026424	N
PG 1126-041	NLS1	0.061960	S	1H 2107-097	Sy1	0.026525	S
H1143-182	Sy1	0.032949	S	Ark 564	NLS1	0.024684	S
NGC 4051	NLS1	0.002336	S	NGC 7469	Sy1	0.016317	S
NGC 4151	Sy1	0.003319	S	NGC 7674	Sy2	0.028924	S
Mrk 766	NLS1	0.012929	S	NGC 7682	Sy2	0.017140	S

* No incluidas en la muestra de Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006).

indicación dado que algunos objetos de la muestra que aparecen con N muestran de hecho emisión coronal en otros sectores espectrales: Mrk 334 ($[\text{Fe X}] \lambda 6374$ (Osterbrock & Martel, 1993) y $[\text{Ne V}] 14.3 \mu\text{m}$ (Prieto & Viegas, 2000b)), NGC 1144 ($[\text{Ne V}] 14.3 \mu\text{m}$ (Prieto & Viegas, 2000b)), NGC 2110 ($[\text{Fe VII}] \lambda\lambda 5159, 5721, 6087$ y $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ (Shuder, 1980)), Mrk 279 ($[\text{Fe VII}] \lambda 3759$, $[\text{Fe X}] \lambda 6374$, (Cohen, 1983)) y NGC 5929 ($[\text{Fe X}] \lambda 6374$ (Osterbrock & Martel, 1993)). Es posible, sin embargo, que en algunas galaxias las LCs no fueron detectadas por limitaciones de S/R en lugar de serlo por razones intrínsecas. Por ello, la clasificación de un objeto como emisor no coronal debe tomarse con cierta precaución.

Es importante enfatizar también que la gran mayoría de los datos constituyen una muestra uniforme en el sentido de que han sido obtenidos por el mismo instrumento y bajo condiciones atmosféricas similares. Por tanto, las razones de emisión entre los flujos son altamente confiables. Debemos tener de presente, sin embargo, que nuestra muestra no es completa en el sentido estricto del término así que se ha de tener precaución al generalizar nuestros resultados al dominio completo de los AGNs.

Como puede verse en la tabla 2.1, la muestra está compuesta de galaxias activas con corrimientos al rojo que van desde 0.0014 (Circinus) hasta 0.549 (Ton 0156), aunque la gran mayoría de los objetos tienen corrimientos al rojo del orden de 0.01. Además, presentamos aquí líneas coronales que no fueron incluidas en Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) tales como [Fe XIII] 1.0747 μm , [S XI] 1.9196 μm y [Al IX] 2.0450 μm .

La tabla 2.2 contiene los valores de los flujos medidos en la muestra. Esto se realizó utilizando el programa LINER (Pogge & Owen, 1993) asumiendo perfiles gaussianos para todas las líneas. Para aquellas fuentes en donde las líneas no pudieron ser detectadas por encima del nivel de 3σ se han dado los valores de los límites superiores. Estos últimos valores fueron determinados midiendo los RMS del continuo (1σ) que está adyacente a la línea. Este valor fue multiplicado por el ancho instrumental (en \AA) del espectro y luego por 3 para hacer significativo el límite superior a 3σ . Puede notarse algunas discrepancias tanto en los valores de los flujos como en las incertidumbres con respecto a los valores publicados por Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006). Con el fin de mejorar los flujos de las líneas y las incertidumbres, todas las medidas fueron hechas tanto por el autor de esta tesis como por el director asociado. Si, para una medida dada, nuestra medida concordaba dentro de los errores dados por Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) dejábamos el reportado por estos; en caso contrario reportamos los nuestros.

2.4. Resultados

Tal y como se puede observar en la tabla 2.2, se detectan LCs en más de la mitad de los objetos que integran la muestra. En las figuras 2.2 a la 2.12 podemos observar los sectores ampliados en los que se identifican las correspondientes LCs. Algunos objetos presentan una notable emisión coronal como en el caso de NGC 4051 y Mrk 573. Aquí concentraremos nuestra atención en las ocho líneas coronales que han sido reportadas en AGNs en el intervalo espectral entre 0.8 a 2.4 μm : [S VIII] 0.9913 μm , [Fe XIII] 1.0747 μm , [S IX] 1.2520 μm , [Si X] 1.4301 μm , [S XI] 1.9196 μm , [Si VI] 1.9630 μm , [Al IX] 2.0450 μm y [Ca VIII] 2.3213 μm .

Se encontró que de las 54 galaxias de la tabla 2.1, 20 (37%) no exhiben líneas coronales. Bien podría argumentarse que su no detección está directamente relacionada con la relación señal/ruido (S/R) del espectro correspondiente, puesto que estas líneas son, en la mayoría de los casos, intrínsecamente débiles. Sin embargo, hemos notado que algunas de las galaxias con las mejores S/R son aquellas que no presentan líneas coronales o donde se encuentra una o dos. De hecho, en dos galaxias con corrimientos al rojo pequeños tales como NGC1097 y NGC 5953 no se detectaron LCs. Esto parece indicar que en AGNs ausentes en LCs (aun cuando por su cercanía sería fácil detectar LCs por un adecuado contraste con relación al continuo) parecen poseer continuos ionizantes cuya emisión es escasa o desfavorecida por encima de los 130 eV.

Puede observarse de la tabla 2.2 que las dos líneas coronales más frecuentes y conspicuas tienen PI < 300 eV. La línea de [Ca VIII] 2.3213 μm , que es la que tiene el potencial de ionización más bajo (127.7 eV) parece ser la excepción a ese comportamiento. Pero esto puede atribuirse a que en 11 de los objetos (todos ellos de T1) el espectro está tan desplazado hacia el rojo que no alcanzó a quedar registrada dicha línea para el intervalo cubierto por el SpeX. Como no son pocos los objetos de T2 que tienen corrimientos al rojo lo suficientemente pequeños como para incluir la línea del [Ca VIII] 2.3213 μm , estos objetos de forma artificial exceden en registro a las fuentes T1. Adicionalmente la línea del [Ca VIII] 2.3213 μm

está muy cercana en longitud de onda a la banda de absorción de CO en $2.3 \mu\text{m}$ por lo que puede ser afectada total o parcialmente por esta absorción. Con todo, vemos que las líneas de [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$, [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$, [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ y [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$ son las líneas con el número más alto de detecciones, siendo observadas en 30, 24, 22 y 20 objetos, respectivamente. Discriminados por tipo de galaxia, se encuentra que el [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ y el [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$ aparecen con mayor proporción en galaxias T2 que en las T1: [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ aparece en el 66 % de los objetos T2 con relación a un 50 % de los objetos T1 (“normal” y NLS1) en tanto que para el [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$ dichos porcentajes son de 55 % y 38 %, respectivamente. Con líneas de más alto PI la situación se invierte, aunque la diferencia no es significativa: para el [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$ se tiene 38 % y 33 % para T1 y T2; para el [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ dichos porcentajes son de 41 % y 33 %, respectivamente. Estos resultados no están en consonancia con lo que se observa en las LCs en el óptico (véase discusión de la sección 4.8), las cuales tienden a presentarse de forma preferencial (y significativa) en galaxias Sy1 que en Sy2. Es posible que estos resultados lo que estén reflejando es que las LCs del NIR no son tan afectadas por extinción. Pero es más probable que la razón de este resultado obedezca a que la muestra adolece de un notable efecto de selección privilegiando la presencia de objetos Sy2 cuya emisión coronal es particularmente notable, como es el caso de NGC 1068, Circinus y Mrk 573. Por tal razón estos resultados no son propiamente los más adecuados para argumentar si la preferencia de LCs en un determinado tipo de galaxia obedece o no a una razón física. Obviamente se requiere de una muestra más robusta y con criterios de selección que no despierten mayores objeciones.

La figura 2.1 presenta varios histogramas con el porcentaje de galaxias por intervalo de luminosidad en aquellas cuatro líneas coronales más frecuentes. Se aprecia que en todos los casos las LCs están distribuidas en un intervalo relativamente estrecho de luminosidad, cubriendo cuanto mucho 3 décadas y con el mayor número de objetos en un intervalo comprendido entre $\log L \sim 39$ y 40 (erg. s^{-1}). Para estas líneas la distribución en luminosidad tanto para T1 como para T2 es más o menos similar. Adicionalmente se observa que la línea de [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ tiende a ser más luminosa que las otras tres por un valor de media década, lo que confirma previas observaciones. En efecto, una prospección llevada a cabo por Marconi et al. (1994) detectó y midió el flujo de aquella línea en 8 de 15 galaxias y concluyen que el [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ es un buen trazador de actividad Seyfert implicando que objetos que poseen dicha línea lo más probable es que sean núcleos Seyfert.

Un resultado similar fue obtenido a partir de una prospección de 14 galaxias activas realizada por Reunanen, Kotilainen & Prieto (2002, 2003) donde se encuentra que 9 de ellas son emisoras de Si VI. Nuestra muestra, integrada por un número de objetos que triplica los anteriores estudios, tiende a confirmar estos resultados e indican que una galaxia activa, sin importar su tipo, tiene una probabilidad del orden de 55 % en mostrar [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$. La segunda línea más frecuente es [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$ con una presencia cercana al 44 %.

La distribución de [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$, que es aquella con el mayor PI de las cuatro que mostramos en la figura 2.1, revela un pequeño pico en $\log L \sim 38.5$ (erg. s^{-1}) para los objetos T2, la cual no es apreciada en la distribución de los objetos T1 ni en las otras tres líneas. Debido al pequeño número de objetos T2 donde esto es detectado no es posible decir si este pico es significativamente estadístico o si solo se trata de una fluctuación menor.

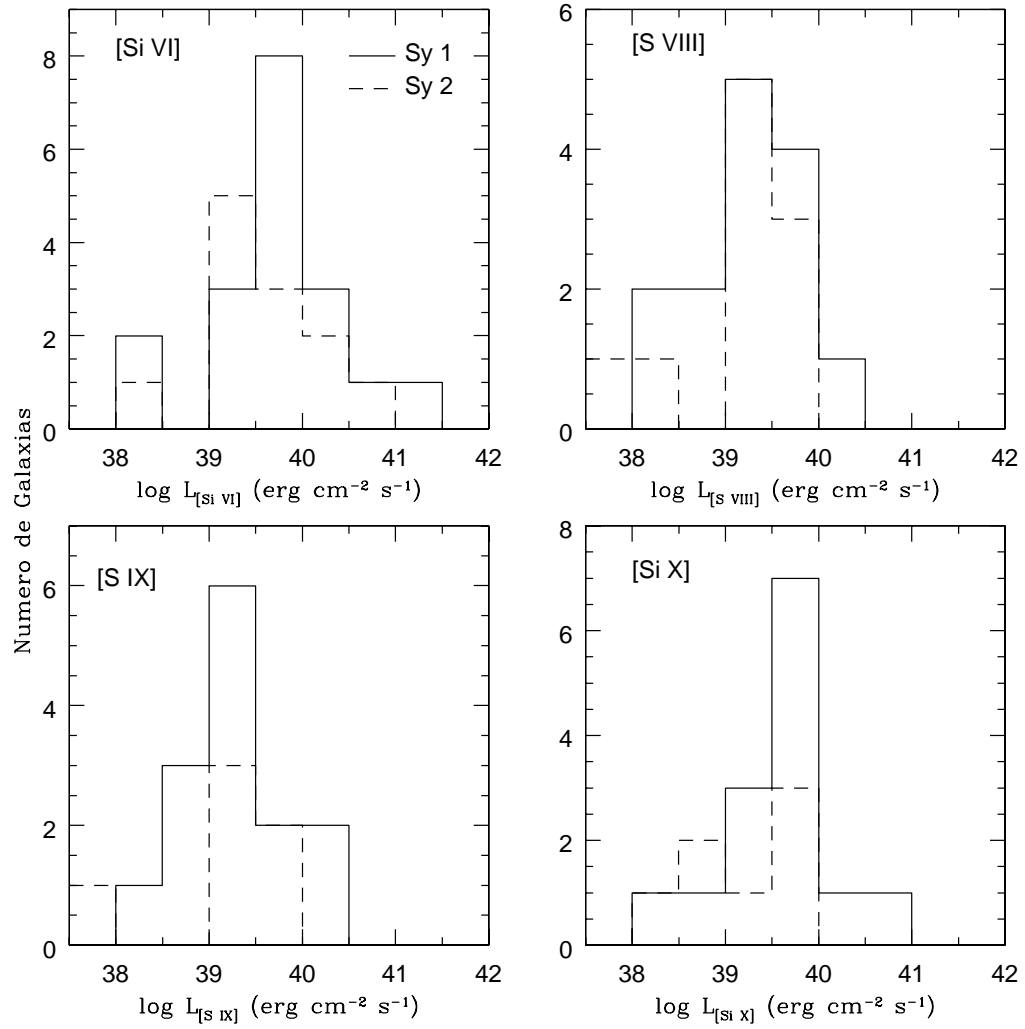


Figura 2.1: Histogramas con el número de galaxias por intervalo de luminosidad para las cuatro líneas coronales más frecuentes encontradas en la muestra. Línea completa representa todos los objetos Sy1 (Sy1 “normal” + NLS1) y línea segmentada los objetos Sy2.

Tabla 2.2: Flujos de las LCs para las galaxias que constituyen la muestra en unidades de 10^{-15} erg cm^{-2} s^{-1} .

Galaxia	[Ca VIII] 2.3213 μm	[Si VI] 1.9630 μm	[S VIII] 0.9913 μm	[Al IX] 2.0450 μm	[S IX] 1.2520 μm	[Fe XIII] 1.0747 μm	[Si X] 1.4301 μm	[S XI] 1.9196 μm
Mrk 334	***	< 2.0	< 0.7	< 0.8	< 1.4	< 1.8	< 1.8	< 1.3
Mrk 335	...	10.6 ± 2.0^a	3.8 ± 1.0^a	...	12.6 ± 2.5^a	18.3 ± 3.8^a	7.5 ± 3.0^a	...
NGC 262	< 0.8	4.4 ± 0.7	2.7 ± 1.1	< 0.3	2.3 ± 1.1	< 1.7	2.0 ± 1.1	< 1.8
Ton S180	*
Mrk 993	***	< 2.0	< 0.9	< 0.5	< 1.1	< 1.8	< 1.7	< 1.8
NGC 591	***	8.1 ± 1.6	3.3 ± 1.4	< 0.7	< 1.7	< 2.1	3.2 ± 1.6	< 1.6
Mrk 573	3.2 ± 0.5	6.1 ± 1.6	6.1 ± 0.9	< 0.6	6.2 ± 0.9	3.3 ± 1.6	7.5 ± 1.5	2.2 ± 1.7
NGC 863	...	< 2.1^a	< 1.0^a	...	1.1 ± 0.4^a	...	3.2 ± 1.0^a	...
Mrk 1044	**	...
NGC 1068	450^b	421 ± 90^c	87^b	...	50^b	\ddagger^d	270 ± 50^e	...
NGC 1097	***	< 3.8	< 2.8	< 0.9	< 3.0	< 3.0	< 2.5	**
NGC 1144	***	< 0.9	< 0.6	< 0.2	< 0.4	< 1.2	< 0.5	< 0.8
Mrk 1066	***	4.9 ± 2.5	< 1.9	< 1.1	< 2.2	< 2.1	< 2.9	< 3.4
NGC 1275	< 1.2	< 1.5	< 1.4	< 0.9	< 2.5	< 1.9	< 1.2	< 0.7
MCG-05-13-017	***	3.5 ± 1.3	3.1 ± 1.7	< 0.9	2.0 ± 1.6	< 1.5	3.7 ± 1.6	< 1.7
NGC 2110	< 0.6	< 0.6	< 1.1	< 0.9	< 1.0	< 4.0	< 5.0	< 1.6
ESO 428-G014	***	21.1 ± 3.9	4.0 ± 2.8	< 1.8	< 3.8	< 3.8	4.2 ± 2.2	< 3.7
Mrk 78	...	19.7 ± 1.7^f	1.7 ± 0.3^f
Mrk 1210	1.6 ± 0.1^g	13.3 ± 0.9^g	2.9 ± 0.2^g	< 0.5^g	4.2 ± 0.5^g	< 1.8^g	2.8 ± 0.4^g	< 2.7^g
Mrk 124	*	< 0.4	< 0.5	< 0.4	< 0.8	< 2.1	< 0.7	< 0.3
Mrk 1239	5.7 ± 1.3	17.5 ± 2.2	16.2 ± 1.2	< 1.1	15.5 ± 1.8	< 3.5	26.2 ± 1.9	< 2.8
NGC 3227	< 0.9	10.0 ± 3.9	4.2 ± 2.4	< 1.1	< 2.2	< 2.6	< 3.9	< 3.4
PG 1126-041	*	4.1 ± 0.4	< 0.8	< 0.5	< 1.3	< 2.8	5.1 ± 0.7	< 0.8
H1143-182	< 0.9	3.1 ± 3.6	< 1.4	< 0.2	1.0 ± 0.5	< 1.1	1.6 ± 0.5	< 0.4
NGC 4051	2.4 ± 0.9	10.6 ± 2.0	13.7 ± 2.0	1.8 ± 1.1	11.1 ± 2.3	8.0 ± 2.2	22.2 ± 2.5	5.9 ± 1.7
NGC 4151	15.1 ± 2.3	68.7 ± 3.9	40.5 ± 3.5	2.3 ± 1.6	39.7 ± 2.3	< 1.6	37.7 ± 3.0	< 10.6
Mrk 766	2.5 ± 0.6^h	15.6 ± 1.0^h	10.0 ± 1.0^h	...	9.4 ± 1.0^h	...	6.5 ± 0.6^h	...
NGC 4748	< 1.4	9.0 ± 1.4	8.2 ± 1.0	< 0.8	1.9 ± 0.7	< 1.6	3.3 ± 1.3	< 1.4
Ton 0156	*	*	< 0.2	...	< 0.4	< 0.4	< 0.1	*
Mrk 279	< 0.8	< 0.8	< 0.5	< 0.4	< 0.7	2.9 ± 1.1	**	< 1.1
Circinus	$48\ddot{s}^i$	$51.5\ddot{s}^i$	11^j	$10.8\ddot{s}^i$	20^j
NGC 5548	1.7 ± 0.8	10.0 ± 1.1	4.8 ± 0.7	< 0.3	3.7 ± 0.7	< 0.6	5.6 ± 1.0	1.5 ± 1.2
PG 1415+561	*	< 0.2	< 0.4	< 0.1	**	< 0.4	< 0.5	< 0.2
Mrk 684	*	< 0.6	< 0.9	< 0.4	< 0.5	< 3.6	< 0.5	< 0.7
Mrk 478	*	< 0.3	< 0.8	< 0.4	< 1.4	< 1.4	< 0.7	< 0.3
NGC 5728	< 0.9	7.1 ± 1.8	< 1.7	< 0.5	< 2.0	< 2.9	< 1.2	< 0.6
PG 1448+273	*	1.0 ± 0.3	< 0.8	< 0.2	< 1.1	< 0.8	< 0.3	< 0.3
PG 1519+226	*	< 0.2	< 0.6	< 0.1	< 0.6	< 0.5	< 0.4	< 0.2
NGC 5929	< 0.5	< 0.9	< 1.0	< 0.4	< 0.9	< 2.1	< 3.0	< 5.6
NGC 5953	***	< 3.8	< 1.3	< 1.1	< 3.4	< 3.4	< 3.8	< 2.6
Mrk 291	***	< 1.7	< 0.3	< 0.2	< 0.5	< 1.0	< 0.5	< 0.1
Mrk 493	< 0.5	< 0.4	0.9 ± 0.5	< 0.5	1.4 ± 0.8	< 0.8	< 0.9	< 0.4

Tabla 2.2 continuación

Galaxia	[Ca VIII] 2.3213 μm	[Si VI] 1.9630 μm	[S VIII] 0.9913 μm	[Al IX] 2.0450 μm	[Si IX] 1.2520 μm	[Fe XIII] 1.0747 μm	[Si X] 1.4301 μm	[S XI] 1.9196 μm
PG 1612+261	*	2.4 ± 0.4	< 0.8	< 0.3	< 0.7	< 0.4	< 0.6	< 0.3
3C 351	*	*	**	*	< 1.0	< 2.0	< 1.1	*
Mrk 504	< 0.2	< 0.2	0.5 ± 0.3	< 0.1	< 0.6	2.2 ± 0.8	< 0.6	< 0.1
Arp 102B	< 0.5	< 0.9	< 0.5	< 0.3	< 1.2	< 1.6	< 1.1	< 0.8
1H 1934-063A	3.9 ± 1.1^a	24.9 ± 2.5^a	12.3 ± 2.8^a	...	9.0 ± 2.0^a	29.2 ± 4.0^a	20.0 ± 5.4^a	...
Mrk 509	< 7.8	72.7 ± 13.8	< 11.9	< 6.8	< 8.2	< 12.9	**	< 16.3
Mrk 896	< 0.6	< 0.7	< 0.8	< 0.2	< 0.6	< 1.0	< 0.7	< 0.7
1H 2107-097	1.4 ± 0.4	1.5 ± 0.4	< 1.8	< 0.3	< 1.2	29.2 ± 2.3	2.3 ± 0.9	< 0.6
Ark 564	3.1 ± 1.0^a	7.2 ± 1.3^a	6.5 ± 0.4^a	$2.2 \pm 0.5^\dagger$	$6.1 \pm 0.6^\dagger$	$5.5 \pm 2.9^\dagger$	17.2 ± 1.0^a	$3.5 \pm 0.5^\dagger$
NGC 7469	< 1.1	12.4 ± 3.2	5.6 ± 1.3	< 0.7	6.1 ± 1.7	< 1.1	11.4 ± 2.3	< 1.9
NGC 7674	1.5 ± 0.2	8.3 ± 0.6	2.3 ± 0.8	< 3.0	4.1 ± 0.8	< 1.4	3.5 ± 1.0	< 0.7
NGC 7682	< 0.8	3.0 ± 1.4	2.0 ± 1.0	< 0.4	< 1.5	< 1.8	< 1.4	< 1.5

* Se encuentra fuera del rango espectral

** Se encuentra en una zona telúrica

*** Se encuentra en una zona de banda de absorción del CO

† No reportado por Rodríguez-Ardila et al. (2002b)

◇ No reportado por Mazzalay & Rodríguez-Ardila (2007)

†† No reportado por Rodríguez-Ardila et al. (2002b)

‡ Detectado

§ Suma de los componentes delgado y ancho

★ Severamente afectado por absorción atmosférica

^a Rodríguez-Ardila et al. (2002b), ^b Marconi et al. (1996), ^c Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006), ^d Oliva et al. (2001), ^e Thompson (1996), ^f Ramos-Almeida et al. (2006), ^g Mazzalay & Rodríguez-Ardila (2007), ^h Rodríguez-Ardila, Contini & Viegas (2005), ⁱ Mueller Sánchez et al. (2006b), ^j Oliva et al. (1994), ^k Reunanen, Kotilainen & Prieto (2003), ^l Maiolino et al. (1998)

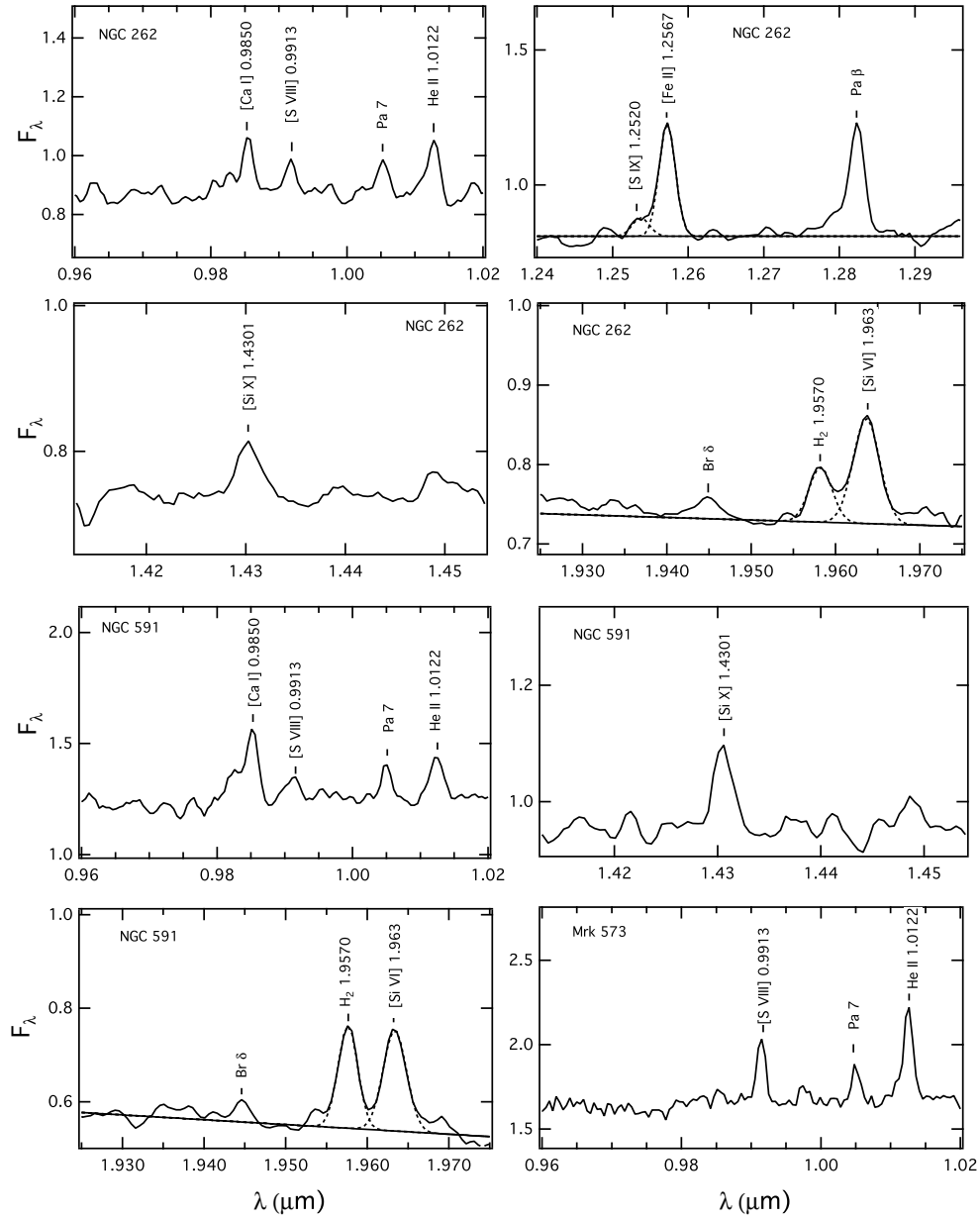


Figura 2.2: LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 262, NGC 591 y Mrk 573. Las longitudes de onda están en micrones y los flujos en unidades de 10^{-15} ergs cm^{-2} s^{-1} \AA^{-1} .

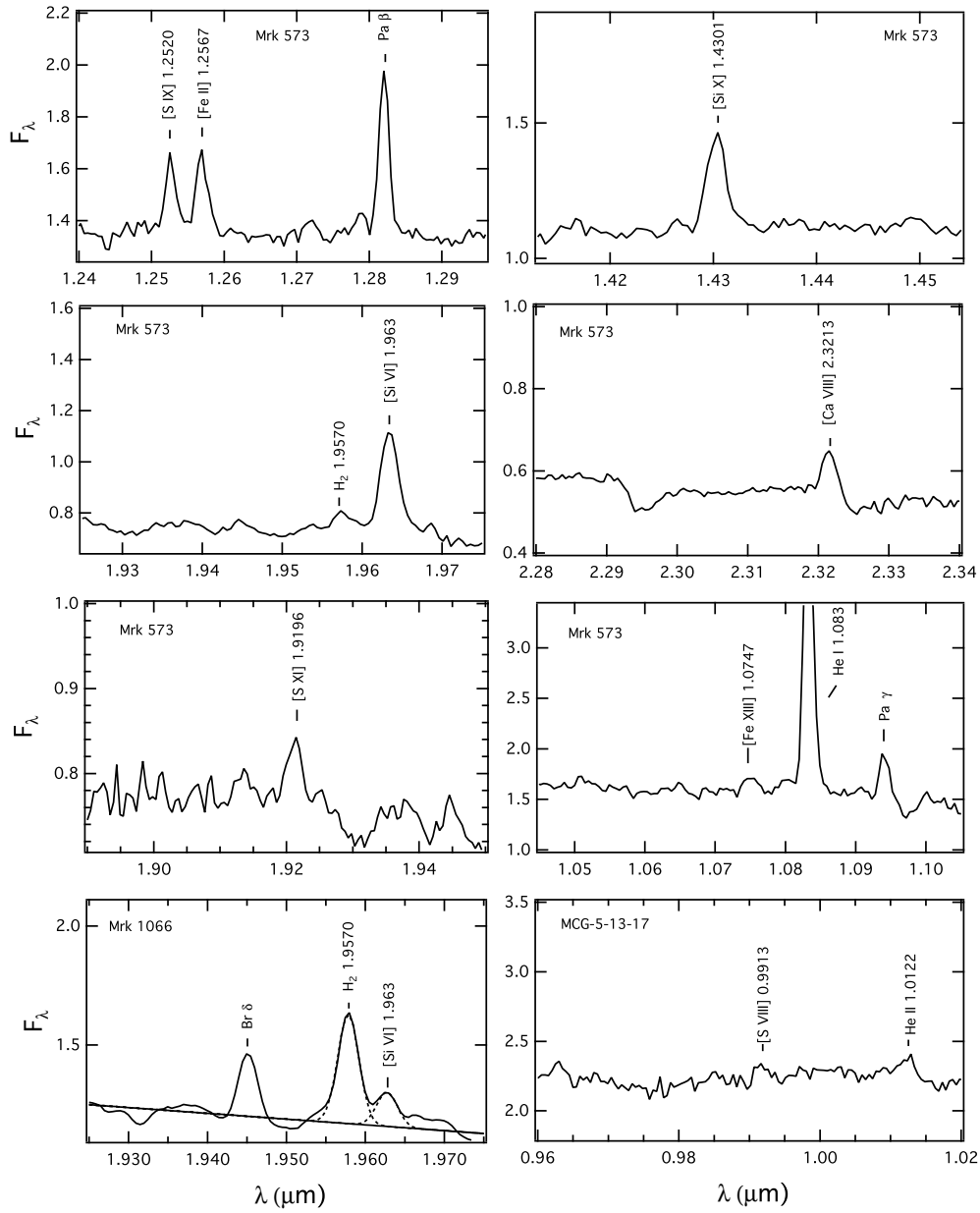


Figura 2.3: LCs detalladas en los espectros NIR de Mrk 573 (continuación), Mrk 1066 y MCG-5-13-17. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

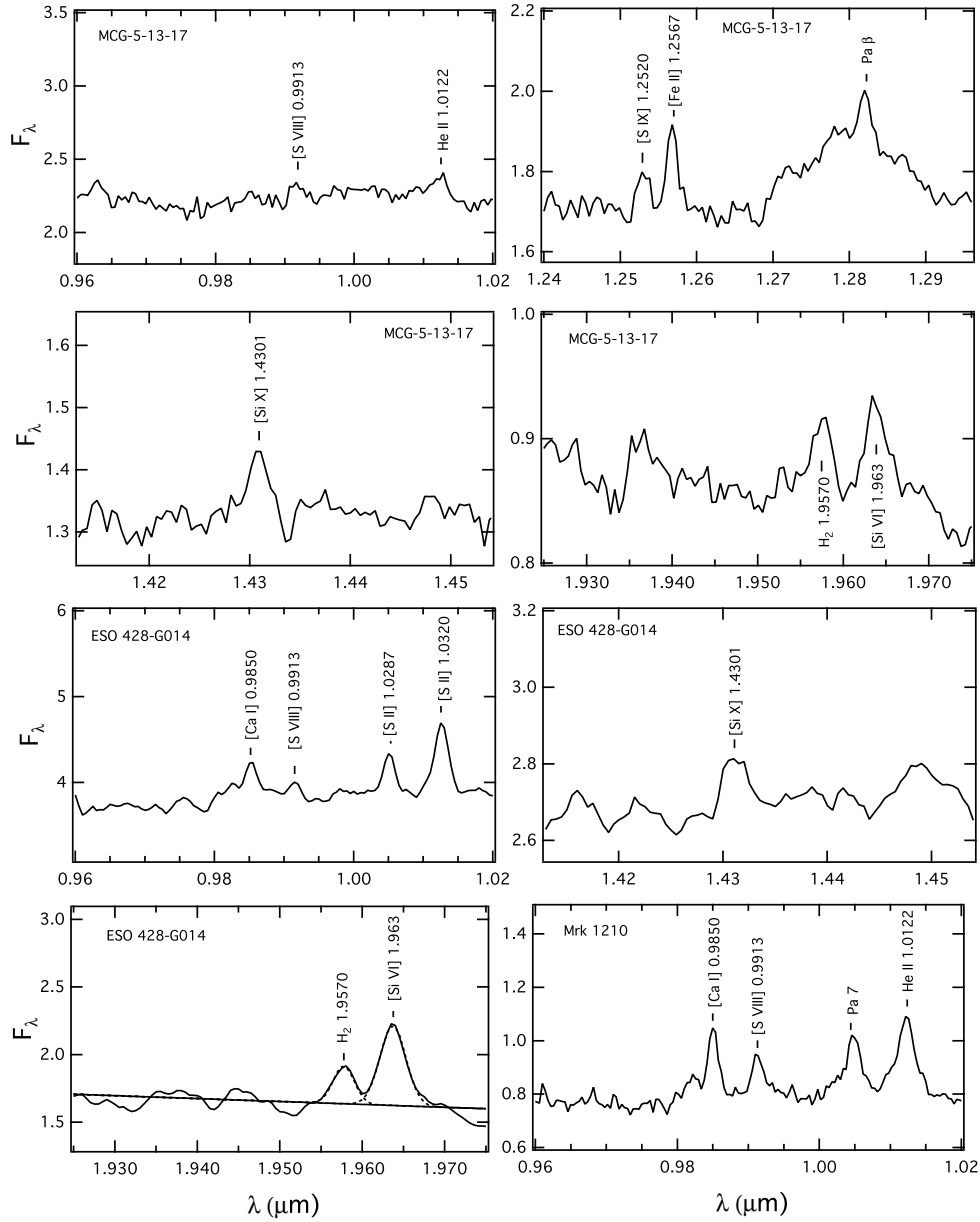


Figura 2.4: LCs detalladas en los espectros NIR de MCG-5-13-17 (continuación), ESO 428-G014 y Mrk 1210. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

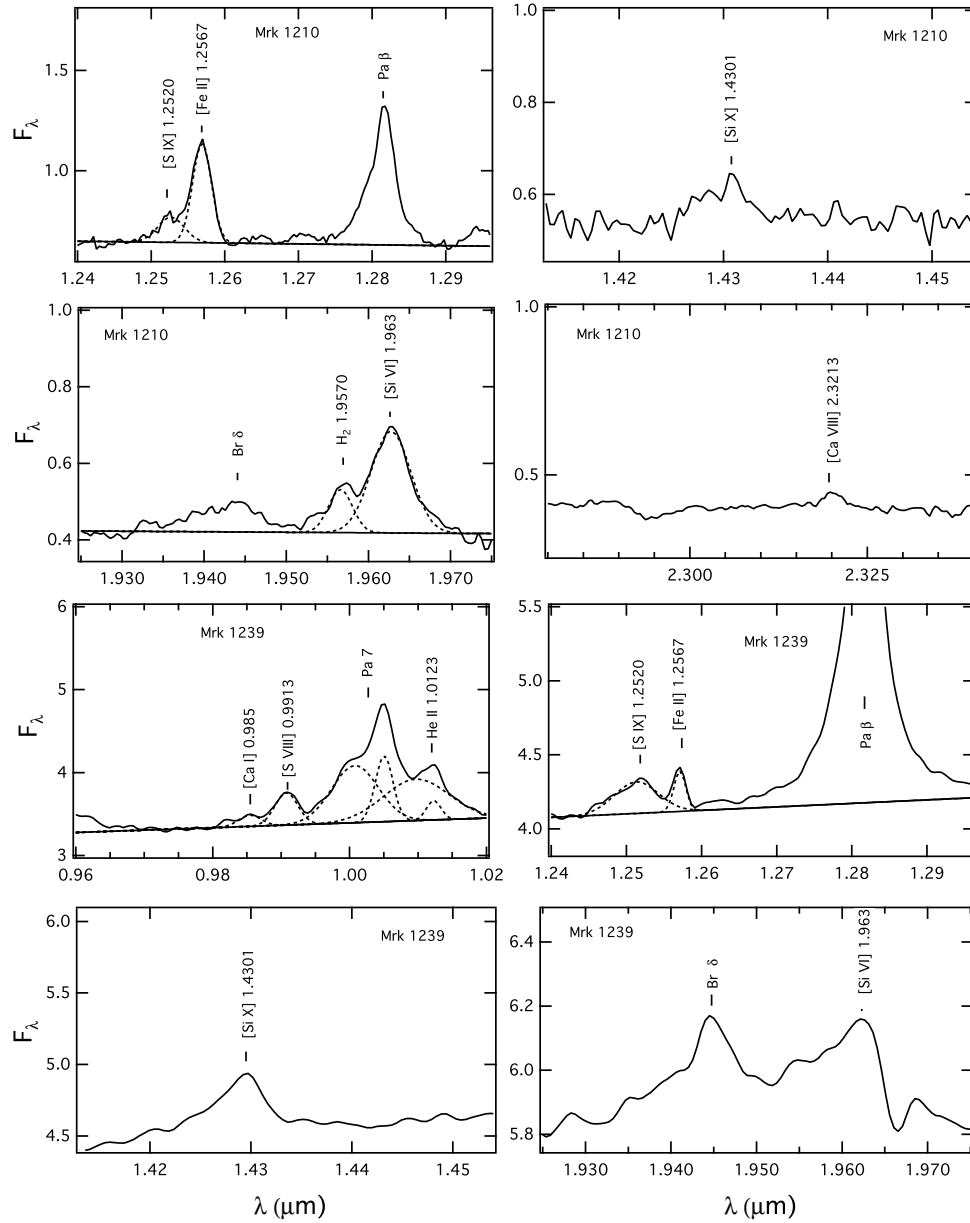


Figura 2.5: LCs detalladas en los espectros NIR de Mrk 1210 (continuación) y Mrk 1239. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

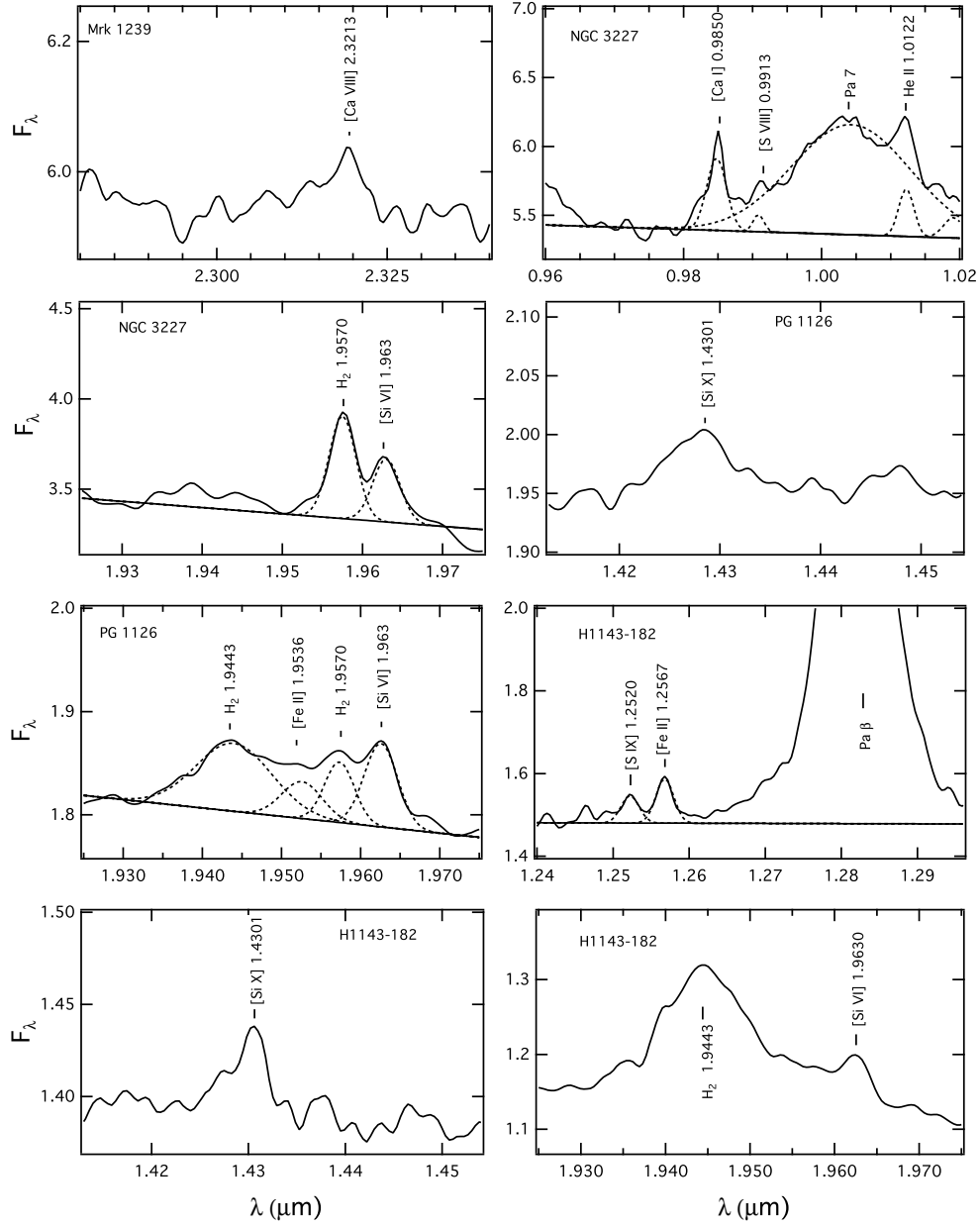


Figura 2.6: LCs detalladas en los espectros NIR de Mrk 1239 (continuación), NGC 3227, PG1126 y H1143-182. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

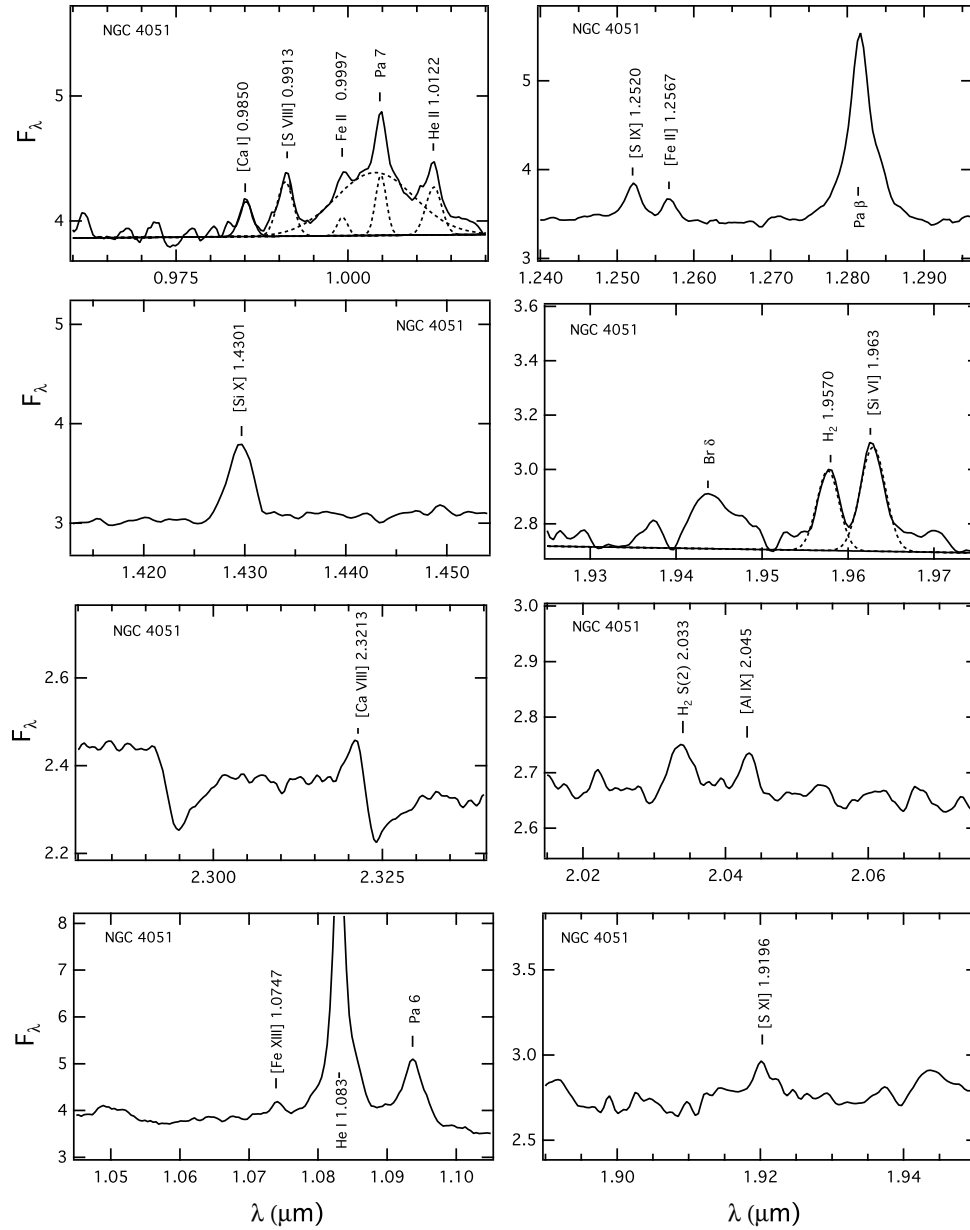


Figura 2.7: LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 4051. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

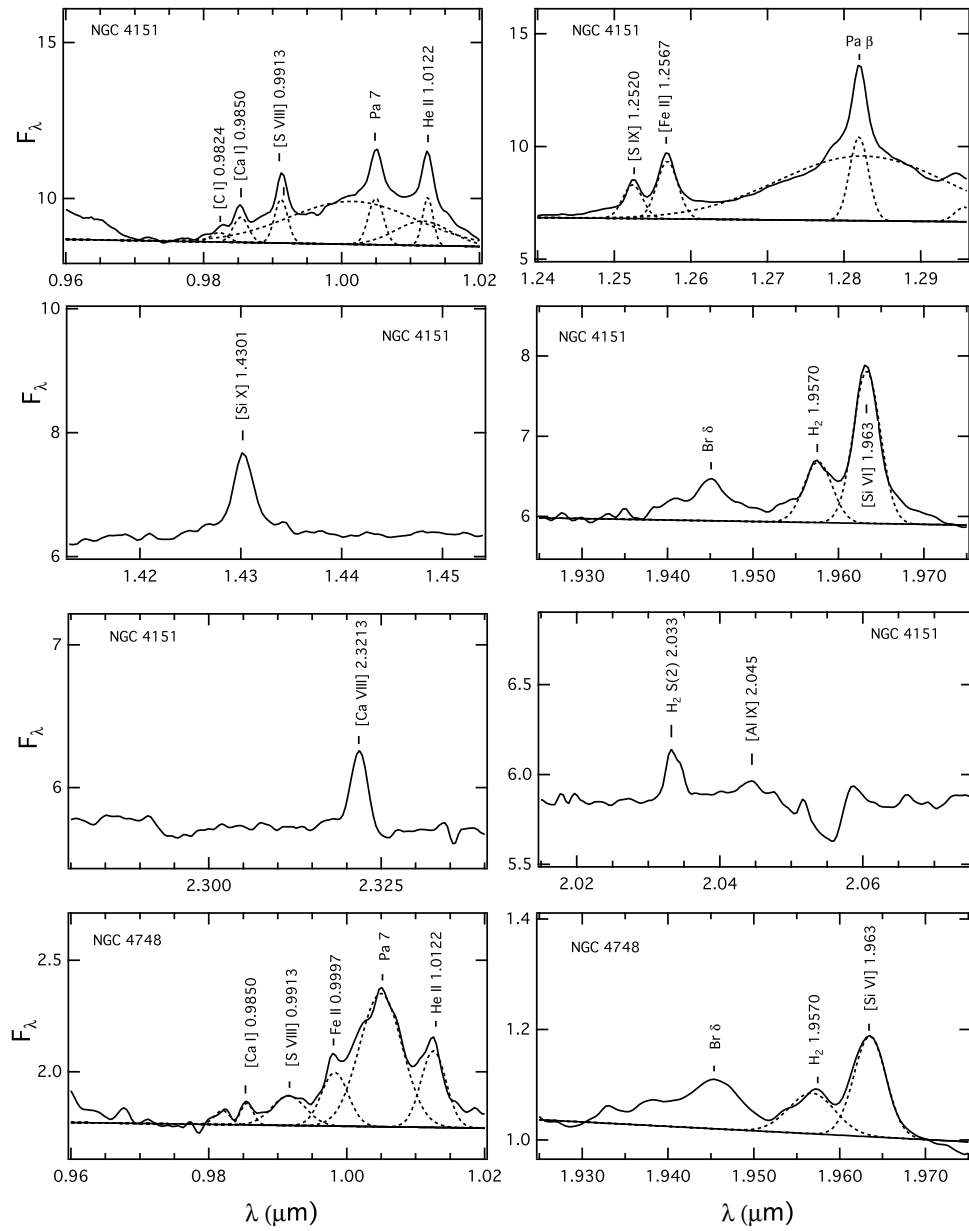


Figura 2.8: LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 4151 y NGC 4748. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

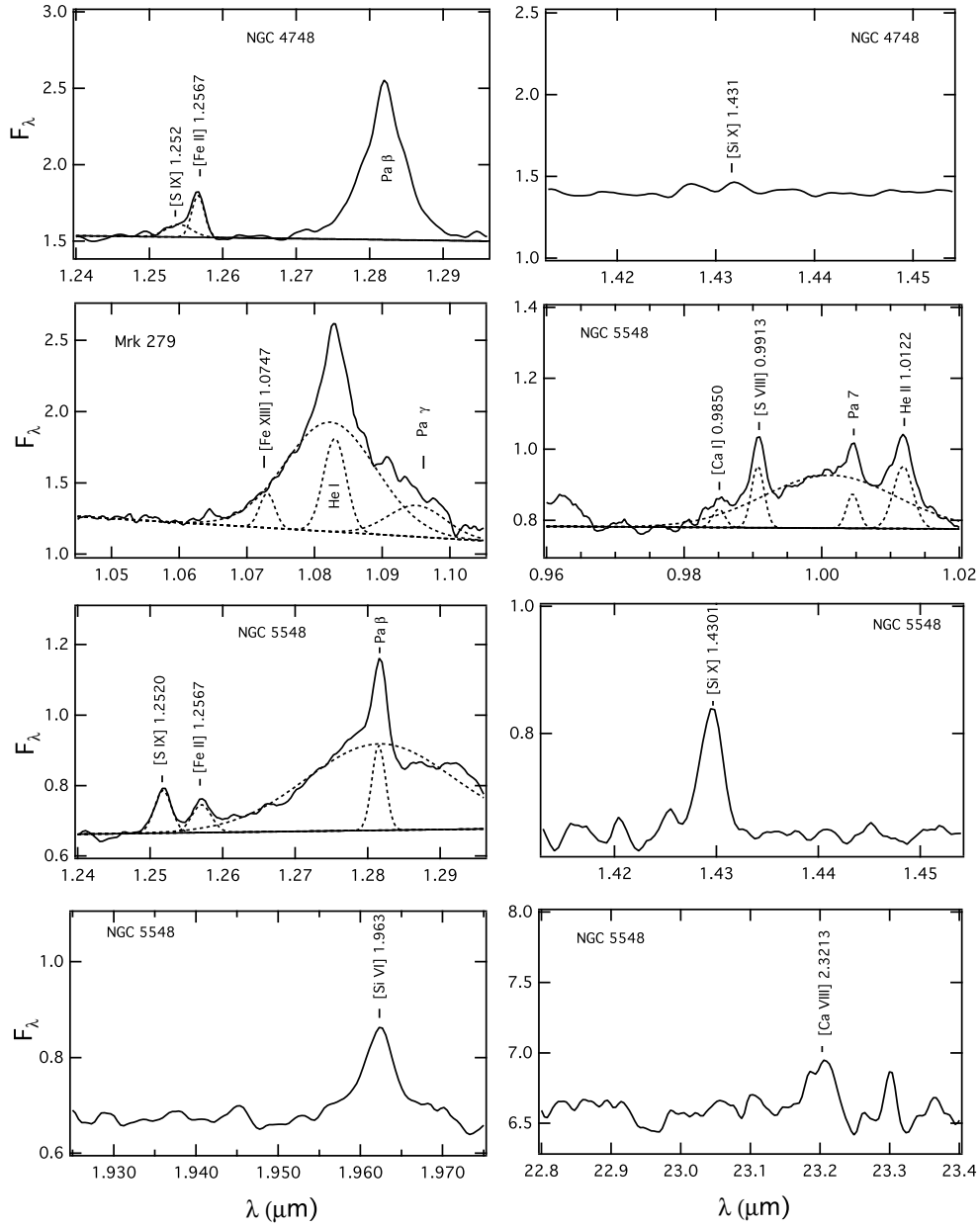


Figura 2.9: LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 4748 (continuación), Mrk 279 y NGC 5548. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

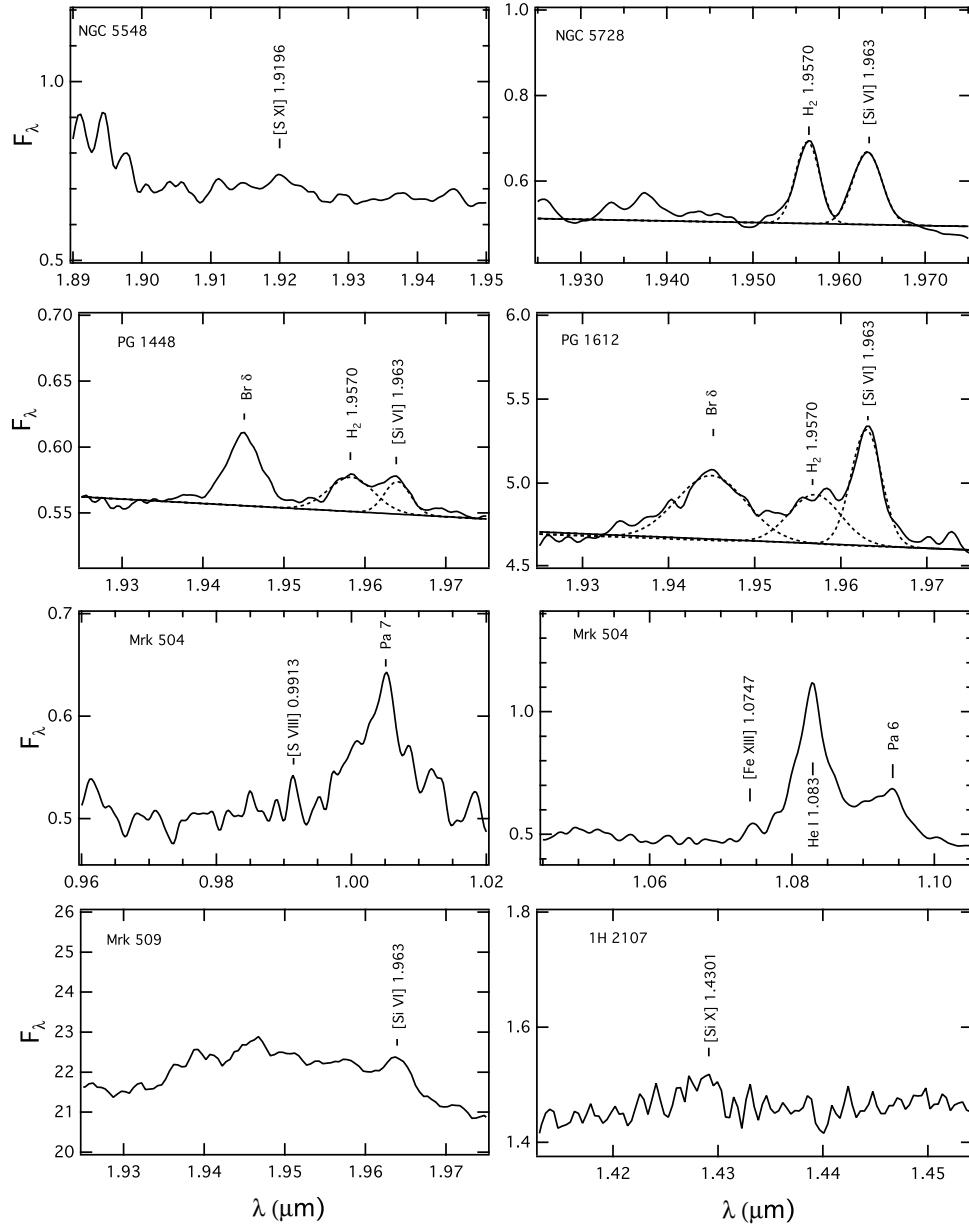


Figura 2.10: LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 5548 (continuación), NGC 5728, PG1448, PG1612, Mrk 504, Mrk 509 y 1H2107. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

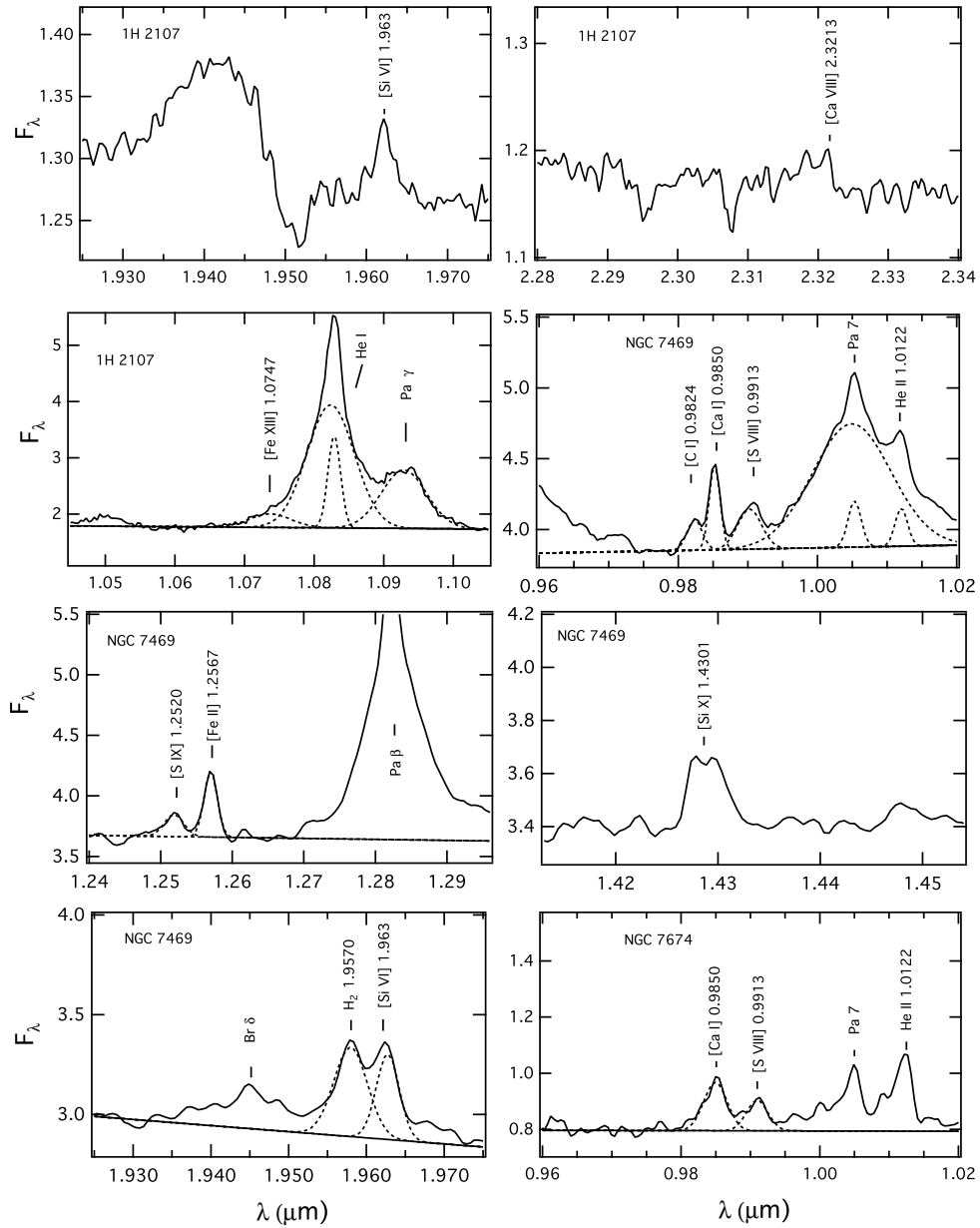


Figura 2.11: LCs detalladas en los espectros NIR de 1H2107 (continuación), NGC 7469 y NGC 7674. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

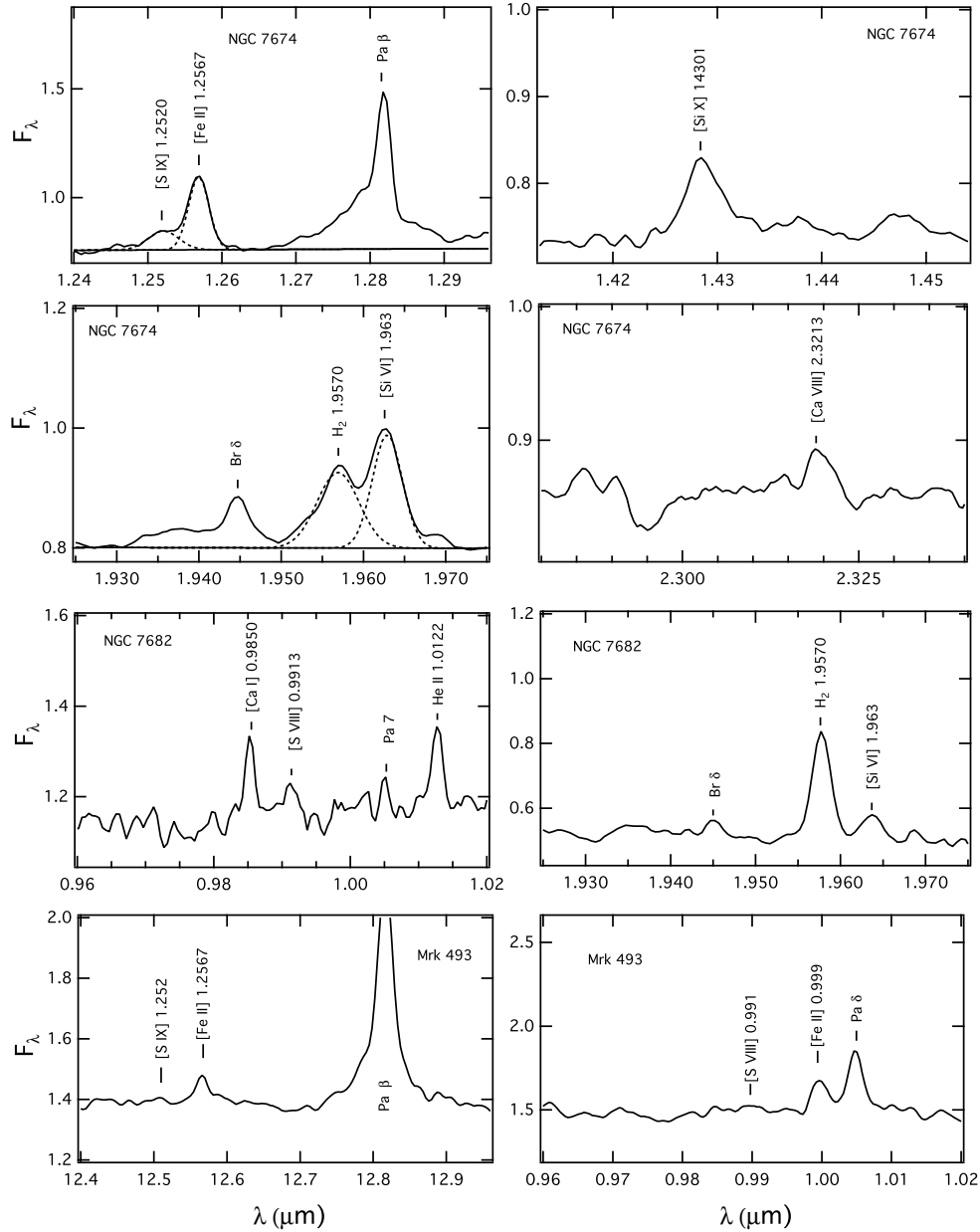


Figura 2.12: LCs detalladas en los espectros NIR de NGC 7674 (continuación), NGC 7682 y Mrk 493. Las unidades son las mismas de la figura 2.2.

2.4.1. Cinemática de las LCs

En esta sección haremos un análisis del ancho de las líneas coronales y su relación con el potencial de ionización (PI) de la línea correspondiente. La mayoría de los datos que aquí se consignan (que corresponden a casi la totalidad de los objetos estudiados por Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006)) no habían sido reportados antes, pues en el trabajo citado se concentra en los valores de los flujos. Dichos anchos, en forma de FWHM, fueron medidos también con la rutina LINER (Pogge & Owen, 1993).

La tabla 2.3 muestra los valores del ancho completo a mitad de intensidad (FWHM) de las líneas coronales, previamente corregidas por el ancho instrumental (por cuadratura) que fue del orden de 360 km s^{-1} para la muestra de galaxias junto con los valores de FWHM de $[\text{Fe II}] 1.2569 \mu\text{m}$ y $[\text{S III}] 0.9530 \mu\text{m}$, dos de las líneas más fuertes observadas en los espectros y que corresponden a una ionización relativamente baja (8 y 23 eV, respectivamente).

A finales de la década del 70 del siglo pasado Wilson (1979) reportó para la galaxia NGC 3783 (Sy1) una fuerte correlación entre el ancho completo a altura cero (FWZI) y el potencial de ionización de varias líneas prohibidas ubicadas en el óptico, esto es, las líneas coronales parecen mostrar los más grandes valores de FWZM mientras que aquellas de baja y media ionización presentan los valores más pequeños. Investigaciones posteriores reportaron una tendencia similar (generalmente medida en FWHM) en la región del óptico y del infrarrojo cercano para otras galaxias activas (Osterbrock, 1981; Pelat, Alloin & Fosbury, 1981; Penston et al., 1984; Thompson, 1996). En contraste, Giannuzzo, Rieke & Rieke (1995) encontraron que las líneas coronales muestran una amplia variedad de anchos, llegando a la conclusión de que la región de líneas coronales ocupa al parecer diferentes regiones en diferentes galaxias. Reunanen, Kotilainen & Prieto (2002, 2003) reportaron medidas de los anchos de líneas coronales en el intervalo $1.5\text{-}2.5 \mu\text{m}$ para 14 galaxias Seyfert. En sólo cuatro de ellas pudo establecerse una directa correlación entre el FWHM y el PI mientras que Rodríguez-Ardila et al. (2002b) encontró, para una muestra de seis galaxias (cinco de ellas clasificadas como NLS1), que en tres de ellas la correlación estaba ciertamente presente.

Observaciones adicionales han mostrado que las líneas coronales pueden no mostrar correlación o incluso anticorrelación entre el FWHM y el PI. Tal es el caso de NGC 4151 (Knop et al., 1996), donde el $[\text{S XI}] 1.9196 \mu\text{m}$ tiene un FWHM significativamente más bajo que el de la componente delgada de $\text{Pa}\beta$. Igualmente, Marconi et al. (1996) reportó en NGC 1068 valores más pequeños de FWHM para las líneas $[\text{Fe XI}] 0.7892 \mu\text{m}$ y $[\text{Si IX}] 3.9350 \mu\text{m}$ con respecto a $[\text{Fe II}] 1.2569 \mu\text{m}$, mientras que Rodríguez-Ardila et al. (2006) encontraron, para el mismo objeto, que líneas tanto de bajo como alto PI tienen un FWHM similar, del orden de 1000 km s^{-1} .

De todo lo dicho anteriormente, la evidencia observacional señala que la correlación entre el FWHM y el PI bien en el óptico como en el infrarrojo cercano es poco concluyente. Nótese que la mayor parte de los resultados publicados hasta la fecha han sido derivados a partir del estudio de pequeñas muestras o fuentes individuales. El número amplio de galaxias examinadas aquí y la inclusión de ocho líneas coronales provenientes de iones diferentes y amplio rango de PI nos permite investigar si la relación FWHM-PI en la líneas coronales puede mantenerse para la gran mayoría de los AGNs.

Tabla 2.3: Ancho completo a la mitad de la altura (FWHM) en kms^{-1} de las LCs y de varias líneas de baja ionización, las cuales se han colocado en orden creciente (de izquierda a derecha) a su valor del potencial de ionización (PI). Todos los datos corresponden a los objetos estudiados por Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) exceptuando aquellos que se indican. A todos los valores de FWHM (pero no los tomados de la literatura) se les sustrajo el valor de la resolución instrumental ($\sim 360 \text{ kms}^{-1}$) en cuadratura. La última columna (T) indica la tendencia general observada entre el FWHM y el PI (tres o más datos se requirieron para establecer la tendencia): I (tendencia a incrementarse), P (incremento hasta 300 eV y luego una disminución o se mantiene constante), L (constante), N (no se observa tendencia).

Galaxia	[Fe II] 1.2569 μm	[S III] 0.9530 μm	[Ca VIII] 2.3213 μm	[Si VI] 1.9630 μm	[S VIII] 0.9913 μm	[Al IX] 2.0450 μm	[Si IX] 1.2520 μm	[Fe XII] 1.0747 μm	[Si X] 1.4301 μm	[S XI] 1.9196 μm	T
Mrk 335	...	570 ^a	...	830 ^a	1050 ^a	...	†	1400 ^a	1150 ^a	...	I
NGC 262	590 ± 10	550 ± 10	†	450 ± 30	740 ± 90	...	530 ± 100	...	510 ± 100	...	L
NGC 591	590 ± 30	≤ 360	†	400 ± 20	940 ± 100	≤ 360	...	N
Mrk 573	≤ 360	≤ 360	≤ 360	≤ 360	≤ 360	...	≤ 360	530 ± 50	≤ 360	≤ 360	L
NGC 863	350 ^a	420 ^a	...	350 ^a	600 ^a	...	350 ^a	...	†	...	P
NGC 1068	1070 ^e	†	1060 ^f	950 ^b	†	...	†	1300 ^e	†	...	N
Mrk 1066	500 ± 20	530 ± 10	†	460 ± 100
MCG-05-13-017	≤ 360	≤ 360	†	680 ± 90	580 ± 90	...	≤ 360	...	450 ± 80	...	N
ESO 428-G014	540 ± 40	420 ± 10	†	610 ± 20	840 ± 100	550 ± 70	...	P
Mrk 78	†
Mrk 1210	...	780 ± 10	≤ 360	570 ± 50	800 ± 90	...	860 ± 70	...	560 ± 130	...	P
Mrk 1239	≤ 360	580 ± 160	770 ± 120	1360 ± 100	1600 ± 80	...	1790 ± 140	...	1520 ± 80	...	I
NGC 3227	700 ± 40	660 ± 30	†	610 ± 110	700 ± 150	†
PG 1126-041	...	550 ± 20	††	610 ± 50	†	...	†	...	2130 ± 170
H1143-182	790 ± 80	440 ± 30	...	740 ± 60	400 ± 90	...	700 ± 100	...	N
NGC 4051	≤ 360	380 ± 10	†††	410 ± 40	1150 ± 90	≤ 360	570 ± 50	1110 ± 140	460 ± 30	≤ 360	N
NGC 4151	790 ± 40	440 ± 20	≤ 360	≤ 360	950 ± 160	...	500 ± 80	...	480 ± 30	†	P
Mrk 766	≤ 360	≤ 360	≤ 360	≤ 360	580 ± 90	...	760 ± 70	...	470 ± 50	...	P
NGC 4748	≤ 360	420 ± 10	†	630 ± 50	1740 ± 120	...	410 ± 50	...	1470 ± 150	...	P
Mrk 279	580 ± 30	850 ± 30	...	†	†	...	†
Circinus	143 ^d	†	150-540 ^{*h}	175-300 ^{*h}	≤ 100 ^g	200-300 ^{*h}	97 ^d	P
NGC 5548	710 ± 20	430 ± 10	≤ 360	940 ± 30	990 ± 40	...	600 ± 40	...	430 ± 20	...	P
NGC 5728	370 ± 70	380 ± 50	...	510 ± 30
PG 1448+273	...	530 ± 40	††	440 ± 30	†
PG 1612+261	†††	490 ± 10	††	620 ± 80	†	...	†	...	†
Mrk 504	...	400 ± 30	...	†	†
1H 1934-063A	550 ^a	420 ^a	350 ^a	650 ^a	400 ^a	...	580 ^a	1600 ^a	1100 ^a	...	P
Mrk 509	500 ± 70	§
1H 2107-097	...	≤ 360	†	≤ 360	†	...	†	...	†
Ark 564	350 ^a	440 ^a	350 ^a	530 ^a	890 ^a	550 ± 20	480 ^a	920 ^a	590 ^a	500 ± 20	N
NGC 7469	≤ 360	360 ± 10	†††	≤ 360	840 ± 60	...	580 ± 90	...	730 ± 40	...	P
NGC 7674	660 ± 20	680 ± 10	≤ 360	550 ± 110	850 ± 110	...	1150 ± 100	...	920 ± 160	...	I
NGC 7682	380 ± 40	≤ 360	...	≤ 360	†

* Descomposición en dos componentes, † Fuertemente mezclado o difícil de separar, †† Fuera del rango espectral, ††† Severamente afectado por absorción atmosférica o intrínseca, ‡ FWHM no reportado aun cuando la línea existe, § Está dentro de una zona telúrica

^a Rodríguez-Ardila et al. (2002b), ^b Rodríguez-Ardila et al. (2006), ^c Marconi et al. (1996), ^d Storchi-Bergmann et al. (1999), ^e Alexander, Young & Hough (1999), ^f Reunanen, Kotilainen & Prieto (2003), ^g Oliva et al. (1994), ^h Mueller Sánchez et al. (2006b)

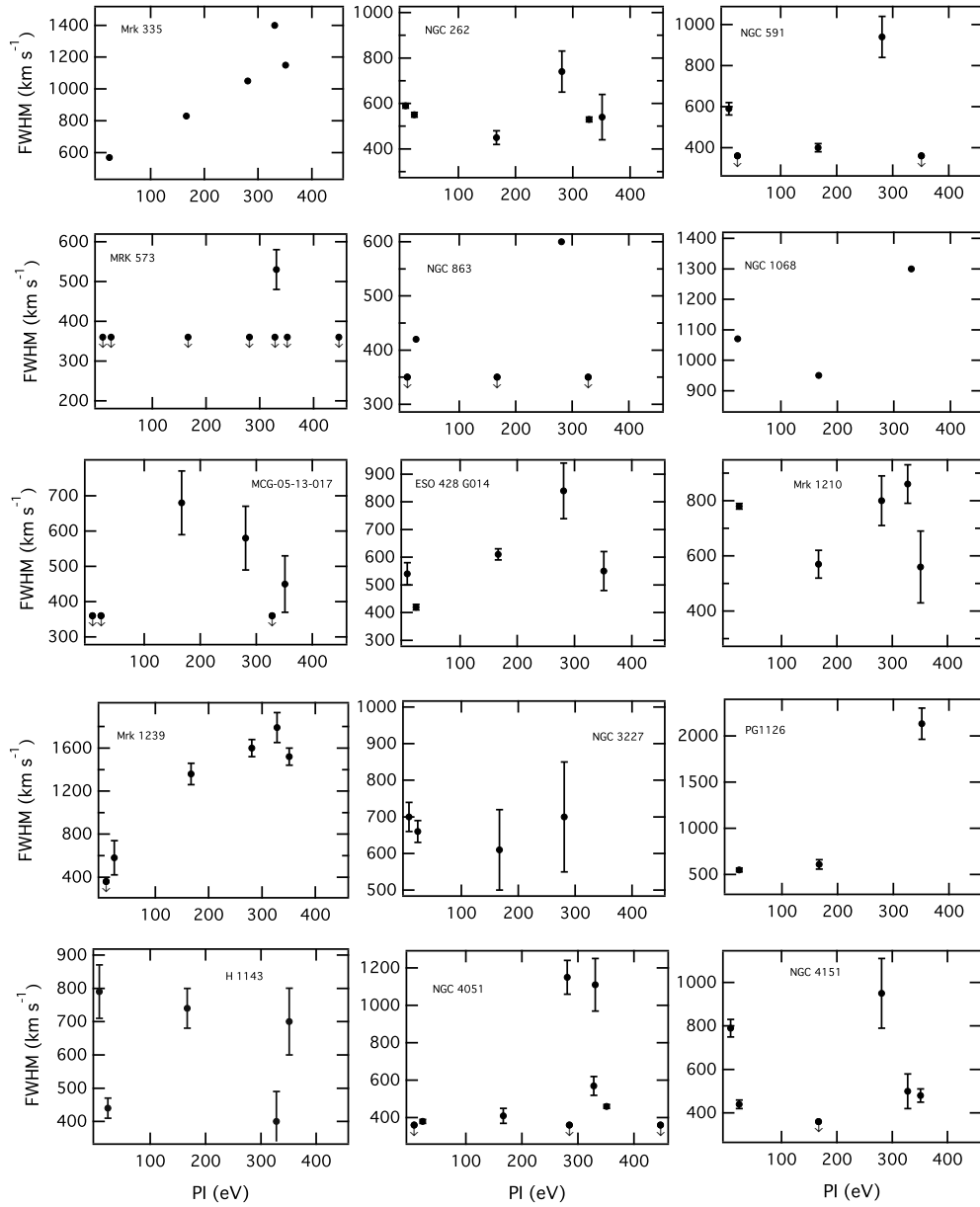


Figura 2.13: Valores de FWHM, en km s^{-1} , de las líneas de emisión coronal, ya corregidos por resolución instrumental, para aquellas galaxias que constituyen la muestra que exhiben al menos una línea coronal versus el potencial de ionización (en eV) requerido para producir el ión emisor. Para propósitos de comparación incluimos las líneas de $[\text{Fe II}] 1.2569 \mu\text{m}$ y $[\text{S III}] 0.9530 \mu\text{m}$. No se incluyó la línea coronal de $[\text{Ca VIII}] 2.3213 \mu\text{m}$.

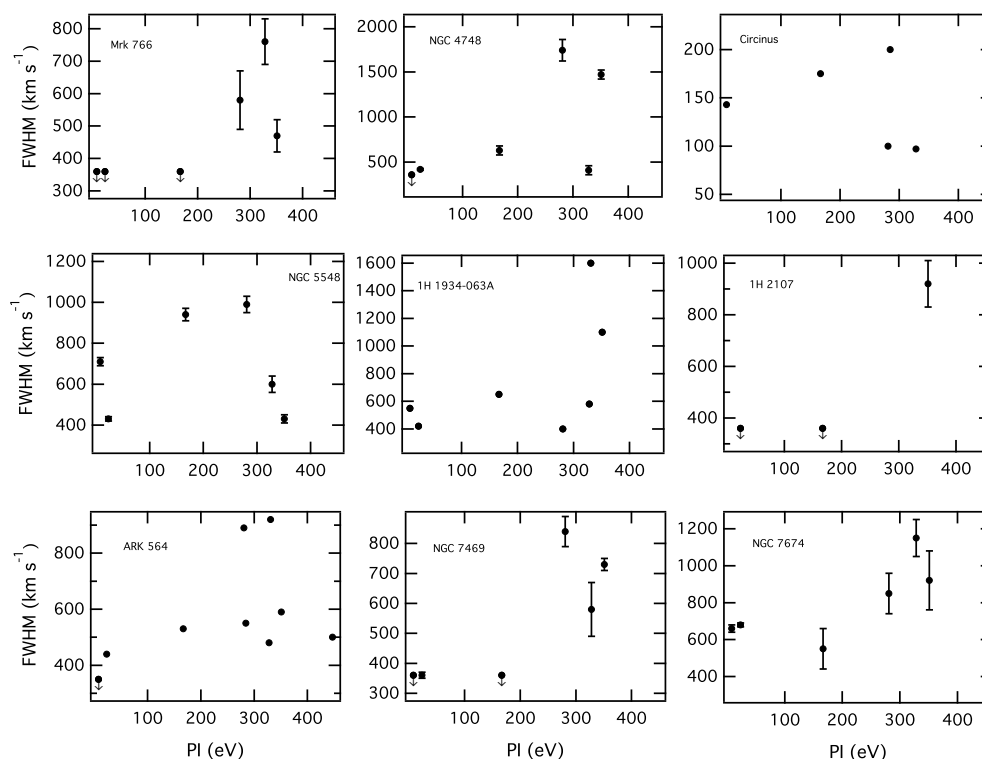


Figura 2.14: Valores de FWHM, en km s^{-1} , de las líneas de emisión coronal, ya corregidos por resolución instrumental, para aquellas galaxias que constituyen la muestra que exhiben al menos una línea coronal versus el potencial de ionización (en eV) requerido para producir el ión emisor. Para propósitos de comparación incluimos las líneas de $[\text{Fe II}] 1.2569 \mu\text{m}$ y $[\text{S III}] 0.9530 \mu\text{m}$. No se incluyó la línea coronal de $[\text{Ca VIII}] 2.3213 \mu\text{m}$ (continuación).

Sobre la base de los datos presentados en la tabla 2.3 y figuras 2.13 y 2.14 podemos deducir que hay una variedad de comportamientos de FWHM en función del PI. De aquellos objetos que presentan emisión de al menos dos líneas coronales se observa correlación entre el FWHM y el PI a lo largo del intervalo de PI cubierto por los datos en 3 objetos (Mrk 335, Mrk 1239 y NGC 7674). Es de anotar que en el análisis de nuestros datos no hemos puesto en consideración la línea de $[\text{Ca VIII}] 2.3213 \mu\text{m}$ por presentar en algunos casos interferencia severa de la absorción de la molécula de CO. Cuando los objetos presentan ya un número significativo de puntos es posible observar para algunos de ellos un incremento del FWHM hasta un determinado valor de PI (alrededor de 300 eV) por encima del cual el FWHM permanece más o menos constante o tiende a disminuir. Estos objetos son: ESO 428-G14, Mrk 1210, NGC 7469, Mrk 766, y Circinus.

En NGC 4151 y NGC 5548, dos de los objetos con mejor relación S/R de toda la muestra, el FWHM no muestra algún tipo de dependencia con el PI. También es claro, de la figura 2.15, en la que se muestra el desplazamiento de los centroides (en relación a la velocidad sistémica de la galaxia) de las líneas

coronales en esos objetos con respecto al PI, que no parece existir una dependencia entre uno y otro. En ambos objetos las LCs tienen anchos similares o aun más pequeños que los que muestran líneas de baja ionización, confirmando las observaciones de Knop et al. (1996). Ausencia de algún tipo de tendencia se observa en los siguientes objetos: NGC 1068, Mrk 1066, MCG-05-13-017, NGC 591 y H1143-182. Dos de los objetos de la muestra, NGC 262 y Mrk 573, parecen mostrar un comportamiento constante entre el FWHM y el PI. De hecho, para el último objeto, todas las líneas, salvo una, poseen una velocidad inferior a 360 km s^{-1} . No deja de llamar la atención que es precisamente Mrk 573 el objeto de la muestra de Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) que posee el espectro coronal más conspicuo de toda la muestra.

De acuerdo con lo que se acaba de decir, algunas galaxias muestran de forma general un aumento entre el FWHM de las LCs a medida que se incrementa el PI llegando a un pico de energías alrededor de 300 eV (cerca del PI del [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$, $\text{PI} = 280 \text{ eV}$). Para líneas de más alto PI, el FWHM tiende a disminuir. Es viable adjudicar este efecto a una combinación de un gradiente de densidad electrónica hacia el centro y la extensión espacial del gas coronal. Las densidades críticas de [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$ y [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$ son las más altas entre las líneas coronales estudiadas: $N_c = 4 \times 10^{10}$ y $2.5 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$ respectivamente, de ahí que su sobrevivencia se vea comprometida (por desexcitación colisional) a medida que la zona de su ubicación se desplace hacia las regiones centrales. Las líneas coronales con mucho mayor PI poseen densidades críticas mayores que los valores citados arriba por más de un orden de magnitud. Así, si las densidades se incrementan por encima de 10^8 cm^{-3} , las líneas de más alto PI se desexcitarán colisionalmente en estas regiones y sus esperadas componentes de alta velocidad no serán detectables en el espacio de velocidades. Sin embargo, esas líneas presentan componentes de gas de velocidad más baja, presumiblemente surgidas de regiones que están más lejos del centro las cuales están en zonas con densidades más bajas que sus densidades críticas, $N_c \sim 3 - 6 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$. De acuerdo con este escenario, varios AGNs estudiados en este trabajo presentan un gradiente de densidad con una gran pendiente hacia el centro, con las regiones más interiores trazadas en la gran mayoría de objetos por [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$, teniendo densidades en el rango $10^8 < N_e < 10^{10} \text{ cm}^{-3}$.

Ahora bien, es legítimo preguntarse si la falta de correlación entre el FWHM y el PI observada en la mayoría de los objetos sea más bien debida a los efectos combinados de la baja resolución “espectral” y de la relación S/R de los espectros en lugar a que sea a razones físicas. Aunque es clara la necesidad de incrementar la resolución para caracterizar mejor los perfiles de líneas (formas y asimetrías) muchas de las líneas coronales tienen valores de FWHM por encima de 400 km s^{-1} , el cual es mayor que nuestra resolución espectral de 360 km s^{-1} . Sólo en una galaxia, Mrk 573, de las 24 representadas en las figuras 2.13 a 2.14, tiene todas las líneas coronales y, salvo una, están sin resolver. El incremento de la razón S/R alrededor de las líneas de interés para la muestra completa nos permitiría incrementar del número de objetos en las figuras, pero no invalidaría los resultados ya descritos. Además, [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ y [Ca VIII] $2.3213 \mu\text{m}$ son las únicas líneas que están localizadas en regiones afectadas por las bandas telúricas. Sin embargo, ambas están localizadas en el extremo inferior de la secuencia de PI ($\text{PI} = 168.8$ y 127.7 eV , respectivamente). Ello significa que los resultados reunidos aquí pueden ser reproducidos fácilmente y validados si se incrementa la resolución y la relación S/R.

2.4.2. Relación entre las luminosidades de las LCs

La figura 2.16 muestra la relación existente entre las luminosidades de aquellas LCs en el NIR que aparecen con mayor frecuencia en nuestra muestra: [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ vs. [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ (arriba a la

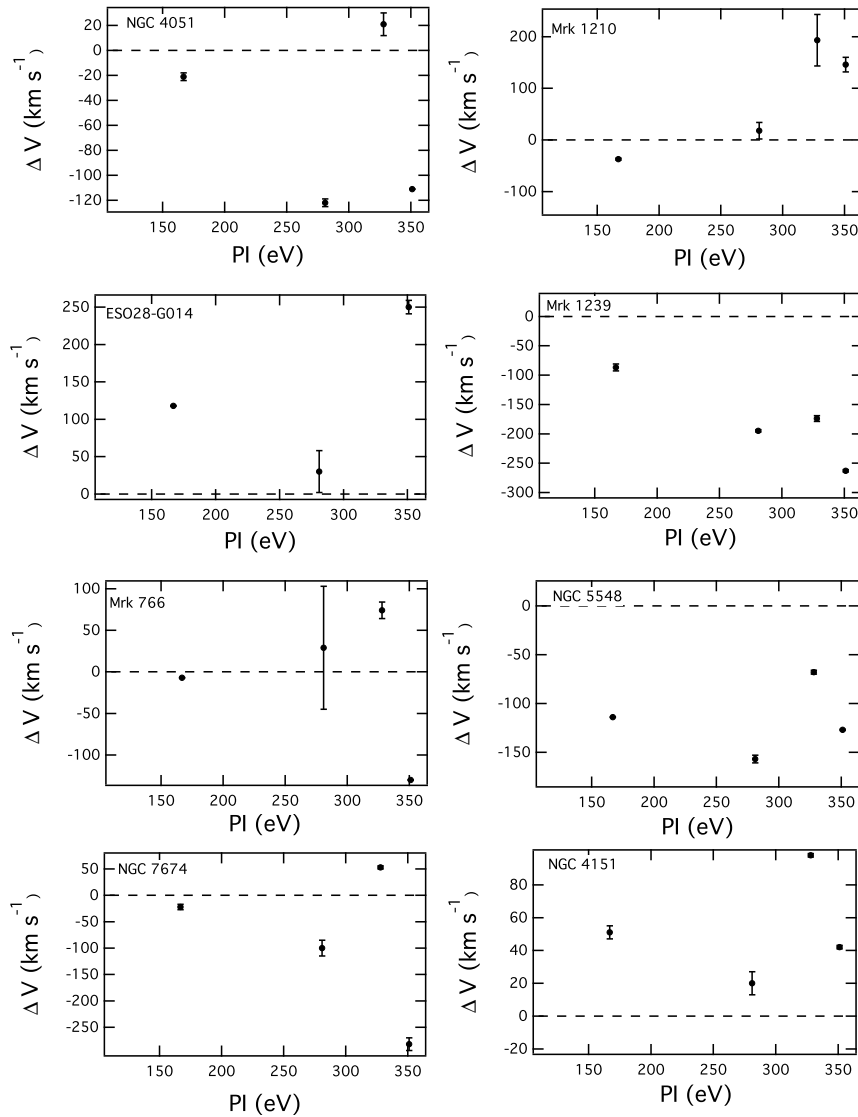


Figura 2.15: Desplazamiento de la posición del centroide de las líneas de emisión con respecto al PI para las galaxias con los mejores S/R y el número mayor de LCs detectadas. La línea segmentada marca la velocidad sistémica de la galaxia. Puede notarse que solo en Mrk 1239 las líneas de más alta ionización están más fuertemente desplazadas hacia el azul. Otros objetos con espectros prominentes en LCs como NGC 5548 y NGC 4151 no muestran una tendencia preferencial. En Mrk 1210 se detecta un comportamiento opuesto al de Mrk 1239. La línea de [Ca VIII] $2.3213 \mu\text{m}$ no fue incluida.

izquierda), [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$ vs. [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$ (arriba a la derecha), [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$ vs. [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ (abajo a la izquierda) y [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ vs. [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$ (abajo a la derecha). Con relación a la

ubicación de los puntos, en ningún caso se observa diferencia significativa que dependa del tipo de galaxia involucrada, salvo una ligera tendencia de algunos puntos pertenecientes a NLS1 que presentan mayores valores de luminosidad. Por lo tanto, la tendencia observada en cada caso la comparten, sin desviación significativa, los tres tipos de objetos (T1 “normal”, T2 y NLS1). Por tal razón, hemos realizado un estudio de correlación de luminosidades entre ellos incluyendo todos los puntos. No se incluyeron en las gráficas, ni se tuvieron en cuenta en los cálculos de correlación, los valores de límites superiores. En los cuatro casos se observan fuertes correlaciones entre las luminosidades, tal y como puede observarse en la tabla 2.4 en la que además se ha colocado el valor del exponente para una relación entre luminosidad del tipo $L_i \propto L_j^b$.

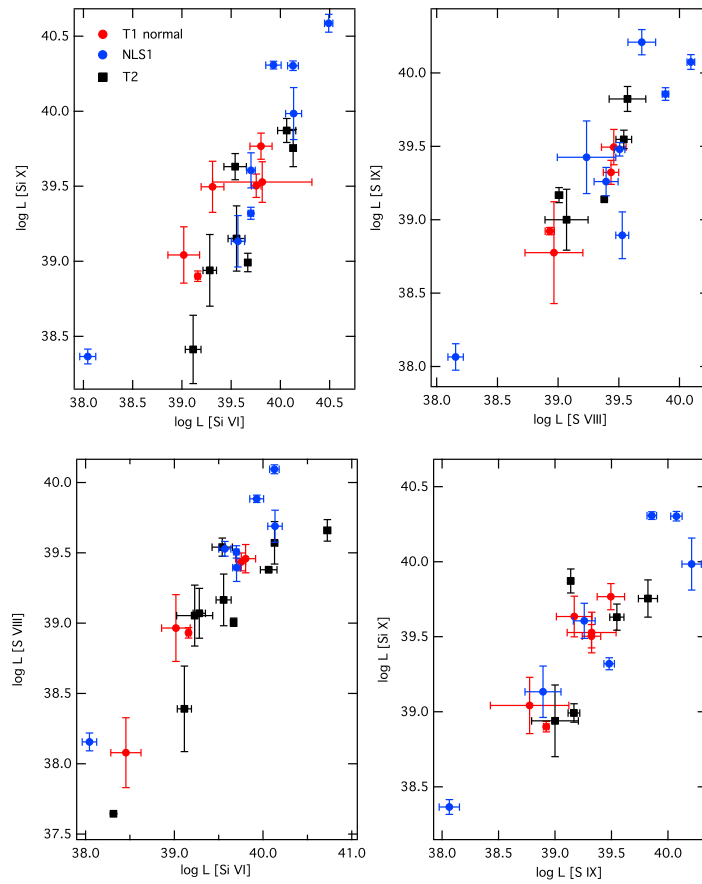


Figura 2.16: Relación entre las luminosidades de las líneas coronales más conspicuas en el NIR. Las luminosidades están en unidades de erg. s^{-1} .

Las fuertes correlaciones encontradas entre estas líneas sugieren la existencia de un mecanismo común de formación. Relaciones entre LCs ya habían sido previamente encontradas en el óptico. Grandi (1978) reportó correlación entre $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ y $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$. Tanto Penston et al. (1984) como Muruyama,

Relación	b	r
$L_{\text{Si X}}$ vs. $L_{\text{Si VI}}$	0.96 ± 0.13	0.86
$L_{\text{Si IX}}$ vs. $L_{\text{Si VIII}}$	1.06 ± 0.14	0.89
$L_{\text{Si VIII}}$ vs. $L_{\text{Si VI}}$	0.85 ± 0.09	0.89
$L_{\text{Si X}}$ vs. $L_{\text{Si IX}}$	0.88 ± 0.12	0.87

Tabla 2.4: Correlaciones entre las luminosidades de las LCs más frecuentes encontradas en la muestra. Se presenta el valor del exponente b asumiendo una relación del tipo $L_i \propto L_j^b$ y el valor del coeficiente de correlación r .

Taniguchi & Iwasawa (1998) encuentran correlación entre los flujos de [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe VII] $\lambda 6087$. Esto es confirmado por Mullaney & Ward (2008) quienes además encuentran correlación entre los flujos de [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$. La confirmación de estos resultados en el óptico, para una población de objetos mucho más numerosa, es realizada en el capítulo 4 de esta tesis. Como se puede ver ahí, hemos encontrado fuertes correlaciones en luminosidad, no solo entre las especies químicas acabadas de citar sino también entre [Ne V] $\lambda 3426$ y [Fe VII] $\lambda 6087$.

2.4.3. Relación entre la emisión coronal y los rayos X

Con el fin de producir las líneas coronales observadas en el rango espectral que estamos estudiando se requieren energías que estén en un rango comprendido entre 130 y 450 eV, esto es, en el dominio de los rayos X suaves. Bien sea por fotoionización o por choques el mecanismo dominante de la ionización, es de esperarse que exista una relación entre la intensidad de los rayos X suaves y la luminosidad de las líneas coronales. Se han realizado varios estudios con el fin de encontrar una conexión entre los rayos X y las intensidades de las líneas coronales pero con resultados enfrentados. Penston et al. (1984) no encontró correlación entre [Fe X] $\lambda 6374$ y $L_{2-10 \text{ keV}}$ mientras que Porquet et al. (1999), basado en numerosos datos extraídos de la literatura, encontraron una clara correlación entre la luminosidad de [Fe X] $\lambda 6374$ y $L_{0.1-2.4 \text{ keV}}$. Un análisis de la galaxia Sy2 IC3599 a comienzos de la década de los 90s sugiere una relación directa entre un *outburst* de rayos X suaves (0.1-2.4 keV) y emisión coronal variable (Fe VII, Fe X) siendo mayor la emisión de este último ión en la época del *outburst* (Grupe et al., 1995).

Una tendencia clara, tanto en flujo como en luminosidad, entre las líneas coronales [O IV] $25.9 \mu\text{m}$ y [Ne V] $14.3 \mu\text{m}$ con incremento de rayos X suaves (0.2-2.4 keV) fue reportada por Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa (2002). Sin embargo, estos autores no encontraron correlación con la intensidad de rayos X duros (2-10 keV) tal y como encontraron Penston et al. (1984).

La relación entre LCs y rayos X ha ganado apoyo adicional proveniente de los resultados obtenidos por Bianchi, Guainazzi & Chiaberge (2006) quienes reportan observaciones realizadas por Chandra², de una muestra de galaxias Seyfert 2. Encuentran que la emisión de rayos X suaves es extendida y coincidente en tamaño y morfología con la del [O III] $\lambda 5007$. También se encontró que los rayos X fuertes están concentrados en el núcleo no resuelto.

²Es un satélite de rayos X aun en operación colocado por Estados Unidos en 1999 y el cual registra la banda entre 0.1 a 10 keV con resoluciones que pueden alcanzar 0.5 segundos de arco.

A continuación examinaremos la posible relación en luminosidad de los rayos X tanto en la banda entre 0.1-2.4 keV (llamados “suaves”) como en la de 2-10 keV (“duros”) en la luminosidad de las LCs.

2.4.4. Rayos X suaves (0.1-2.4 keV)

Con el fin de explorar la relación entre los rayos X suaves y las líneas coronales escogemos como representantes de estas últimas a [Si VI] 1.9630 μm , [S VIII] 0.9913 μm , [Si X] 1.4301 μm y [Si IX] 1.2520 μm pues son las líneas que aparecen con más frecuencia en la muestra. Además esta comparación permitirá ver si existen diferencias entre líneas coronales emitidas por elementos refractarios y no refractarios.

La figura 2.17 muestra la luminosidad de [Si VI] 1.9630 μm (izquierda) y [S VIII] 0.9913 μm (derecha) con respecto a la luminosidad de rayos X suaves integrada entre el intervalo 0.1-2.4 keV, ya corregidos estos por absorción. Nótese que se incluyeron los valores de límites superiores. Estas dos líneas por sus relativamente bajos PIs son, como vimos, las que se ven más prolíficamente en los espectros NIR. Como puede apreciarse, existe, para ambas líneas, y para los tres tipos de galaxias, una clara tendencia de incrementar la luminosidad de la línea coronal con el incremento de la luminosidad de rayos X suaves. También se aprecia que los objetos Sy2 tienden a presentar mayor luminosidad de la línea coronal correspondiente para una misma cantidad de rayos X, pero es posible que esto sea una consecuencia de que varios de los objetos Sy2 son *Compton thick* y por ende la cantidad observada de rayos X no sea propiamente la que viene del centro activo propiamente dicho (véase la siguiente subsección).

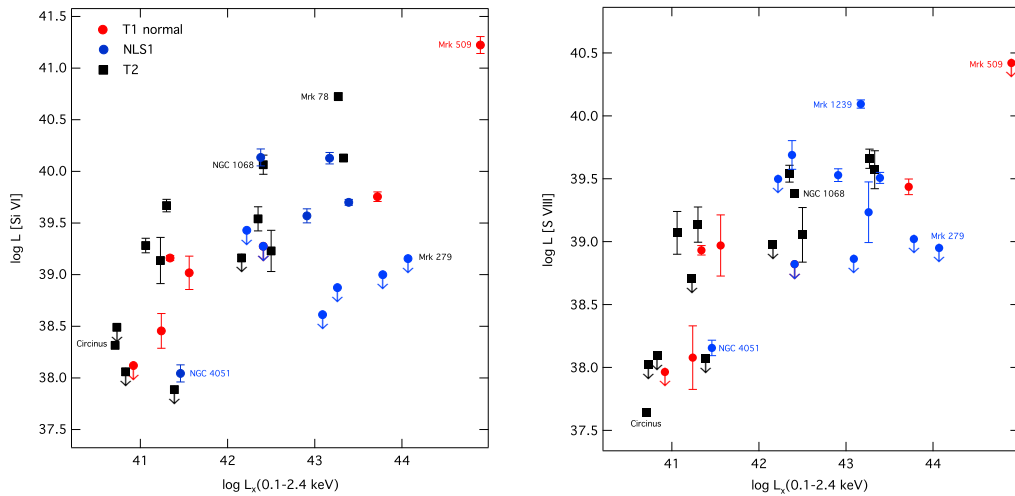


Figura 2.17: Izquierda: luminosidad de [Si VI] 1.9630 μm (erg. s^{-1}) versus la luminosidad de rayos X suaves (erg. s^{-1}). Las etiquetas en la esquina superior izquierda corresponden al tipo de galaxia. Derecha: luminosidad de [S VIII] 0.9913 μm (erg. s^{-1}) versus la luminosidad de rayos X suaves (erg. s^{-1}). Datos tomados de: Pfefferkorn, Boller & Rafanelli (2001) (NGC 3227, NGC 4151, NGC 5548, NGC 863, Mrk 124, Mrk 1239, NGC 4051, Mrk 766, NGC 4748, Mrk 279, Mrk 896, Mrk 335, Mrk 1066, Mrk 573, NGC 262, NGC 7674, Mrk 1210, NGC 1068, Mrk 78, Mrk 291, Mrk 334, Mrk 684, Mrk 124, Mrk 493, Mrk 896, Mrk 1044, NGC 1144, NGC 2110, NGC 5953, NGC 5929), Rush et al. (1996) (MCG-05-13-017, NGC 7682, Mrk 509) y Brinkmann, Siebert & Boller (1994) (Circinus, NGC 1097).

Es interesante observar que las medidas de NGC 1068 y Circinus, dos galaxias de tipo Seyfert 2 con emisión extendida de rayos X suaves (Ogle et al., 2003; Sambruna et al., 2001) caen dentro de la tendencia general que sigue la correlación. Nótese que en la figura 2.17 (izquierda) existe un grupo de 4 fuentes en la parte inferior derecha con límites superiores que se apartan de la correlación. Estos objetos son Mrk 291, Mrk 493, Mrk 279 and Mrk 896, todos clasificados como NLS1 y localizados a la misma distancia (ver la tabla 2.1). Puede también verse que los objetos localizados en la parte superior derecha de la correlación (Mrk 78, NGC 1068 y Mrk 509) son fuentes cercanas (o lo son comparadas con las fuentes PG). Ello quiere decir que los problemas potenciales relacionados con los límites de sensibilidad y efectos de distancia pueden en principio ser descartados. Además, si eliminamos los límites superiores de la gráficas, las correlaciones se siguen conservando.

En la figura 2.18 podemos apreciar que, para las líneas de más alta ionización, como lo son [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ y [Si X] $1.2520 \mu\text{m}$, la luminosidad de estos objetos está también claramente correlacionada con la luminosidad de los rayos X suaves. Sin embargo, el aparente desplazamiento de las galaxias T2 que se apreció en la figura 2.17 desaparece para estas líneas. Los valores de los límites superiores para estos dos casos tienden a estar más desplazados hacia la parte central de la correlación de puntos.

La correlación existente entre la luminosidad de los rayos X suaves y la luminosidad de las LCs refuerza un escenario donde la fotoionización por una fuente central es el mecanismo dominante para la formación de las LCs. Ahora bien, existen objetos que, a pesar de ser bastante luminosos en rayos X suaves (tales como Mrk 1044, Mrk 291, Mrk 896 y Mrk 684, con luminosidades —en erg. s^{-1} — de $10^{43.68}$, $10^{43.09}$, $10^{43.78}$ y $10^{43.76}$, respectivamente (Pfefferkorn, Boller & Rafanelli, 2001)), no parecen emitir LCs. Claramente, ser un AGN luminoso en rayos X suaves no implica emitir LCs. Esta observación puede ser consistente con la idea de que en estos objetos la NLR está siendo iluminada por un continuo que es

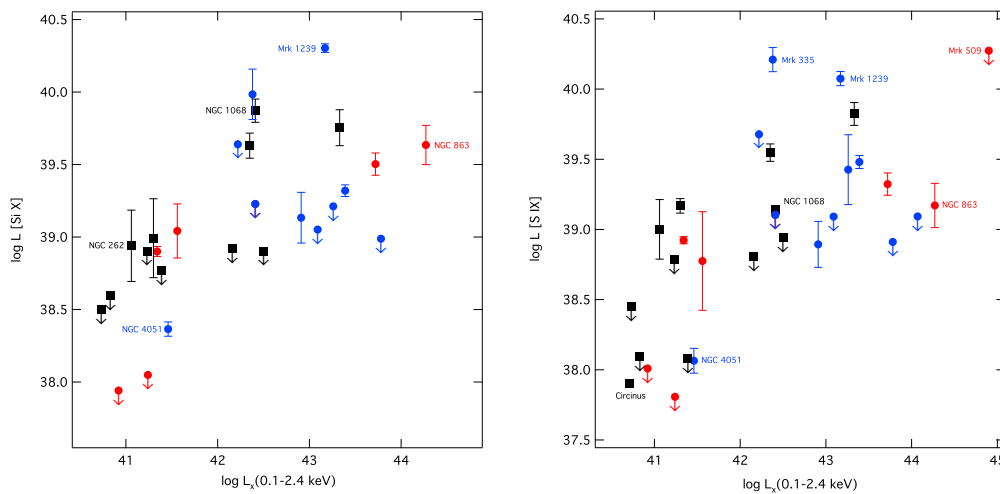


Figura 2.18: Izquierda: luminosidad de [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ (erg. s^{-1}) versus la luminosidad de rayos X suaves (erg. s^{-1}). Derecha: luminosidad de [Si X] $1.2520 \mu\text{m}$ (erg. s^{-1}) versus la luminosidad de rayos X suaves (erg. s^{-1}). Las etiquetas son las mismas de las de la figura 2.17.

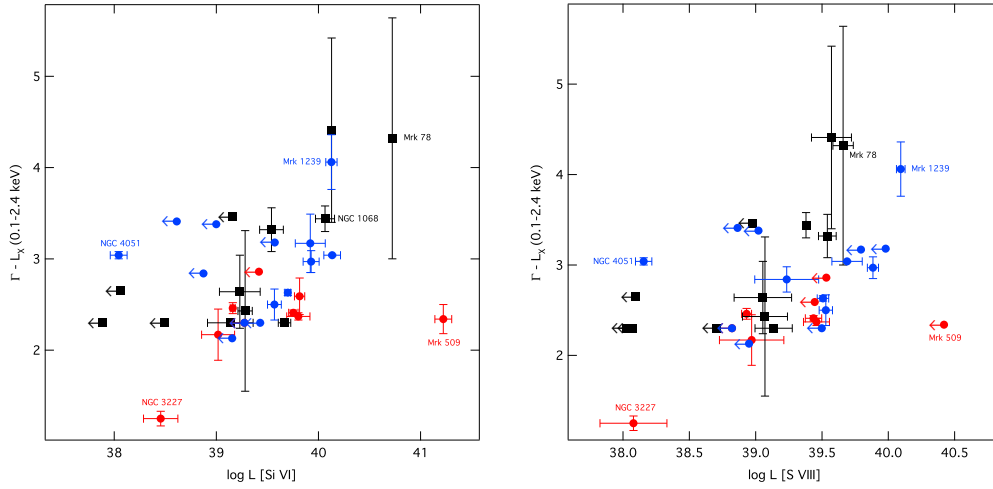


Figura 2.19: Izquierda: índice fotónico (Γ) de rayos X suaves en la banda del ROSAT (0.1-2.4 keV) versus la luminosidad del [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ (erg. s^{-1}). Derecha: índice fotónico (Γ) de rayos X suaves en la banda del ROSAT versus la luminosidad del [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$ (erg. s^{-1}). Las etiquetas son las mismas que la de la figura 2.17.

distinto al continuo de los rayos X que se está observando. Un apoyo adicional a esta idea puede obtenerse por medio de la relación que pueda existir entre la luminosidad de los rayos X y la ley de potencia (índice fotónico, Γ) de los rayos X suaves, las que se pueden observar en las figuras 2.19 ([Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$ y [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$) y 2.20 ([Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ y [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$), respectivamente. Una tendencia positiva es más perceptible para las líneas de más baja ionización (Si VI y S VIII) que con las más altas (Si X, S IX). Varios objetos tanto T2 como NLS1 (usualmente caracterizados por un exceso prominente de rayos X) poseen los valores más grandes de Γ y exhiben valores de luminosidad de LCs elevados. Puede notarse que, para aquellas galaxias con límites superiores en luminosidad de LCs, el rango de valores del índice fotónico es similar al de aquellos objetos en los que claramente se detecta emisión coronal. Esto apoya la idea de que la NLR, para esos casos, está siendo iluminada por un continuo distinto que carece de fotones lo suficientemente energéticos en rayos X suaves como para producir la ionización de las especies químicas que generan las LCs de nuestro interés. Es obvio que esto a su vez implica que existe una anisotropía de la radiación ionizante proveniente de la fuente central. Hasta donde sabemos, solo Erkens, Appenzeller & Wagner (1997) han estudiado la incidencia de Γ sobre la luminosidad de LCs. Ellos encuentran que los valores para el índice fotónico están relacionados con el ancho equivalente de [Fe X] $\lambda 6374$, lo que implica que emisión fuerte de LCs está presente de forma predominante en AGNs con exceso de rayos X suaves ($\Gamma \geq 2.5$). Aun así, para las cuatro galaxias que no tienen LCs que mencionamos arriba, estas poseen valores de Γ que están por encima de ese valor: 3.08, 3.41, 3.38 y 2.86, para Mrk 1044, Mrk 291, Mrk 896 y Mrk 684, respectivamente (Pfefferkorn, Boller & Rafanelli, 2001).

2.4.5. Rayos X duros (2-10 keV)

Anteriores estudios indican que parece no haber correlación entre la luminosidad de rayos X duros y luminosidad de LCs. Ni Penston et al. (1984) ni Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa (2002) (con

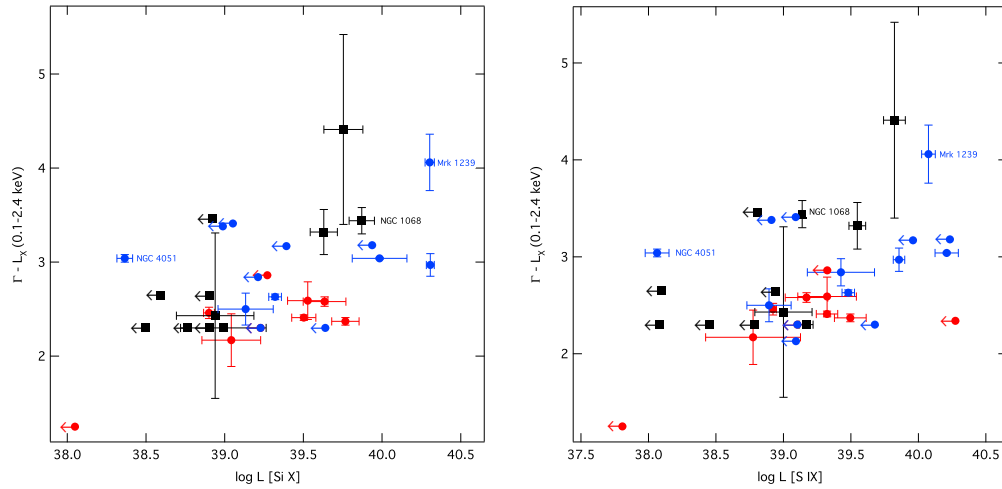


Figura 2.20: Izquierda: índice fotónico (Γ) de rayos X suaves en la banda del ROSAT (0.1-2.4 keV) versus la luminosidad del [Si x] $1.4301 \mu\text{m}$ (erg. s^{-1}). Derecha: índice fotónico (Γ) de rayos X suaves en la banda del ROSAT versus la luminosidad del [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$ (erg. s^{-1}). Las etiquetas son las mismas que la de la figura 2.17.

LCs en el óptico los primeros y con LCs en el MIR los segundos) encontraron correlación. Con el fin de buscar la incidencia de los rayos X duros sobre la emisión de líneas coronales en el NIR hemos elaborado las figuras 2.21 y 2.22, que muestran la luminosidad de rayos X ($L_{2-10 \text{ keV}}$) corregidos por absorción, versus la luminosidad de [Si VI] $1.9630 \mu\text{m}$, [S VIII] $0.9913 \mu\text{m}$, [Si X] $1.4301 \mu\text{m}$ y [S IX] $1.2520 \mu\text{m}$, respectivamente. Se observa en este caso que los puntos tienden a estar más dispersos con respecto al caso de los rayos X suaves, por lo que, a primera vista, no es evidente una correlación entre la luminosidad de las LCs y la luminosidad de rayos X duros. Sin embargo, a pesar de la amplia dispersión de los puntos, con respecto a los rayos X puede verse claramente la existencia de una zona de exclusión presente en todos los gráficos. Con exclusión queremos decir que pocos objetos se localizan en la región con alta emisión de rayos X duros y bajas luminosidades coronales. Es posible, para fuentes de baja luminosidad en rayos X duros, que se puedan producir LCs de alta luminosidad, pero la situación opuesta no se observa. Es factible que esto se deba al hecho de que objetos luminosos en rayos X duros están asociados a fuentes distantes y, por razones de sensibilidad, detectar LCs en estos objetos es difícil.

Ahora bien, una observación más atenta a los gráficos permite ver que la alta dispersión de los puntos es en gran parte causada por los objetos Sy2. Al ignorarlos, notamos que tanto los Sy1 “normales” como los NLS1 están menos dispersos de la tendencia general y están en correlación con la luminosidad de rayos X duros. La tendencia es observada en cada una de las cuatro LCs. De nuevo, esto tiende a favorecer el escenario de fotoionización como mecanismo principal de formación de las LCs, al menos para los objetos T1. Fuentes T2 no parecen seguir dicha tendencia, posiblemente debido a su fuerte absorción (aun en rayos X duros) puesto que todos los puntos Sy2 en dichas figuras son galaxias clasificadas como *Compton thick* (NGC 1068, Mrk 573, Mrk 1210, NGC 7674, NGC 591, Mrk 1066 Mrk 993 y Circinus, ver Della Ceca et al. (2008)) por lo que su medida de luminosidad no da cuenta de su valor de luminosidad intrínseco.

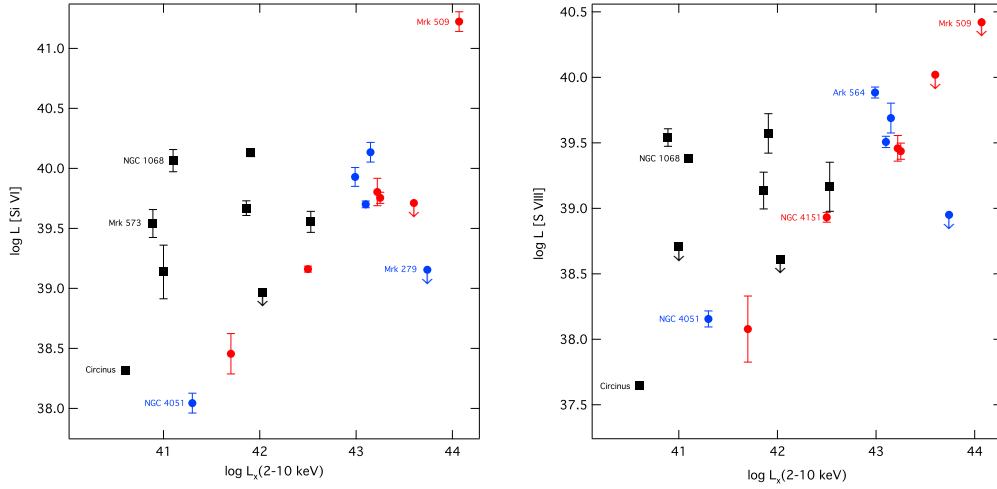


Figura 2.21: Izquierda: luminosidad de [Si VI] 1.9630 μm (erg. s^{-1}) versus luminosidad de rayos X duros (2-10 keV) (erg. s^{-1}). Derecha: luminosidad de [S VIII] 0.9913 μm (erg. s^{-1}) versus la luminosidad de rayos X duros (erg. s^{-1}). Las etiquetas son las mismas que las de la figura 2.17. Los datos de rayos X fueron tomados de Cappi et al. (2006) (NGC 3227, NGC 4151, NGC 4051, NGC 1068), Bassani et al. (1999) (NGC 7674, Mrk 1210, NGC 2110, Circinus), Panessa et al. (2006) (NGC 5548, NGC 1275), Kaspi et al. (2005) (NGC 7469, Mrk 509), Piconcelli et al. (2005) (PG1415+451, Mrk 478), Guainazzi, Matt & Perola (2005) (Mrk 573, NGC 591, NGC 5953), Shinozaki et al. (2006) (Ark 564), Leighly (1999) (Mrk 335, Mrk 766), Awaki et al. (2006) (Mrk 1210) and Levenson, Weaver & Heckman (2001) (Mrk 1066). Las etiquetas son las mismas que la de la figura 2.17.

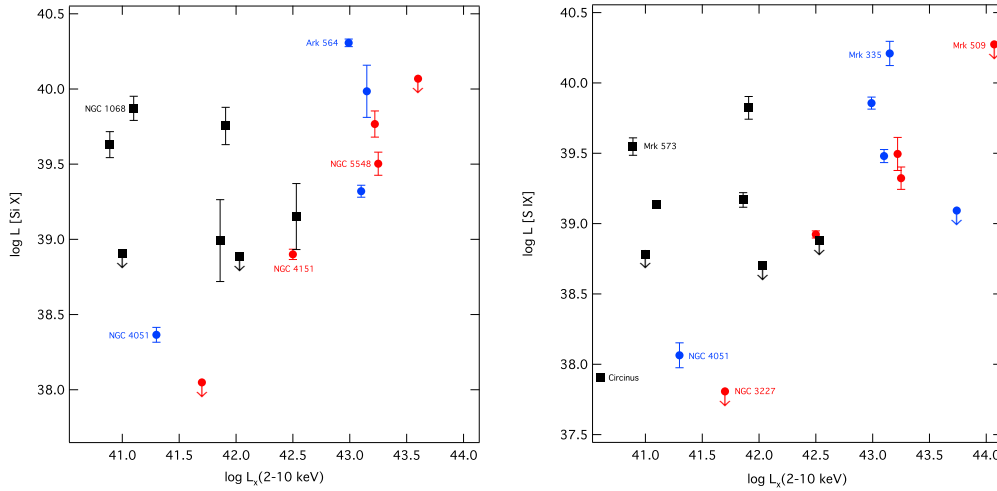


Figura 2.22: Izquierda: luminosidad de [Si X] 1.4301 μm (erg. s^{-1}) versus la luminosidad de rayos X duros (erg. s^{-1}). Derecha: luminosidad de [S IX] 1.2520 μm (erg. s^{-1}) versus la luminosidad de rayos X duros (erg. s^{-1}). Las etiquetas son las mismas que las de la figura 2.17.

2.5. Conclusiones

Se estudiaron propiedades físicas de LCs en un rango de energías comprendido entre 130 a 450 eV para una muestra conformada por 54 AGNs. Se detectaron LCs en 2/3 partes de la muestra. No se detectaron LCs en objetos con z pequeños tales como NGC 1097 y NGC 5953, sugiriendo que los mismos pueden tener continuos ionizantes cuya emisión es escasa por encima de 130 eV. Las líneas de [Si VI] 1.9630 μm y [S VIII] 0.9913 μm aparecen con mayor frecuencia en objetos Sy2 que en Sy1, en tanto que las líneas de [Si X] 1.4301 μm y [S IX] 1.2520 μm aparecen en proporciones parecidas en ambos tipos. Es posible que esto sea consecuencia de la escasa extinción correspondiente a líneas que son menos afectadas que sus análogas en el óptico, pero puede deberse también a un importante efecto de selección.

La luminosidad de las LCs se distribuyen en un intervalo relativamente estrecho, a lo sumo cubriendo tres órdenes de magnitud. La línea de [Si VI] 1.9630 μm es la más luminosa, confirmando estudios previos que la sugieren como indicadora de actividad AGN.

Observamos una tendencia general de incremento entre el FWHM y el PI, pero hasta valores de energías cercano a 300 eV. Por encima de este valor el FWHM tiende a permanecer constante o disminuye conforme crece el PI. Atribuimos este comportamiento a una combinación de incremento de densidad electrónica hacia el centro aunado a la extensión espacial del gas coronal.

Nuestros resultados favorecen el mecanismo de fotoionización como principal proceso de ionización de las especies químicas involucradas. Esto es sugerido por las correlaciones entre las luminosidades de las LCs entre sí y entre estas y las luminosidades de los rayos X tanto suaves como duros. Esto último es observado en objetos T1, ya que cuando se incluyen objetos T2 ya la correlación no es tan evidente probablemente debido a que algunos de ellos son objetos fuertemente oscurecidos. También se observa una tendencia positiva de mayor luminosidad de LCs del NIR con relación al índice fotónico Γ .

Líneas coronales en una muestra del SDSS (I)

3.1. Introducción

Detectar líneas coronales en AGNs no es una tarea fácil, en particular si se dispone de espectros en la zona óptica del espectro. No son del tipo de líneas que suelen casi siempre aparecer en regiones fotoionizadas tales como las líneas de Balmer o las líneas nebulares [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$. Y, cuando están presentes, excepto por unos pocos casos excepcionales, no son rasgos prominentes, presentando usualmente flujos del orden de 1/10 a 1/100 del flujo de [O III] $\lambda 5007$. Agravando la dificultad en su estudio es que son pocas en esta zona: generalmente [Fe VII] $\lambda\lambda 6087, 5721$ y, cuando la ionización es alta, [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$ que son menos frecuentes. Para objetos con un corrimiento al rojo relativamente alto, es posible observar con cierta frecuencia [Ne V] $\lambda\lambda 3346, 3426$. En contados objetos se ha detectado emisión de [Fe XIV] $\lambda 5303$ y [S XII] $\lambda 7611$.

Por lo anterior, no es de extrañar que sean pocas las galaxias Seyfert a las que se les haya detectado y medido LCs en el óptico. Un estudio de flujos de LCs realizado hace 11 años (Nagao, Taniguchi & Murayama, 2000) contiene datos de flujos de LCs de 124 galaxias reunidos fundamentalmente a partir de datos en la literatura y, en consecuencia, con los problemas de ausencia de homogeneidad que ello conlleva. El trabajo de Gelbord, Mullaney & Ward (2009) contiene datos de la proyección digital del Cielo Sloan (*Sloan Digital Sky Survey*, SDSS) conformados por 63 galaxias Seyfert que tienen una gran ventaja en lo que se refiere a la homogeneidad de los datos.

Estas muestras con números relativamente amplios de objetos permiten establecer tendencias generales y conformar vínculos con información en otras zonas del espectro electromagnético. Sin embargo, a pesar de contar con muestras relativamente robustas en número de objetos, se encuentra que aquello que se concluye de una muestra, no se observa en la otra. Nagao, Taniguchi & Murayama (2000) encuentran una clara anisotropía en la emisión coronal entre los objetos Sy1 y Sy2 siendo mayor la emisión en los primeros que en los segundos y con ello deducen una notoria fuente de origen de las LCs en la zona interior del toroide oscurecedor; sin embargo, en la muestra de Gelbord, Mullaney & Ward (2009) no se observa la anisotropía en cuestión. ¿Es la aparente anisotropía observada un mero efecto de contar con un amplio número de datos que se remontan a al menos 20 años atrás adquiridos por diversidad de autores

y en una amplia diversidad de condiciones? ¿O radica la diferencia en la manera como se encontraron y seleccionaron los objetos de la muestra SDSS? Es preciso entonces, aumentar el número de objetos a estudiar, y de preferencia escogerlos de bases de datos como la del SDSS para efectos de homogenización de la muestra y, de ser posible, utilizar una estrategia diferente de búsqueda de galaxias con emisión coronal.

En el mismo sentido, y aprovechando el enorme número de espectros de galaxias depositadas en los servidores del SDSS, sería interesante establecer, para una muestra dada de galaxias activas seleccionadas a partir de una propiedad con valores dentro de cierto intervalo, qué proporción de las mismas emiten LCs así como determinar si dicha proporción es diferente o no dependiendo del tipo de galaxia Seyfert. A pesar de la aparente simplicidad de esta estrategia, un estudio de este tipo aun no se ha realizado. De existir una asimetría significativa en la proporción de LCs dependiente del tipo, bien puede inferirse información sobre la ubicación espacial de la región de emisión coronal.

Un aspecto relacionado con lo anterior y que puede suministrar mayor refuerzo a la hipótesis de una emisión coronal privilegiada en galaxias Sy1 con respecto a las Sy2, es a través de los índices de color. Las galaxias examinadas por el SDSS poseen datos fotométricos en cinco bandas permitiendo así la posibilidad de determinar diferencias en distribución en los índices de color para dos muestras de galaxias activas (una que no presenta emisión coronal y otra que si) y si dicha distribución es dependiente del tipo de galaxia Seyfert.

Por otra parte, y como ya se dijo, contar con un número creciente de datos de flujos de LCs permite establecer conexiones con otras propiedades. Considérese, por ejemplo, la relación de las LCs con la cantidad de emisión de rayos X. Si la fotoionización es el mecanismo principal responsable de la ionización, cabría esperar una relación directa entre ambos. En particular, se ha reportado una correlación entre la luminosidad de rayos X suaves tanto con la luminosidad de [Fe X] $\lambda 6374$ (Porquet et al., 1999) como de [Ne V] $14.3 \mu\text{m}$ (Prieto, Pérez García & Rodríguez Espinosa, 2002). Gelbord, Mullaney & Ward (2009) encontraron correlación en flujo de rayos X suaves (0.1-2.4 keV) con el flujo de [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$ (índice de correlación para ambos del orden de 0.6) y sugiere entonces que la fotoionización es responsable de la cantidad de emisión de estos iones; sin embargo, encuentran un índice de correlación bajo (0.4) para la línea de [Fe VII] $\lambda 6087$. Ahora bien, debido a la estrategia de búsqueda utilizada por los últimos autores fundamentada en la detección de [Fe X] $\lambda 6374$ (casi el 40% de sus galaxias no son emisoras de [Fe VII] $\lambda 6087$) bien puede ocurrir que los resultados encontrados por estos autores sean aplicables solo a galaxias emisoras con presencia de Fe^{+9} y Fe^{+10} ($\text{PI} > 0.2 \text{ keV}$) y no tanto con las galaxias con presencia de Fe^{+6} (recuérdese que ellos no detectaron anisotropía de emisión de [Fe VII] $\lambda 6087$ entre ambos tipos de galaxias Seyfert). Claramente se requiere zanjar esta cuestión, para lo cual es necesario incrementar la muestra de galaxias con emisión coronal.

En conexión con lo anterior, sería interesante explorar la posibilidad de una relación entre luminosidades en radio y luminosidad de las LCs, un aspecto que ha sido pobremente estudiado. Appenzeller & Wagner (1991) no encuentran relación entre intensidad de LCs y la emisión en radio para una muestra de cuasares. Aunque Gelbord, Mullaney & Ward (2009) realizaron búsquedas correlacionando los objetos de su muestra con bases de datos en radio, solo mencionan la detección de varios objetos ruidosos en radio de su muestra sin realizar mayores análisis ulteriores al respecto. Disponiendo de una muestra robusta de galaxias con emisión coronal y con datos de emisión en radio se puede inferir información sobre un posible efecto del chorro de radio en la intensidad de las LCs.

En este capítulo y en el siguiente será analizado un conjunto de espectros obtenidos a través del servidor del SDSS para efectos de estudiar la presencia de las líneas coronales existentes en ellos. A diferencia de lo que se vio en el capítulo 2, aquí concentramos nuestro interés en LCs observadas en el óptico (fundamentalmente [Fe VII] $\lambda\lambda 5721, 6087$, [Fe X] $\lambda 6374$, [Ne V] $\lambda\lambda 3346, 3426$ y [Fe XI] $\lambda 7892$). El proceso de búsqueda y selección de los objetos emisores de LCs fue llevado de tal modo que permite establecer por primera vez una proporción entre galaxias emisoras y no emisoras de LCs para galaxias activas comprendidas entre un determinado intervalo de magnitud aparente. Se estudiará la relación entre las luminosidades de las LCs entre sí y entre estas y la luminosidad de rayos X suaves y duros para efectos de contrastar la posibilidad de que la ionización se deba fundamentalmente a fotoionización. Para efectos de estudiar la relación entre la emisión coronal y la emisión en longitudes de onda del radio, se examinará la conexión entre la luminosidad de [Fe VII] $\lambda 6087$ y la luminosidad de radio en 1.4 GHz. Adicionalmente, a través de una selección de aquellos objetos con [Fe VII] $\lambda\lambda 5721, 6087$ más intenso (y que suelen presentar también claras líneas de [Fe VII] $\lambda\lambda 3759, 5158$) permitirá obtener razones de flujos con las cuales, al ser contrastadas con datos teóricos, se puedan inferir valores de temperatura y densidad electrónica de la zona de emisión de Fe⁶⁺.

El presente capítulo describe las generalidades sobre la prospección (sección 3.2), la forma como se seleccionaron los espectros de la muestra (sección 3.3), la identidad de los objetos que la integran y los valores de los flujos de las principales líneas de emisión de los objetos de estudio (sección 3.4). El capítulo 4 lo hemos reservado para consignar los principales resultados encontrados.

3.2. La prospección Sloan

La Prospección Digital del Cielo Sloan (*Sloan Digital Sky Survey*, SDSS) es una prospección fotométrica y espectroscópica iniciada en el año 2000 (York et al., 2000) y aún en operación¹. Utiliza un telescopio dedicado de 2.5 m ubicado en el Observatorio Punto Apache en Nuevo México ($\phi = 32^{\circ}47' N$, $\lambda = 105^{\circ}49' W$). Adicional a esto también hacen parte una cámara CCD en mosaico, dos espectrógrafos dobles alimentados por fibra óptica y un telescopio auxiliar de 0.5 m para calibración fotométrica. Para la realización de la fotometría el telescopio opera en modo *drift-scan* donde, al utilizar 30 cámaras CCD que barren el cielo a una tasa de $20^{\circ}/hora$, realiza medidas simultáneas en cinco bandas: u' , g' , r' , i' y z' . Con base en catálogos conformados por objetos que en un inicio se detectan en el proceso fotométrico se escogen los blancos espectroscópicos, que pueden ser diversidad de objetos, en su mayoría galaxias y cuasares. Dicha espectroscopia se realiza con el uso de dos espectrógrafos alimentados por fibra óptica que cubren el rango 3800-9200 Å en 4098 pixeles. Los espectrógrafos tienen una resolución $\Delta\lambda/\lambda$ que puede variar entre 1850 y 2200 y juntos son alimentados por 640 fibras cada una con un diámetro de entrada de $3''$.

Desde el año 2003 se han colocado en Internet los resultados que se van produciendo del barrido, para su acceso libre al público, en forma de “*release*”. En el momento de escribir estas líneas se han producido siete de tales “*data release*”. El primer *data release* (Abazajian et al., 2003) presentó una prospección del cielo espectroscópica en la que se cubrió 1360 grados cuadrados obteniéndose 186 250 espectros de

¹Tres programas básicos se han realizado: SDSS-I que se llevó a cabo entre 2001 al 2005, el SDSS-II comprendido entre el 2005 y el 2008 y el SDSS-III que comenzó en julio de 2008 y se extenderá hasta el 2014. La financiación de estos programas ha estado a cargo de la Fundación Alfred P. Sloan y varias instituciones internacionales entre las que se cuentan la Fundación Nacional de Ciencia (NSF) y la Administración Nacional para la Aeronáutica y el Espacio (NASA).

objetos de los cuales el 72% correspondían a galaxias y 10% a cuasares. La última versión disponible, la séptima *data release* (Abazajian et al., 2009), está basada, en lo que atañe a la parte espectroscópica, en una prospección que cubrió 9380 grados cuadrados con lo que se obtuvo espectros de 1.6×10^6 objetos, de los cuales 58% son galaxias y 7.5% son cuasares.

Es evidente que, con base en la enorme información que se ha venido obteniendo a través de estas prospecciones, y cuya consulta y disponibilidad de los datos fotométricos y espectroscópicos es directa para cualquiera que así lo desee, se han generado y generarán multitud de reportes y trabajos con gran impacto en la investigación astronómica².

Con relación a los datos espectroscópicos de los objetos, el servidor del Sloan posee varias formas de buscar un espectro en particular, bien a través de su nombre, o bien a través de sus coordenadas. Además se ha desarrollado una herramienta de búsqueda basada en SQL (*Structured Query Language*) que permite realizar búsquedas de objetos con base a ciertas características medibles. Los espectros de los objetos se consiguen ya reducidos y calibrados tanto en flujo como en longitud de onda. Como ya se dijo, poseen una resolución aproximada de 2000 y una relación señal/ruido cercana a 10.

Específicamente, en lo que tiene que ver con esta tesis, se aprovechará el enorme número de espectros en el óptico de galaxias existentes en el servidor de datos del Sloan, con el propósito de estudiar las líneas coronales presentes en tales. En general, las líneas coronales a ser localizadas y estudiadas son, para este tipo de espectros, las siguientes: [Fe VII] $\lambda 6087$, [Fe VII] $\lambda 5721$ y [Fe X] $\lambda 6374$. En espectros donde la ionización es particularmente intensa es posible observar [Fe XI] $\lambda 7892$ y, en casos muy contados, [S XII] $\lambda 7611$. Para situaciones en las que la línea del [Fe VII] $\lambda 6087$ es intensa es posible observar con claridad dos líneas adicionales de Fe⁶⁺: [Fe VII] $\lambda \lambda 3759, 5158$. Finalmente, para objetos con corrimientos al rojo superiores a 0.109 es posible detectar, cuando es el caso, la línea del [Ne V] $\lambda 3426$. Hasta donde sabemos, sólo existe un trabajo que contiene resultados de líneas coronales en una muestra de galaxias del Sloan (Gelbord, Mullaney & Ward, 2009). La muestra trabajada por estos investigadores está constituida sólo por 63 objetos. Nuestra muestra cuadruplica dicho número.

Fundamentados en la forma como se seleccionó la muestra de galaxias de emisión coronal de una muestra de galaxias más general, se realizará una comparación entre galaxias de emisión coronal versus aquellas que no la tienen, lo cual permitirá por vez primera extraer conclusiones sobre la proporción de galaxias que presentan emisión coronal. También presentamos los flujos integrados de las LCs que permitirán relacionarlos con emisión de rayos X y emisión en radio. Igualmente se realizarán diagramas de diagnóstico y se determinarán propiedades físicas tales como densidad y temperatura imperantes en la zona de emisión coronal así como posibles diferencias en la intensidad de flujo de una línea específica en función del tipo de galaxia activa.

3.3. Selección de la muestra

Es usual, en la selección de objetos astronómicos estudiados por el Sloan, utilizar la herramienta propia del SDSS consistente en procesamiento de datos secuencial (Stoughton et al., 2002) la cual está basada en

²De acuerdo con información contenida en el servidor de la prospección (www.sloan.org), se han completado más de 70 tesis de doctorado bajo la supervisión de participantes directamente involucrados en el proyecto. Hasta septiembre de 2008 se habían publicado más de 2000 artículos en revistas *peer-reviewed* con más de 70 000 citaciones.

la creación de un modelo geométrico para aquellas líneas usuales en un espectro. Probablemente debido a su poca intensidad y relativamente escasa presencia en los espectros de galaxias, la base no incluyó el modelamiento de líneas coronales³. A pesar de este inconveniente, Gelbord, Mullaney & Ward (2009) utilizaron esta herramienta aprovechando el sencillo hecho de que la línea de [Fe x] $\lambda 6374$ está casi siempre mezclada con [O I] $\lambda 6364$ (que sí se modeló) por lo que la búsqueda estuvo sustentada en localizar todos objetos cuyo modelamiento de la línea [O I] $\lambda 6364$ mostrara evidencia de contaminación. Ello les permitió localizar cerca de 200 candidatos que, después de un cuidadoso escrutinio, ya manual, se redujo a 63.

El proceso de selección utilizado aquí fue diferente, y aunque poco eficiente y tedioso en su realización, demostró ser más prolífico. Se realizó básicamente a partir de la tabla de galaxias activas (Table-AGN) del catálogo Véron-Cetty & Véron (V-C&V), edición 12 (Véron-Cetty & Véron, 2006)⁴. Dicha tabla contiene un número cercano a 21 700 galaxias (clasificadas como Seyfert 1, Seyfert 2, Liners —que ahí llaman Seyfert 3— y galaxias H II con brillos intrínsecos hasta $M_B = -23$) distribuidas por toda la esfera celeste. La idea fundamental de nuestro proceso de búsqueda es, 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. Por ello, fue preciso seleccionar primeramente las galaxias teniendo en cuenta las zonas cubiertas por la prospección espectroscópica Sloan, más exactamente el sexto *data release*, que es el que estaba disponible en el momento de iniciar esta labor.

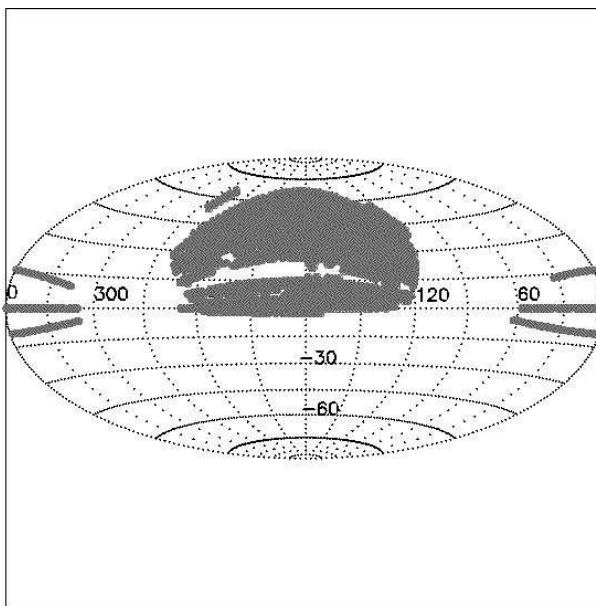


Figura 3.1: Proyección de coordenadas ecuatoriales que muestra las zonas del cielo cubiertas espectroscópicamente por el sexto *data release*. Tomado de www.sdss.org/dr6/

³Hablamos acá de las líneas del Fe, ya que el programa sí incluye las líneas del [Ne v] $\lambda\lambda 3426, 3346$.

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

De acuerdo con la figura 3.1 es evidente que no se disponen de espectros de galaxias con declinaciones (δ) inferiores a -11° para todos los valores de ascensión recta (α). Adicional a esto, existen algunos sectores de la bóveda celeste no cubiertos en intervalos comprendidos aproximadamente entre $4^h < \alpha < 7^h 40^m$ y $18^h < \alpha < 20^h 40^m$. Ante las varias posibilidades de selección, se decidió, de forma arbitraria, que el criterio principal de selección de los objetos del catálogo V-C&V lo constituyera la magnitud aparente. Por ello se creó un programa en Fortran que tiene por entrada el catálogo, que permite seleccionar los objetos con base a sus valores de coordenadas ecuatoriales (α, δ) y magnitudes aparentes correspondientes.

Se seleccionaron todos aquellos objetos más brillantes que magnitud aparente (V) 17.5. El programa seleccionó entonces 1805 objetos del catálogo V-C&V que potencialmente podrían tener su espectro en la base del Sloan. Entonces, manualmente, se dispuso a localizar el posible espectro del objeto a través de sus coordenadas ecuatoriales (A.R. y δ) en una página de búsqueda del servidor⁵. Se encontraron 747 de tales espectros. La identificación correcta del objeto estuvo sustentada en la comparación de los valores de A.R. y δ (en todos los casos $< 2''$) y de z del catálogo V-C&V con los que están en la página del SDSS.

Sin embargo, una inspección atenta de cada uno de tales espectros permitió constatar que un número no despreciable de ellos eran en realidad Liners y galaxias H II, aunque algunos de ellos estaban o bien etiquetados como Seyferts o no lo estaban. Los objetos que fueron a las claras tanto Liners como galaxias H II⁶ (88 en total) fueron descartados pues en ellos no se observa emisión coronal ya que nuestro propósito es fundamentar el estudio en Núcleos Activos de Galaxias. La muestra entonces se redujo a 659 objetos. Aunque la página en cuestión visualiza el espectro, las líneas coronales, salvo casos excepcionales, suelen ser líneas poco destacables, por lo que, de existir el espectro, se descargaba a la computadora en formato fits y se visualizaba mediante IRAF⁷ para una inspección más atenta. El criterio fundamental, en esta parte inicial de la búsqueda, para clasificar un objeto como emisor de LCs estuvo determinado por la presencia de [Fe VII] $\lambda 6087$ y, en casos particulares, de no existir esta, entonces de [Fe VII] $\lambda 5721$. De no existir ambas, entonces se buscaba la emisión de [Ne V] $\lambda 3426$ (si el corrimiento al rojo así lo permitía). La detección de la línea fue considerada positiva siempre y cuando el valor del flujo de la posible señal fuera superior a 3σ con respecto a la señal del continuo circundante. A diferencia de lo que se realizó en el capítulo 2 no se buscaron límites superiores de los flujos.

De los 659 espectros de galaxias Seyfert (que en su conjunto llamaremos M17.5) se observó emisión coronal, al menos de una línea, en 240 (que llamaremos MC17.5), esto es, en el 36% de los objetos. Este número de espectros fue considerado un inicio suficiente por lo que se procedió con el proceso de descarga y tratamiento subsecuente para efectos de realizar la lectura de los flujos integrados de las líneas de interés (ver más adelante). El número de galaxias restantes, que en conjunto llamaremos muestra MNC17.5, fue entonces de 419. El listado completo de estos objetos, su posición, corrimiento al rojo y clasificación por tipo se encuentra en el apéndice D.

Sin embargo, bien entrado el proceso de lectura de flujos y en razón a que la muestra en su mayoría estaba constituida por galaxias de tipo Seyfert 1 “normales” (esto es, existía una deficiencia notable

⁵La página es <http://cas.sdss.org/astro/en/tools/explore/obj.asp>

⁶Para ello se utilizaron criterios basados en diagramas de diagnóstico (Baldwin, Phillips & Terlevich, 1981; Veilleux & Osterbrock, 1987).

⁷IRAF es acrónimo de *Image Reduction and Analysis Facility* (servicio de reducción y análisis de imágenes) el cual es distribuido por el Observatorio Nacional de Astronomía óptica (NOAO) y operado por la Asociación de Universidades para investigación en Astronomía (AURA Inc.) bajo contrato con la Fundación Nacional de Ciencia (NSF).

de objetos Seyfert 2 y NLS1), se decidió realizar una búsqueda adicional de galaxias Sy2 y NLS1, ya independiente del valor de magnitud (con valores distintos a los ya trabajados), pero ahora con base en el tipo de objeto, ya que el catálogo V-C&V contiene una columna que clasifica el tipo de galaxia, digamos S1n y S2 para galaxias de tipo NLS1 y galaxias Seyfert 2, respectivamente. Para el tiempo que se decidió iniciar esta nueva búsqueda ya estábamos particularmente interesados en la línea [Ne v] $\lambda 3426$, lo que motivó un criterio extra de selección para estos objetos específicos: el corrimiento al rojo cosmológico. Por ello, se buscaron objetos Seyfert 2 y NLS1 con $z > 0.1095$, lo suficiente para que esta línea, de existir, quedara registrada en los espectros. Se tomó como límite superior para el corrimiento al rojo el valor de $z < 0.192$, que fue motivado para asegurar poco ruido en la línea de [S II] $\lambda 6731$ ya que es relativamente frecuente encontrar espectros por encima de los 7600 Å que contienen bastante ruido. Aun así, fueron pocos los espectros tomados por el Sloan que se hallaron de los objetos seleccionados del catálogo V-C&V en esa última búsqueda y mucho menos los espectros que muestran emisión coronal. Con esta última búsqueda se hallaron sólo 18 espectros de objetos Seyfert 2 y NLS1. Una búsqueda adicional posterior, tendiente a buscar galaxias activas que presentan datos de emisión en rayos X, permitió incluir otras 6 galaxias Sy1 (que V-C&V clasifica como cuasares) y una galaxia Sy2 (que V-C&V clasifica como cuasar). Por lo tanto, a parte de la muestra MC17.5, se incluyeron otras 25 galaxias con emisión coronal, lo que finalmente llevó a completar una muestra final de galaxias con emisión coronal de 265 objetos.

3.4. La muestra

La muestra final de galaxias con emisión coronal quedó integrada por 265 objetos (que llamaremos muestra MT) cuyos espectros tienen en común mostrar al menos una sola línea coronal, distribuidos de la siguiente forma: 171 (65 %) Seyfert 1 “normal”, 37 (14 %) NLS1 y 57 (21 %) Seyfert 2. En la Tabla 3.1 se encuentran los objetos ordenados en ascensión recta creciente y en ella están contenidos, además de su nombre común, las coordenadas ecuatoriales referidas para el equinoccio del 2000.0, el tipo de galaxia (T1 N para Seyfert 1 “normal”, NLS1 para Sy1 de líneas delgadas y T2 para Seyfert 2), su corrimiento al rojo z y el enrojecimiento por absorción Galáctica $E_{(B-V)}$.

En lo que se refiere a su clasificación, como orientación inicial se contó con los datos contenidos en tres fuentes: NED, la base Simbad⁸ y el mismo catálogo V-C&V. Sin embargo, con frecuencia se observó que o bien no existía el dato correspondiente en alguna de esas fuentes o diferían entre sí en su clasificación. Por ello, al final, la clasificación dada en la Tabla 3.1 estuvo basada fundamentalmente en una inspección atenta de cada espectro. Los valores de z y $E_{(B-V)}$ fueron tomados de la base NED.

Tabla 3.1: Muestra de Galaxias (muestra MT)

ID	Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	Decl., 2000 (° ' ")	Tipo	z	$E_{(B-V)}$ Gal.
1	2MASSJ00070+1554	00 07 03.6	15 54 23	T1 N	0.113874	0.069
2	SDSSJ00127-0847	00 12 47.9	-08 47 00	T1 N	0.220062	0.032
3	SDSSpJ00326-0100	00 32 38.2	-01 00 34	NLS1	0.091883	0.021
4	VIII Zw36	00 42 36.8	-10 49 22	T1 N	0.041329	0.031
5	SDSSJ00454+0042	00 45 27.1	00 42 38	T1 N	0.109514	0.023
6	MARK 1146	00 47 19.4	14 42 12	T1 N	0.039317	0.101
7	II Zw1	01 21 59.8	-01 02 24	T1 N	0.054341	0.046
8	SDSSJ01389+1321*	01 38 59.4	13 21 07	NLS1	0.243376	0.057
9	SDSSJ01428-1008	01 42 48.3	-10 08 40	NLS1	0.090390	0.026
10	SDSSJ01537-0857†	01 53 44.3	-08 57 14	T2	0.162773	0.022
11	SDSSJ01555-0857†	01 55 30.1	-08 57 04	T1 N	0.164654	0.024
12	UM 384†	01 59 10.1	01 05 14	T1 N	0.217449	0.020
13	KUV02032-0922	02 05 39.9	-09 07 51	T1 N	0.121557	0.023

⁸La página es: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Tabla 3.1 continuación

ID	Galaxia	A. R., 2000 (h m s)	Decl., 2000 (° ' ")	Tipo	z	$E_{(B-V)}$ Gal.
14	SDSSJ02129+1406	02 12 57.6	14 06 09	T1 N	0.061847	0.107
15	KUG 0301+002	03 04 17.7	00 28 27	NLS1	0.044491	0.080
16	SDSSJ03393-0548	03 39 23.1	-05 48 42	T2	0.084784	0.055
17	FBS 0732+396	07 36 23.2	39 26 17	T1 N	0.118055	0.050
18	SDSSJ07372+3131	07 37 15.8	31 31 11	T2	0.026799	0.050
19	RXSJ07424+4656	07 42 27.1	46 56 42	T1 N	0.167842	0.069
20	RXSJ07491+4510	07 49 06.5	45 10 34	T1 N	0.192231	0.043
21	SDSSJ07510+2914†	07 51 01.4	29 14 18	NLS1	0.120827	0.043
22	HS 0749+1943	07 52 17.9	19 35 41	T1 N	0.117227	0.045
23	MARK 382	07 55 25.3	39 11 10	T1 N	0.033687	0.049
24	SBS 0755+509	07 59 40.9	50 50 25	T2	0.054388	0.042
25	SDSSJ08056+2610	08 05 38.7	26 10 05	T1 N	0.017195	0.044
26	RXSJ08150+5253	08 15 01.8	52 52 55	T1 N	0.124752	0.032
27	MCG+08.15.056	08 15 16.8	46 04 30	T1 N	0.040975	0.052
28	NPM1G+30.0129	08 24 43.3	29 59 23	T2	0.025325	0.045
29	SDSSJ08295+0812	08 29 30.6	08 12 37	T1 N	0.129150	0.031
30	RXSJ08307+3405	08 30 45.4	34 05 30	T1 N	0.062273	0.037
31	RXSJ08320+4614	08 32 02.2	46 14 25	T1 N	0.045906	0.032
32	CBS 74	08 32 25.3	37 07 37	T1 N	0.091910	0.036
33	SDSSJ08353+5240	08 35 23.8	52 40 55	T2	0.116779	0.037
34	SDSSJ08362+5212	08 36 14.9	52 12 09	T2	0.048113	0.032
35	NPM1G+48.0114	08 39 49.7	48 47 02	NLS1	0.039351	0.031
36	4 C29.30	08 40 02.3	29 49 04	T2	0.064715	0.055
37	RXSJ08404+0333	08 40 25.5	03 33 02	T1 N	0.060501	0.031
38	SDSSJ08415+0101	08 41 35.0	01 01 56	T2	0.110653	0.043
39	RXSJ08420+4018	08 42 03.7	40 18 31	T1 N	0.151617	0.033
40	FIRSTJ0842+4025	08 42 15.2	40 25 33	T2	0.055321	0.034
41	SBS0839+541†	08 43 13.3	53 57 19	T1 N	0.218097	0.023
42	CG 218	08 43 44.9	35 49 43	T2	0.053954	0.035
43	SDSSJ08526+0512	08 52 40.1	05 12 15	T1 N	0.226308	0.063
44	RXSJ08547+4019	08 54 43.7	40 19 07	T1 N	0.152475	0.026
45	SDSSJ08576+0528	08 57 37.8	05 28 21	T1 N	0.058623	0.046
46	SDSSJ09052+4151	09 05 14.4	41 51 53	T1 N	0.177045	0.015
47	PG 0906+48	09 10 09.9	48 13 42	T1 N	0.117000	0.019
48	IRAS 09104+4109*	09 13 45.5	40 56 28	T2	0.442000	0.020
49	SBS 0915+556	09 19 13.0	55 27 55	T2	0.049400	0.029
50	MARK 106	09 19 55.3	55 21 38	T1 N	0.122951	0.028
51	3C 219*	09 21 08.6	45 38 57	T1 N	0.174418	0.018
52	SDSSJ09246+5607	09 24 38.9	56 07 47	NLS1	0.025321	0.029
53	MARK 110	09 25 12.9	52 17 11	T1 N	0.035291	0.013
54	SDSSJ09273+0609	09 27 21.4	06 09 57	T1 N	0.078378	0.061
55	SBS 0933+511	09 36 43.1	50 52 50	T1 N	0.055378	0.014
56	MARK 707	09 37 01.1	01 05 43	NLS1	0.050338	0.070
57	HS 0934+3259	09 37 28.6	32 45 48	T1 N	0.127234	0.017
58	3C 223.0	09 39 52.8	35 53 58	T2	0.136730	0.012
59	SDSS J09408+5927*	09 40 52.3	59 27 39	T2	0.117415	0.021
60	RXSJ09475+1005	09 47 33.1	10 05 08	T1 N	0.139297	0.027
61	3C 227	09 47 45.1	07 25 20	T1 N	0.085828	0.026
62	NPM1G+40.0197	09 48 38.5	40 30 44	T1 N	0.046951	0.016
63	CG 49	10 01 01.9	31 12 17	T2	0.042479	0.020
64	KUV09587+3549	10 01 36.9	35 34 22	T1 N	0.143221	0.012
65	3C 234.0	10 01 49.6	28 47 09	T1 N	0.184800	0.019
66	SDSSJ10067+4122	10 06 42.6	41 22 01	T1 N	0.149783	0.014
67	CSO247	10 08 54.9	37 39 29	T1 N	0.05362	0.017
68	SDSSJ10126+1017	10 12 38.6	10 17 19	T1 N	0.069654	0.039
69	TON 1187*	10 13 03.2	35 51 23	T1 N	0.078882	0.011
70	SDSSJ10141+4223	10 14 10.5	42 23 47	T1 N	0.093838	0.016
71	SDSSJ10156+0054	10 15 36.2	00 54 59	T2	0.120500	0.035
72	RXSJ10167+4210	10 16 45.0	42 10 24	NLS1	0.05600	0.015
73	SDSSJ10168+0028	10 16 53.8	00 28 56	T2	0.116393	0.036
74	HS 1015+3737	10 18 19.4	37 22 42	T2	0.049309	0.012
75	FIRSTJ1018+3436	10 18 58.5	34 36 32	T1 N	0.109481	0.016
76	MARK 141	10 19 12.6	63 58 03	T1 N	0.041673	0.010
77	PG 1016+336	10 19 49.5	33 22 04	NLS1	0.024500	0.027
78	RXSJ10236+5233†	10 23 39.7	52 33 49	NLS1	0.136450	0.014
79	MARK 142	10 25 31.3	51 40 35	NLS1	0.044944	0.016
80	RXSJ10270+3908	10 27 00.1	39 08 03	T1 N	0.143877	0.013
81	RXSJ10286+6302	10 28 37.1	63 02 48	T1 N	0.080254	0.010
82	SDSSJ10294+1408	10 29 25.7	14 08 23	T1 N	0.060818	0.041
83	RXSJ10297+4019	10 29 46.9	40 19 13	T1 N	0.067132	0.012
84	SDSS J10313+6414*	10 31 20.0	64 13 59	T2	0.118088	0.009
85	MRK 34	10 34 08.6	60 01 52	T2	0.051000	0.009
86	KUG1031+398	10 34 38.6	39 38 29	NLS1	0.042443	0.015
87	RXSJ10407+3300	10 40 43.9	33 00 59	NLS1	0.081762	0.023
88	Zw212.045	10 44 39.1	38 45 35	T1 N	0.035768	0.013
89	NGC 3362	10 44 51.7	06 35 48	T2	0.027652	0.031
90	MS10470+3537†	10 49 49.3	35 22 05	T1 N	0.160395	0.020
91	SDSSJ10501+1132	10 50 07.8	11 32 28	T1 N	0.133437	0.029
92	RXSJ10539+6612	10 53 55.7	66 12 02	T1 N	0.120575	0.017
93	SBS1055+605	10 58 30.1	60 16 00	NLS1	0.148676	0.007
94	TOL 1059+105	11 01 57.9	10 17 39	T1 N	0.034190	0.029
95	RXSJ11056+5851	11 05 37.6	58 51 20	T1 N	0.191586	0.009
96	SDSSJ11056+0202	11 05 39.0	02 02 57	T1 N	0.106600	0.042
97	SDSSJ11072+0804†	11 07 17.8	08 04 38	T1 N	0.200817	0.029
98	ZW067.027	11 10 46.0	11 36 41	T1 N	0.042323	0.018
99	RXSJ11126+4541*	11 12 39.8	45 41 45	NLS1	0.136345	0.013
100	PG 1114+445*	11 17 06.4	44 13 33	T1 N	0.143823	0.016
101	MCG+10.16.111	11 18 57.9	58 03 23	T1 N	0.027872	0.012

Tabla 3.1 continuación

ID	Galaxia	A.R., 2000		Tipo	z	$E(B-V)$ Gal.
		(h m s)	($^{\circ}$ ' ")			
102	SDSSJ11278+0203*	11 27 48.9	02 03 03	T2	0.126760	0.033
103	SBS 1125+581	11 28 41.1	57 50 06	T1 N	0.050999	0.019
104	SDSSJ11286+6335	11 28 41.6	63 35 50	T1 N	0.124887	0.014
105	SBS1126+516†	11 29 42.0	51 20 50	T1 N	0.233847	0.013
106	MARK 1447	11 30 29.1	49 34 58	T1 N	0.095582	0.015
107	RXSJ11343+0411	11 34 22.5	04 11 28	T1 N	0.108001	0.027
108	Q1134+0156†	11 37 06.9	01 39 49	T1 N	0.192618	0.027
109	RXSJ11376+1039	11 37 38.0	10 39 30	T1 N	0.174538	0.040
110	MCG+06.26.012	11 39 13.9	33 55 51	NLS1	0.032753	0.019
111	SDSSJ11401+1029	11 40 10.1	10 29 27	T1 N	0.149683	0.037
112	A1-125	11 41 33.8	15 26 41	NLS1	0.115913	0.031
113	CG 1453	11 42 41.3	46 24 37	T1 N	0.116000	0.024
114	UM 449	11 43 41.9	-01 44 35	T1 N	0.105000	0.019
115	RXJ11437+1128	11 43 47.7	11 28 48	T1 N	0.120586	0.039
116	NGC 3855	11 44 44.9	33 19 16	T2	0.031225	0.019
117	SDSSJ11457+0241*	11 45 45.0	02 41 26	T2	0.128301	0.022
118	SDSSJ11458+0142	11 45 50.1	01 42 55	T2	0.059499	0.021
119	1WGAJ1145.9+4613	11 45 59.5	46 13 08	T1 N	0.154424	0.024
120	RXSJ11479+0902	11 47 55.1	09 02 29	T1 N	0.068831	0.027
121	Q1147+0025*	11 50 23.6	00 08 39	NLS1	0.127252	0.023
122	HE 1149-0313	11 52 05.9	-03 30 15	T1 N	0.063400	0.027
123	SDSSJ11536+1017	11 53 41.2	10 17 54	T1 N	0.160622	0.031
124	SDSSJ11555+1252†	11 55 35.3	12 52 53	T1 N	0.121850	0.033
125	SDSSJ12001+1001	12 00 11.2	10 01 35	T1 N	0.08536	0.022
126	MARK 1310	12 01 14.5	-03 40 40	T1 N	0.019413	0.031
127	UM 472	12 03 32.9	02 29 35	T1 N	0.077730	0.029
128	SDSSJ12059+4959	12 05 56.0	49 59 55	T1 N	0.063091	0.022
129	RXSJ12095+3224*	12 09 33.3	32 24 32	NLS1	0.149000	0.018
130	SDSSJ12103+0154	12 10 18.4	01 54 06	T1 N	0.215880	0.025
131	RXSJ12137+4227	12 13 42.8	42 27 43	T1 N	0.073419	0.016
132	1AXG J121359+1404	12 13 56.2	14 04 32	T1 N	0.153862	0.035
133	SBS 1213+549A†	12 15 49.4	54 42 25	NLS1	0.150300	0.017
134	MS 12143+3811	12 16 51.8	37 54 39	T2	0.063026	0.024
135	MARK 202	12 17 54.9	58 39 35	T1 N	0.021015	0.020
136	KISSR1285	12 20 53.4	42 45 49	T2	0.074674	0.020
137	RXSJ12231+4744	12 23 11.5	47 44 27	T1 N	0.162668	0.013
138	4C 54.27	12 23 13.2	54 09 07	T1 N	0.155877	0.023
139	MARK 50	12 23 24.1	02 40 45	T1 N	0.023433	0.016
140	SBS1221+585	12 23 42.8	58 14 46	T1 N	0.015377	0.013
141	SDSSJ12239-0233†	12 23 57.3	-02 33 12	T2	0.198740	0.034
142	SDSSJ12255-0247†	12 25 34.8	-02 47 56	T1 N	0.195240	0.035
143	NGC 4388	12 25 46.9	12 39 43	T2	0.008419	0.033
144	NGC 4395	12 25 48.9	33 32 48	T1 N	0.001064	0.017
145	2E1227+1403	12 29 34.0	13 46 30	T1 N	0.098823	0.035
146	1E12287+123*	12 31 13.1	12 03 07	NLS1	0.116116	0.027
147	RXSJ12325+0603	12 32 35.9	06 03 10	T1 N	0.083807	0.020
148	SDSSJ12326+6624	12 32 37.5	66 24 52	T1 N	0.046790	0.016
149	Q1232+6234†	12 34 29.9	62 18 07	T1 N	0.135103	0.014
150	MCG+08.23.067	12 36 51.2	45 39 05	T1 N	0.030518	0.017
151	IC 3599	12 37 41.2	26 42 27	T1 N	0.021545	0.019
152	WAS 61	12 42 10.9	33 17 14	T1 N	0.043513	0.019
153	SDSSJ12451-0321	12 45 06.9	-03 21 57	T1 N	0.083558	0.026
154	PG 1244+026	12 46 35.3	02 22 09	NLS1	0.048178	0.026
155	SDSSJ12507-0249	12 50 42.4	-02 49 31	T1 N	0.047203	0.022
156	MARK 236	13 00 19.9	61 39 18	T1 N	0.049684	0.013
157	XCOM	13 00 22.2	28 24 01	T1 N	0.091000	0.011
158	SBS 1258+569	13 00 52.3	56 41 07	T1 N	0.071838	0.012
159	SDSSJ13028+0253	13 02 49.1	02 53 34	T2	0.070707	0.027
160	RXSJ13042+0205†	13 04 17.0	02 05 37	NLS1	0.228537	0.024
161	MARK 64	13 07 08.7	34 24 23	T1 N	0.185845	0.014
162	RXSJ13071+3945	13 07 11.5	39 45 33	T1 N	0.073295	0.016
163	SDSSJ13097+0148*	13 09 42.7	01 48 51	T2	0.144800	0.030
164	SDSSJ13115+1424	13 11 35.6	14 24 47	T1 N	0.113772	0.024
165	PG 1309+355*	13 12 17.8	35 15 21	T1 N	0.184000	0.012
166	SDSSJ13130-0210	13 13 05.7	-02 10 38	T1 N	0.083723	0.028
167	NPM1G+42.0343	13 14 51.6	42 18 20	NLS1	0.073376	0.015
168	IRAS 13144+4508	13 16 39.7	44 52 35	T2	0.090500	0.018
169	RXSJ13199+5235	13 19 56.9	52 35 34	NLS1	0.091923	0.016
170	SBS 1320+551	13 22 49.3	54 55 29	T1 N	0.065310	0.025
171	LCRSJ1328-0307	13 28 34.5	-03 07 45	T2	0.085600	0.039
172	SBS 1332+580	13 34 35.4	57 50 17	NLS1	0.123531	0.009
173	SDSSJ13394+6629	13 39 27.8	66 29 01	T1 N	0.136155	0.032
174	RXSJ13406+4036†	13 40 38.2	40 36 39	T1 N	0.161165	0.004
175	RXSJ13425+3829	13 42 31.2	38 29 05	T1 N	0.171869	0.010
176	SDSSJ13438+0004	13 43 51.1	00 04 35	T1 N	0.073600	0.027
177	1WGAJ1343.9+2712	13 43 57.4	27 12 41	T1 N	0.077166	0.012
178	IRAS 13428+6652	13 44 20.8	66 37 18	T1 N	0.127800	0.039
179	SBS 1343+544	13 45 16.5	54 09 25	T1 N	0.221200	0.009
180	SDSSJ13454-0259	13 45 24.7	-02 59 39	NLS1	0.085600	0.039
181	RXSJ13458+1144	13 45 48.5	11 44 43	T1 N	0.126413	0.027
182	SDSSJ13460+0016†	13 46 02.9	00 16 49	T2	0.180083	0.029
183	UM 614	13 49 52.8	02 04 45	T1 N	0.032700	0.028
184	NPM1G+65.0097	13 52 51.3	65 41 14	T2	0.206479	0.020
185	SBS 1353+564	13 55 16.6	56 12 44	NLS1	0.121675	0.008
186	SDSSJ13557+6440	13 55 42.8	64 40 45	T1 N	0.075135	0.013
187	SDSSJ14003+0502	14 00 18.4	05 02 42	T1 N	0.034327	0.025
188	UM 625	14 00 40.6	-01 55 18	T2	0.025000	0.062
189	MS 13591+0430†	14 01 36.6	04 16 27	T1 N	0.164070	0.031

Tabla 3.1 continuación

ID	Galaxia	A.R., 2000		Tipo	z	$E_{(B-V)}$ Gal.
		(h m s)	Decl., 2000 ($^{\circ}$ ' ")			
190	IRAS F14030+5338	14 04 52.6	53 23 32	T2	0.080836	0.010
191	NGC 5506	14 13 14.9	-03 12 27	T1 N	0.006181	0.060
192	MS14138+1400	14 16 16.2	13 47 29	NLS1	0.141504	0.026
193	SBS 1415+566	14 17 00.3	56 25 58	T1 N	0.149280	0.013
194	NGC 5548	14 17 59.6	25 08 13	T1 N	0.017175	0.020
195	SDSSJ14194+0139	14 19 26.3	01 39 36	T2	0.076402	0.037
196	CG 404	14 20 04.4	47 07 17	T1 N	0.070199	0.014
197	SDSS J14248+0008*	14 24 52.1	00 08 20	T2	0.131080	0.035
198	SBS 1426+573*	14 28 18.0	57 10 18	T2	0.043320	0.011
199	SDSSJ14294+4518	14 29 25.1	45 18 31	T1 N	0.074752	0.012
200	PG 1427+480*	14 29 43.1	47 47 26	T1 N	0.220600	0.017
201	Zw163.074	14 32 09.0	31 35 04	T1 N	0.055108	0.015
202	HE 1430-0108	14 33 15.0	-01 21 20	T1 N	0.094000	0.042
203	Zw047.107	14 34 50.7	-03 38 43	T1 N	0.028646	0.039
204	MARK 474	14 34 52.4	48 39 43	T1 N	0.036222	0.033
205	TOL 1437+030	14 40 12.7	02 47 43	T2	0.029754	0.035
206	MARK 477	14 40 38.1	53 30 16	T2	0.037726	0.011
207	SDSSJ14421+3844	14 42 07.7	38 44 11	T1 N	0.145780	0.010
208	IRAS 14474+4233*	14 49 20.7	42 21 02	T2	0.178300	0.016
209	SDSSJ14496+4747	14 49 41.7	47 47 48	T1 N	0.075935	0.023
210	SDSSJ14503+0152	14 50 19.0	01 52 04	T2	0.069379	0.045
211	SDSSJ14548+0038	14 54 48.6	00 38 29	T1 N	0.043511	0.050
212	FIRSTJ1455+3226	14 55 19.4	32 26 01	T2	0.087438	0.016
213	SDSSJ14573+5929*	14 57 21.6	59 29 44	T2	0.151738	0.009
214	MARK 1392	15 05 56.6	03 42 26	T1 N	0.036135	0.047
215	HE1503+0228†	15 06 10.5	02 16 50	T1 N	0.134000	0.050
216	SDSSJ15104+0058	15 10 25.0	00 58 43	T1 N	0.072153	0.049
217	2MASSJ15134+4654†	15 13 25.9	46 54 08	T1 N	0.198943	0.029
218	IRAS 15176+5216*	15 19 07.5	52 06 05	T2	0.139063	0.020
219	SBS 1518+593	15 19 21.6	59 08 24	T1 N	0.078100	0.010
220	SDSSJ15216+0337†	15 21 39.7	03 37 28	T1 N	0.126354	0.044
221	NPM1G+00.0492	15 26 37.7	00 35 34	T2	0.050619	0.073
222	SDSSJ15342+3034	15 34 15.4	30 34 35	T1 N	0.093892	0.029
223	SDSSJ15356+5644	15 35 39.2	56 44 06	T1 N	0.207382	0.009
224	MARK 290	15 35 52.3	57 54 09	T1 N	0.029577	0.015
225	HS 1538+3600	15 40 04.2	35 50 50	T1 N	0.163606	0.026
226	SDSSJ15438+3631	15 43 51.5	36 31 36	T1 N	0.067228	0.020
227	NPM1G+28.0354	15 43 57.3	28 31 27	T2	0.032176	0.028
228	KISSR2022	15 46 24.0	43 17 15	T2	0.034222	0.023
229	3C 323.1*	15 47 43.5	20 52 16	T1 N	0.264300	0.042
230	MS 15453+0305	15 47 52.0	02 55 51	T1 N	0.098012	0.114
231	1E1602+2410	16 04 52.4	24 02 42	T1 N	0.087501	0.077
232	RXSJ16050+3305	16 05 02.5	33 05 43	T1 N	0.053267	0.033
233	SDSSJ16053+3756†	16 05 18.5	37 56 53	NLS1	0.200875	0.010
234	RXSJ16107+3303	16 10 47.7	33 03 38	T1 N	0.097308	0.017
235	NPM1G+49.0323	16 10 51.8	48 54 39	T2	0.045060	0.015
236	MCG+06.36.003	16 13 01.7	37 17 16	T1 N	0.069618	0.015
237	TON 256	16 14 13.2	26 04 16	T1 N	0.130916	0.054
238	RXSJ16181+3619	16 18 09.3	36 19 57	NLS1	0.034057	0.012
239	Zw137.078	16 18 44.9	25 39 08	T1 N	0.048160	0.049
240	MARK 699	16 23 45.9	41 04 56	T1 N	0.034167	0.010
241	SDSSJ16335+2459	16 33 32.1	24 59 05	T1 N	0.059338	0.039
242	IRASP16320+3730†	16 33 45.0	37 23 35	T2	0.174727	0.010
243	SDSSJ16365+4202	16 36 31.3	42 02 42	T1 N	0.060982	0.010
244	SDSSJ16472+3843*	16 47 16.7	38 43 27	T2	0.121832	0.017
245	RXSJ16480+2956	16 48 00.7	29 56 58	T1 N	0.105850	0.050
246	EXO1652.4+3930	16 54 08.1	39 25 33	NLS1	0.068900	0.018
247	RXSJ16558+2146	16 55 51.4	21 46 01	T1 N	0.153581	0.057
248	NGC 6264	16 57 16.1	27 50 59	T2	0.033947	0.065
249	SDSSJ17034+6141	17 03 28.9	61 41 09	T1 N	0.077319	0.030
250	SDSSJ17055+3340†	17 05 34.9	33 40 11	T1 N	0.125341	0.024
251	SDSSpJ17082+6015	17 08 12.3	60 15 12	NLS1	0.144552	0.022
252	SDSSpJ17121+5847*	17 12 07.4	58 47 54	NLS1	0.269340	0.030
253	SBS 1713+580	17 14 11.6	57 58 34	T1 N	0.092668	0.044
254	SDSSJ17271+6322†	17 27 11.8	63 22 41	T1 N	0.217615	0.031
255	IRAS 17371+5615	17 38 01.6	56 13 25	T2	0.065149	0.051
256	SDSSJ20546-0537	20 54 36.7	-05 36 59	T2	0.125021	0.058
257	SDSSJ21461-0704	21 46 11.6	-07 04 49	T1 N	0.125375	0.037
258	SDSSJ21488-0844	21 48 48.6	-08 44 49	T1 N	0.135087	0.051
259	SDSSJ21510-0837	21 51 01.2	-08 37 16	NLS1	0.121788	0.040
260	SDSSJ22025-0732	22 02 33.8	-07 32 24	T1 N	0.059405	0.033
261	SDSSJ22209-0753	22 20 55.8	-07 53 17	T1 N	0.148966	0.007
262	MARK 926	23 04 43.5	-08 41 08	T1 N	0.046860	0.042
263	RXSJ23087-0911	23 08 45.5	-09 11 23	T1 N	0.193000	0.040
264	SDSSpJ23474-0106*	23 47 25.3	-01 06 43	NLS1	0.182005	0.035
265	SDSSJ23569-1016	23 56 54.3	-10 16 05	T1 N	0.073267	0.032

* No pertenece a la muestra MC17.5

† Solo se detectó emisión de [NeV] λ 3426

Cada espectro fue descargado del servidor del Sloan y se procedió a realizar una serie de procesos necesarios (utilizando para ello IRAF) para determinar los flujos integrados de las líneas de interés, los

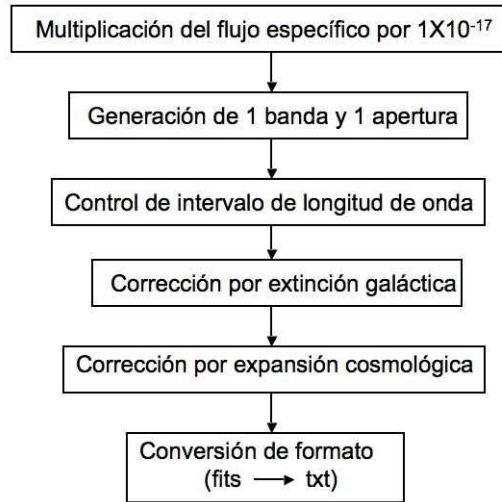


Figura 3.2: Diagrama de flujo que ilustra los procesos a los que fueron sometidos cada uno de los espectros seleccionados.

cuales se describen a continuación. Al descargar un espectro del Sloan se encuentra que las unidades de flujo específico (dadas en $\text{erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{\AA}^{-1}$) vienen multiplicadas por 10^{17} . Por ello se utilizó primeramente la tarea *imarith* para multiplicar el flujo por 1×10^{-17} . Posteriormente se utilizó la tarea *scopy* como paso intermedio para asegurar la formación de una única banda y apertura. Luego se utilizó la tarea *dispcor* para asegurar el intervalo de longitud de onda y evitar subsecuentes alteraciones en ella. Los dos últimos pasos fueron necesarios para lograr una conversión exitosa de formato fits a formato de texto por intermedio de la tarea *wspectext*, pues no se encontró otro camino distinto para posibilitar dicha conversión. Pero antes de este último paso se hicieron dos procesos adicionales a cada espectro. El primero consistió en corregir por extinción galáctica, utilizando para ello los mapas infrarrojos del COBE/IRAS (Schlegel, Finkbeiner & Davis, 1998). El segundo proceso consistió en corregir por expansión cosmológica para colocar el espectro en el marco de referencia en reposo. Ambos datos ($E_{(B-V)}$ y z) fueron tomados del servidor NED. Por último, y como ya se mencionó, los espectros fueron convertidos a formato de texto para proceder a la lecturas de los flujos utilizando el programa Liner (Pogge & Owen, 1993). Los espectros no fueron sometidos a corrección por enrojecimiento intrínseco. En la figura 3.2 se muestra esquemáticamente el proceso que se acaba de describir.

La tabla 3.2 contiene los valores de los flujos integrados para las siguientes líneas: [Ne v] $\lambda 3426$, [O II] $\lambda 3727$, [Ne III] $\lambda 3869$, [O III] $\lambda 5007$, [Fe VII] $\lambda \lambda 5721, 6087$, [O I] $\lambda 6300$, [Fe X] $\lambda 6374$, $H\alpha$, [S II] $\lambda \lambda 6717, 6731$ y [Fe XI] $\lambda 7892$. Para algunos objetos con suficiente corrimiento al rojo fue posible detectar la línea [Ne v] $\lambda 3426$ que conforma un doblete con la de [Ne v] $\lambda 3346$.

Tabla 3.2: Flujos de las principales líneas de emisión. Los flujos están dados en unidades de 10^{-15} erg. cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

ID	Galaxia	[Ne v] λ3426	[O III] λ3727	[Ne III] λ3869	[O III] λ5007	[Fe VII] λ5721	[Fe VII] λ6087	[O I] λ6300	[Fe X] λ6374	Hα del. λ6364	[S II] λ6717	[S II] λ6731	[Fe XI] λ7892
1	2MASSJ00070+1554	1.57±1.22	4.78±0.18	1.52±0.20	20.31±0.12	0.17±0.16	0.26±0.10	1.09±0.14	...	12.26±0.12	3.82±0.12	3.47±0.14	...
2	SDSSJ00127-0847	↑	0.47±0.28	1.59±0.52	4.36±0.30	0.46±0.20	0.62±0.56	7.54±0.72
3	SDSSpJ00326-0100	↑	1.25±0.24	0.38±0.18	2.50±0.10	0.29±0.24	0.47±0.26	0.24±0.08	...	4.22±0.10	0.64±0.08	0.55±0.08	...
4	VIIIZw36	↑	9.22±0.58	2.92±0.40	35.78±0.28	0.28±0.26	0.33±0.12	2.03±0.14	...	11.53±0.14	4.08±0.18	3.45±0.18	...
5	SDSSJ00454+0042	↑	3.84±0.28	1.32±0.22	15.25±0.26	0.42±0.20	0.32±0.16	0.54±0.12	0.30±0.18	4.24±0.10	1.29±0.10	1.27±0.12	...
6	MARK1146	↑	1.01±0.38	1.08±0.58	13.42±0.72	1.38±0.58	1.67±0.60	0.87±0.64	...	2.59±0.10	1.91±0.10	1.31±0.34	...
7	IIZw1	↑	9.93±0.76	6.65±0.76	55.62±0.56	1.11±0.34	2.21±0.48	2.96±0.40	0.16±0.14	25.40±0.22	6.67±0.42	4.76±0.28	...
8	SDSSJ01389+1321	0.83±0.34	0.89±0.26	0.79±0.30	6.79±0.28	0.33±0.40	0.46±0.58	0.12±0.10	0.64±0.24	4.16±0.08	0.64±0.26	0.53±0.16	...
9	SDSSJ01428-1008	↑	0.23±0.16	0.23±0.16	2.76±0.42	0.33±0.22	0.37±0.20	0.12±0.10	...	11.66±0.66	0.35±0.16	0.20±0.06	...
10	SDSSJ01537-0857	↑	0.46±0.18	6.83±0.34	0.94±0.26	11.25±0.18	1.09±0.24	13.59±0.20	2.56±0.26	2.19±0.26	...
11	SDSSJ01555-0857	↑	1.60±0.48	1.92±0.42	1.79±0.46	10.72±0.20	0.71±0.16	8.56±0.11	1.96±0.22	1.52±0.18	...
12	UM384	0.38±0.28	0.33±0.24	0.45±0.36	2.99±0.50	4.23±0.40
13	KUV02032-0922	↑	0.82±0.44	1.10±0.86	4.20±0.18	0.57±0.32	0.62±0.36	2.73±0.30	0.64±0.20	0.38±0.14	...
14	SDSSJ02129+1406	↑	1.53±0.32	1.57±0.38	8.17±0.40	0.64±0.38	0.86±0.44	0.46±0.22	...	3.78±0.26	1.00±0.22	0.85±0.16	...
15	KUG0301+002	↑	1.96±0.38	0.79±0.36	6.08±0.18	0.52±0.32	0.51±0.26	0.71±0.28	0.62±0.16	21.05±0.30	0.83±0.16	0.71±0.14	0.46±0.32
16	SDSSJ03393-0548	↑	6.23±0.24	2.43±0.22	28.95±0.14	0.25±0.08	0.15±0.18	0.98±0.08	...	12.27±0.08	2.43±0.10	2.05±0.10	...
17	FBS0732+396	1.58±0.50	5.51±0.70	5.07±0.90	40.17±0.50	0.59±0.22	1.14±0.46	2.48±0.72	2.59±0.76	94.33±0.88	5.04±0.58	4.07±0.56	...
18	SDSSJ07372+3131	↑	7.63±0.36	3.79±0.28	42.80±0.46	1.07±0.40	1.17±0.22	2.24±0.22	0.53±0.32	12.64±0.16	3.81±0.16	4.34±0.16	0.09±0.08
19	RXSJ07424+4656	1.54±0.50	0.58±0.46	1.11±0.42	6.67±0.16	0.36±0.22	0.66±0.22	0.55±0.24	0.76±0.32	4.70±0.24	0.57±0.22	0.38±0.12	↑
20	RXSJ07491+4510	↑	4.95±0.36	4.45±0.56	30.07±0.22	...	0.34±0.18	1.03±0.22	...	13.75±0.30	2.73±0.22	2.18±0.24	↑
21	SDSSJ07510+2914	1.86±0.96	3.09±0.68	2.98±1.28	14.37±0.60	1.03±0.32	...	32.81±0.42	1.73±0.26	1.53±0.26	↑
22	HS0749+1943	7.23±1.44	47.89±1.26	15.48±1.34	113.10±0.82	1.19±0.66	1.21±0.58	12.91±0.70	...	32.60±0.54	27.62±0.78	21.85±0.78	...
23	MARK382	↑	3.36±0.38	1.72±0.26	19.65±0.26	1.28±0.72	1.03±0.50	0.54±0.12	1.32±0.44	11.03±0.36	1.92±0.18	1.53±0.16	...
24	SBS0755+509	↑	32.74±1.30	29.50±1.86	310.90±0.49	1.89±0.72	3.50±0.68	17.73±0.50	5.58±0.78	47.95±0.42	13.65±0.36	19.75±0.46	...
25	SDSSJ08056+2610	↑	1.63±0.28	1.72±0.26	10.74±0.24	0.60±0.28	0.46±0.22	0.36±0.12	...	3.12±0.16	0.85±0.14	0.88±0.14	...
26	RXSJ08150+5253	↑	1.67±0.70	1.20±0.72	1.36±0.86	0.49±0.40	0.79±0.42	0.48±0.20	...	9.18±0.34	2.24±0.52	0.86±0.22	...
27	MCG+08.15.056	↑	23.42±0.44	0.77±0.30	0.95±0.44	1.29±0.26	...	23.39±0.30	5.29±0.30	4.93±0.26	...
28	NPM1G+30.0129	↑	18.19±0.76	6.47±0.74	85.16±4.14	0.89±0.50	1.55±0.70	2.84±0.24	1.41±0.36	34.74±0.28	5.00±0.26	4.96±0.24	0.50±0.14
29	SDSSJ08295+0812	3.36±0.60	3.79±0.40	2.34±0.44	15.82±0.22	0.66±0.30	0.98±0.28	0.99±0.22	...	6.82±0.22	2.47±0.26	1.76±0.20	...
30	RXSJ08307+3405	↑	3.84±0.44	2.90±0.36	25.51±0.24	0.79±0.26	1.25±0.22	1.09±0.20	1.44±0.24	24.04±0.30	2.28±0.22	1.95±0.20	0.29±0.20
31	RXSJ08320+4614	↑	0.83±0.28	0.70±0.20	4.08±0.24	0.99±0.38	0.40±0.12	...	1.18±0.48	7.90±0.28	0.43±0.18	0.45±0.14	0.40±0.32
32	CBS 74	↑	8.05±0.62	5.54±0.78	42.84±0.38	1.59±0.38	0.88±0.34	4.27±0.28	...	13.55±0.28	7.41±0.28	7.04±0.32	...
33	SDSSJ08353+5240	↑	5.49±0.44	2.89±0.48	19.08±0.42	0.37±0.28	0.42±0.34	1.35±0.16	...	7.41±0.18	2.82±0.18	1.70±0.12	...
34	SDSSJ08362+5212	↑	6.14±0.44	1.88±0.52	14.22±0.24	0.48±0.28	0.42±0.30	0.69±0.14	...	20.09±0.20	3.86±0.12	3.24±0.10	...
35	NPM1G+48.0114	↑	4.32±0.46	3.65±0.34	24.58±0.30	1.07±0.28	1.38±0.30	0.90±0.16	0.38±0.16	15.43±0.38	1.83±0.18	1.55±0.16	0.47±0.32
36	4C29.30	↑	4.50±0.38	1.09±0.30	20.67±0.20	0.25±0.18	0.36±0.26	1.22±0.22	...	9.93±0.22	3.82±0.36	2.31±0.28	...
37	RXSJ08404+0333	↑	1.14±0.42	3.24±0.58	13.51±0.20	0.75±0.28	1.39±0.36	0.51±0.20	0.68±0.18	37.38±0.30	0.93±0.18	0.75±0.14	...
38	SDSSJ08415+0101	↑	13.13±0.30	4.98±0.24	67.67±0.14	0.24±0.10	0.60±0.16	1.90±0.20	...	22.91±0.14	4.35±0.18	3.85±0.20	...
39	RXSJ08420+4018	1.30±0.82	0.77±0.52	0.90±0.76	6.67±0.52	0.38±0.26	0.95±0.54	0.59±0.36	...	4.68±0.40
40	FIRSTJ0842+4025	↑	4.65±0.30	2.41±0.30	36.02±0.20	0.98±0.44	1.67±0.46	0.90±0.16	0.45±0.24	12.62±0.20	2.22±0.14	1.91±0.16	0.28±0.12
41	SBS0839+541	↑	6.04±0.48	3.87±0.36	31.94±0.34	1.90±0.54	...	18.14±0.70	2.66±0.90	2.32±0.90	↑
42	CG 218	↑	19.16±0.42	4.48±0.32	57.99±0.24	0.50±0.28	0.91±0.24	5.96±0.24	...	24.31±0.22	10.17±0.28	8.46±0.28	...
43	SDSSJ08526+0512	0.56±0.24	0.28±0.22	0.44±0.20	1.83±0.12	0.08±0.10	0.08±0.10	4.44±0.50	↑
44	RXSJ08547+4019	1.93±1.06	2.45±0.46	1.18±0.92	7.58±0.50	0.11±0.08	0.19±0.14	0.51±0.20	...	7.24±0.16	1.67±0.18	1.32±0.18	...
45	SDSSJ08576+0528	↑	1.10±0.32	1.00±0.34	5.88±0.24	0.87±0.40	0.95±0.48	0.76±0.56	...	9.49±0.70	1.29±0.46	0.93±0.32	...
46	SDSSJ09052+4151	0.99±0.34	0.88±0.28	0.92±0.44	3.08±0.26	0.32±0.18	0.38±0.24	0.28±0.22	...	0.91±0.16	0.72±0.20	0.56±0.16	↑
47	PG0906+48	2.75±0.96	1.84±0.94	2.89±1.20	16.62±0.50	0.90±0.58	1.49±0.60	1.18±0.48	...	15.72±0.52	1.76±0.40	1.52±0.40	...
48	IRAS09104+4109	4.34±0.32	13.60±0.26	6.34±0.32	86.94±0.30	0.88±0.52	1.54±0.40	3.03±0.34	↑
49	SBS0915+556	↑	23.37±0.38	11.67±0.32	169.17±0.28	0.94±0.14	1.46±0.18	3.82±0.22	0.43±0.12	62.70±0.50	7.95±0.22	6.56±0.20	...
50	MARK106	2.54±0.76	4.03±0.78	2.68±0.76	24.24±0.32	0.61±0.42	0.37±0.24	1.17±0.38	...	29.25±0.58	3.63±0.48	2.36±0.36	...
51	3C 219	1.62±0.62	3.51±0.28	0.99±0.24	9.88±0.28	0.16±0.20	0.30±0.30	3.48±0.38	...	5.48±0.32	1.41±0.18	1.46±0.22	↑
52	SDSSJ09246+5607	↑	1.87±0.56	1.33±0.46	7.02±0.44	1.03±0.46	1.97±0.84	...	0.44±0.32	20.40±0.36	0.76±0.20	0.67±0.20	...
53	MARK110	↑	34.55±0.40	16.70±0.34	137.80±0.38	1.63±0.30	2.01±0.20	13.20±0.20	1.55±0.26	72.76±0.68	11.44±0.20	9.98±0.20	0.66±0.22
54	SDSSJ09273+0609	↑	1.82±0.48	0.68±0.48	7.68±0.34	0.43±0.44	1.10±0.66	0.45±0.24	...	5.71±0.22	1.32±0.22	1.05±0.16	...
55	SBS0933+511	↑	1.03±0.54	0.39±0.38	5.44±0.36	...	0.90±0.74	0.31±0.26	...	12.68±0.36	0.68±0.28	0.63±0.28	...
56	MARK707	↑	5.29±0.50	3.27±0.48	28.67±0.22	1.17±0.42	2.20±0.40	0.82±0.14	1.24±0.36	32.30±0.48	2.11±0.14	1.76±0.14	0.75±0.64
57	HS0934+3259	1.72±0.82	1.44±0.36	1.88±0.84	8.92±0.58	0.76±0.48	1.18±0.52	1.01±0.44	0.58±0.44	6.04±0.47	3.11±0.36	2.21±0.36	...
58	3C223.0	2.71±0.18	11.82±0.24	3.25±0.20	41.11±0.32	0.27±0.14	0.40±0.14	2.42±0.16	0.66±0.18	11.39±0.24	4.19±0.36	2.09±0.22	...
59	SDSS J09408+5927	1.10±0.24	1.84±0.38	0.80±0.26	8.82±0.20	0.33±0.30	0.20±0.16	0.20±0.08	...	3.93±0.14	1.04±0.14	1.08±0.16	...
60	RXS J09475+1005	10.79±1.86	6.15±1.06	3.93±1.06	32.63±0.62	1.23±0.46	2.10±0.48	1.23±0.28	3.81±0.96	57.07±0.82	3.42±0.34	2.27±0.24	...
61	3C227	↑	3.30±0.44	3.55±0.64	32.34±0.40	0.70±0.44	0.95±0.42	2.95±0.88	...	30.87±0.72	7.30±0.70	3.17±0.40	...
62	NPM1G+40.0197	↑	1.42±0.30	1.22±0.32	9.51±0.26	0.70±0.38	0.54±0.30	0.40±0.16	...	5.02±0.18	1.15±0.18	1.14±0.20	...
63	CG 49	↑	5.28±0.42	1.63±0.34	18.42±0.30	0.33±0.18	0.45±0.16	0.58±0.16	0.35±0.12	7.75±0.22	2.58±0.20	2.19±0.20	...
64	KUV09587+3549	0.60±0.22	0.80±0.28	0.67±0.20	5.35±0.14	0.21±0.16	0.43±0.12	0.20±0.08	...	16.70±0.46	0.48±0.22	0.26±0.10	...
65	3C234.0	11.71±0.48	11.33±0.54	11.57±0.54	137.46±0.42	1.15±0.30	2.33±0.40	2.25±0.34	0.73±0.22	40.40±0.28	4.04±0.40	3.31±0.34	↑
66	SDSSJ10067+4122	3.15±1.04	4.85±0.54	2.39±0.44	19.85±0.50	0.47±0.26	0.56±0.32	1.12±0.48	...	11.18±0.88	3.39±0.58	2.69±0.58	...
67	CSO247	↑	1.61±0.32	0.92±0.26	8.32±0.48	0.52±0.44	1.01±0.40	0.50±0.52	...	28.40±0.46	1.00±0.50	0.97±0.42	...
68	SDSSJ10126+1017	↑	5.95±0.52	3.46±0.58	28.47±0.58	0.62±0.44	0.58±0.44	1.62±0.40	...	16.29±0.22	4.48±0.32	3.76±0.28	...
69	TON1187	↑	3.87±1.12	9.89±1.5	52.61±0.60	2.33±0.66	3.52±0.70	2.26±0.90	3.87				

Tabla 3.2 continuación

ID	Galaxia	[N _{IV}] λ3426	[O _{II}] λ3727	[N _{III}] λ3869	[O _{III}] λ5007	[Fe _{II}] λ5721	[Fe _{II}] λ6087	[O _I] λ6300	[Fe _I] λ6374	H α del. λ6364	[S _{II}] λ6717	[S _{II}] λ6731	[Fe _I] λ7892
71	SDSS J10156+0054	4.39±0.30	19.39±0.44	4.63±0.34	38.65±0.22	0.49±0.16	0.73±0.18	2.05±0.18	0.33±0.10	14.31±0.20	4.71±0.22	3.75±0.22	0.56±0.26
72	RXSJ10167+4210	↑	4.36±1.10	2.07±0.92	17.68±0.48	1.08±0.52	1.29±0.76	0.84±0.26	...	42.88±0.36	4.11±0.30	3.21±0.28	...
73	SDSSJ10168+0028	↑	8.24±0.32	2.95±0.28	30.67±0.20	0.24±0.12	0.51±0.10	0.83±0.18	...	8.23±0.18	2.43±0.22	1.38±0.14	...
74	HS1015+3737	↑	6.91±0.34	3.96±0.30	39.24±0.26	0.34±0.12	0.56±0.14	1.15±0.16	0.27±0.12	11.11±0.14	2.25±0.18	2.34±0.18	...
75	FIRSTJ1018+3436	↑	4.67±0.28	2.12±0.28	21.32±0.34	0.37±0.24	0.97±0.34	0.77±0.26	...	15.90±2.52	2.28±0.24	1.84±0.24	...
76	MARK141	↑	5.69±0.40	2.18±0.44	22.01±0.76	0.90±0.44	1.34±0.54	1.11±0.46	1.39±0.56	21.62±0.36	4.69±0.52	3.89±0.48	...
77	PG1016+336	↑	↑	1.37±0.60	2.39±0.32	0.67±0.38	1.09±0.38	99.07±1.40	0.53±0.30	0.43±0.32	...
78	RXSJ10236+5233	3.14±1.14	1.08±0.40	1.80±1.24	3.52±0.46	16.53±0.32	0.71±0.14	0.53±0.14	...
79	MARK142	↑	5.64±1.60	2.91±1.56	15.61±0.78	0.81±0.32	1.00±0.44	0.92±0.50	...	14.56±0.40	3.34±0.24	2.68±0.24	...
80	RXSJ10270+3908	3.10±0.66	2.77±0.44	1.93±0.44	17.61±0.26	0.38±0.32	0.70±0.48	0.68±0.18	...	16.20±0.32	1.80±0.22	1.41±0.18	...
81	RXSJ10286+6302	↑	1.19±0.26	1.34±0.28	10.71±0.20	0.30±0.14	0.31±0.20	0.40±0.14	...	95.10±0.30	0.99±0.18	0.84±0.20	...
82	SDSSJ10294+1408	↑	2.35±0.50	1.29±0.54	8.68±0.34	0.88±0.50	0.82±0.58	1.01±0.34	...	7.39±0.28	1.76±0.34	1.50±0.30	...
83	RXSJ10297+4019	↑	1.70±0.16	1.16±0.14	12.89±0.26	0.47±0.16	0.88±0.22	0.58±0.38	...	3.66±0.18	1.28±0.30	0.85±0.20	...
84	SDSSJ10313+6414	1.29±0.54	2.20±0.36	1.14±0.36	12.07±0.16	0.22±0.10	0.26±0.10	0.53±0.12	...	4.79±0.12	0.98±0.14	0.95±0.14	...
85	MRK34	↑	100.50±0.92	31.85±0.58	424.91±1.02	1.16±0.42	3.78±0.76	17.28±0.72	...	131.90±0.48	53.82±0.54	40.02±0.44	...
86	KUG1031+398	↑	4.51±0.58	1.99±0.54	20.97±0.22*	0.32±0.28	0.29±0.16	1.80±0.40	5.22±0.28	10.09±0.18	2.15±0.24	2.01±0.24	3.01±0.34
87	RXSJ10407+3300	↑	2.52±1.44	2.31±0.52	19.12±0.46	1.01±0.54	1.19±0.30	0.77±0.26	...	14.68±0.32	1.69±0.32	1.36±0.20	...
88	Zw212.045	↑	2.01±0.32	0.95±0.36	12.20±0.48	0.48±0.34	0.76±0.38	0.53±0.28	...	6.21±0.36	1.59±0.28	1.36±0.22	...
89	NGC362	↑	18.84±0.58	5.15±0.60	53.09±0.62	0.88±0.32	0.73±0.26	3.86±0.38	...	24.34±0.42	10.03±0.36	9.79±0.34	...
90	MS10470+3537	0.64±0.38	1.40±0.58	1.20±0.38	5.08±0.16	0.49±0.20	...	3.48±0.20	0.76±0.26	0.65±0.18	...
91	SDSSJ10501+1132	5.91±1.24	5.54±0.86	6.11±1.56	37.21±0.78	0.71±0.40	1.79±0.66	1.28±0.34	...	42.90±0.92	4.03±0.44	2.26±0.28	...
92	RXSJ10539+6612	1.54±0.66	0.85±0.44	0.69±0.50	3.97±0.22	0.09±0.10	0.41±0.36	0.12±0.08	...	5.37±0.12	0.83±0.16	0.72±0.16	...
93	SBS1055+605	1.95±1.04	0.93±0.52	1.27±0.62	9.48±0.48	...	0.48±0.22	0.33±0.16	0.94±0.52	6.27±0.30	0.65±0.18	0.57±0.22	...
94	TOL1059+105	↑	13.58±0.36	8.75±0.24	92.80±0.18	0.66±0.36	0.72±0.24	2.26±0.18	...	26.10±0.16	4.01±0.20	3.74±0.20	...
95	RXSJ11056+5851	2.46±0.82	3.44±0.66	2.04±1.00	11.45±1.89	0.45±0.26	1.04±0.36	0.55±0.30	1.32±0.38	16.92±0.68	3.59±0.52	1.23±0.24	↑
96	SDSSJ11056+0202	↑	0.75±0.32	0.96±0.28	7.43±0.46	0.64±0.30	0.93±0.46	1.07±0.10	1.17±0.32	0.87±0.26	...
97	SDSSJ11072+0804	0.57±0.42	1.43±0.36	1.61±0.62	4.89±0.36	0.98±0.54	...	6.66±0.38	1.30±0.26	1.65±0.40	↑
98	ZW067.027	↑	1.39±0.58	0.57±0.36	6.59±0.28	0.60±0.36	0.65±0.46	0.52±0.24	1.02±0.34	3.62±0.16	1.00±0.20	1.09±0.22	...
99	RXSJ11126+4541	2.03±0.62	2.01±0.52	1.37±0.84	9.20±0.48	0.35±0.30	0.53±0.32	0.47±0.24	0.82±0.36	23.75±0.20	0.75±0.16	0.57±0.12	...
100	PG1114+445	4.27±1.58	3.53±1.16	3.23±1.28	32.86±2.02	1.37±0.88	2.07±1.04	2.26±0.96	...	21.06±0.54	6.79±0.40	5.54±0.40	...
101	MCG+10.16.111	↑	2.18±0.70	1.82±0.30	12.12±0.24	0.76±0.26	0.98±0.34	0.57±0.12	0.61±0.16	2.99±0.12	1.07±0.14	1.05±0.14	0.18±0.16
102	SDSS J11278+0203	0.36±0.14	1.45±0.22	0.45±0.18	4.45±0.18	0.07±0.04	0.44±0.03	0.27±0.10	...	2.90±0.10	0.69±0.10	0.68±0.12	...
103	SBS1125+581	↑	5.44±0.62	2.17±0.58	14.82±0.60	0.77±0.54	1.12±0.78	1.21±0.40	2.22±0.88	18.94±0.26	3.50±0.40	3.18±0.38	0.45±0.30
104	SDSSJ11286+6335	2.66±0.68	2.71±0.50	1.34±0.50	9.55±0.24	0.16±0.10	↑	0.56±0.10	0.91±0.28	10.82±0.08	2.18±0.10	1.83±0.10	...
105	SBS1126+516	1.36±0.54	7.01±0.22	2.61±0.72	9.02±0.20	0.61±0.14	...	14.20±0.20	1.94±0.14	1.63±0.14	↑
106	MARK1447	↑	1.56±0.24	1.40±0.32	6.81±0.16	0.27±0.24	0.46±0.20	0.35±0.18	...	8.43±0.18	1.60±0.24	1.27±0.22	...
107	RXSJ11343+0411	↑	1.28±0.40	1.67±0.60	10.39±0.28	0.87±0.44	0.81±0.50	0.60±0.34	0.60±0.38	12.23±0.46	1.57±0.34	1.11±0.26	...
108	Q1134+0156	1.30±0.80	1.42±0.56	1.33±0.72	7.25±0.40	0.84±0.30	...	5.11±0.26	1.79±0.28	2.77±0.44	↑
109	RXSJ11376+1039	5.44±2.18	1.78±1.60	2.14±1.84	7.50±0.48	0.67±0.56	1.34±0.68	0.39±0.24	2.20±0.78	33.64±0.78	↑
110	MCG+06.26.012	↑	2.07±0.38	1.49±0.32	11.89±0.24	0.92±0.38	0.77±0.18	0.65±0.12	1.05±0.22	56.36±0.56	1.30±0.14	0.96±0.12	0.59±0.32
111	SDSSJ11401+1029	1.66±0.50	2.26±0.56	1.93±0.42	16.27±0.32	0.52±0.38	0.64±0.18	0.52±0.28	...	21.95±0.68	1.25±0.34	1.02±0.34	...
112	A1-125	↑	0.78±0.30	0.79±0.42	4.20±0.20	0.25±0.15	0.58±0.20	30.49±0.44	0.43±0.12	0.39±0.14	...
113	CG1453	1.54±0.54	0.67±0.38	0.99±0.46	5.04±0.36	0.58±0.26	1.07±0.48	7.07±0.58	0.74±0.24	0.56±0.18	...
114	UM449	↑	1.41±0.20	1.20±0.28	9.08±0.16	1.01±0.40	0.67±0.10	0.30±0.08	1.93±1.60	28.75±0.84	0.78±0.10	0.69±0.10	...
115	RXJ11437+1128	1.41±0.48	3.82±0.28	1.31±0.32	10.84±0.20	0.24±0.14	0.49±0.22	0.70±0.14	0.23±0.10	7.65±0.10	1.81±0.12	1.49±0.14	...
116	NGC3855	↑	5.69±0.54	6.08±0.64	62.91±0.74	1.52±0.42	1.40±0.36	2.69±0.48	...	16.43±0.72	2.46±0.20	3.29±0.30	...
117	SDSS J11457+0241	1.66±0.26	2.64±0.32	1.15±0.22	13.39±0.16	0.23±0.18	0.29±0.22	0.67±0.16	...	4.23±0.10	1.32±0.16	1.27±0.16	...
118	SDSSJ11458+0142	↑	5.24±0.34	3.17±0.36	26.68±0.32	0.72±0.38	0.93±0.30	2.11±0.30	...	8.77±0.16	2.37±0.20	2.04±0.18	...
119	1WGAJ1145.9+4613	1.95±0.58	1.30±0.30	1.68±0.48	8.63±0.26	0.39±0.32	0.65±0.38	0.71±0.16	0.45±0.22	19.12±0.52	0.94±0.18	0.83±0.20	...
120	RXSJ11479+0902	↑	4.09±0.78	6.26±0.64	44.55±0.42	1.30±0.30	1.18±0.24	2.77±0.30	1.59±0.34	17.82±0.36	3.39±0.46	2.20±0.32	...
121	Q1147+0025	0.45±0.22	0.50±0.24	0.37±0.26	1.55±0.12	...	0.28±0.16	2.47±0.14	0.22±0.08	0.22±0.06	...
122	HE1149-0313	↑	3.62±0.92	2.37±0.76	20.38±0.40	0.70±0.38	0.51±0.18	1.03±0.34	0.66±0.22	4.98±0.22	1.99±0.30	1.56±0.24	...
123	SDSSJ11536+1017	8.17±1.00	6.01±0.70	6.63±0.72	41.48±0.50	1.34±0.56	1.69±0.50	1.56±0.30	...	25.70±0.48	2.45±0.34	1.71±0.26	...
124	SDSSJ11555+1252	0.74±0.56	1.40±0.54	1.50±0.72	5.47±0.52
125	SDSSJ12001+1001	↑	2.90±0.50	3.44±0.52	23.60±0.46	1.23±0.40	1.47±0.42	0.97±0.30	2.20±0.58	11.95±0.34	1.53±0.26	1.52±0.28	...
126	MARK1310	↑	↑	9.53±0.54	76.47±0.42	1.44±0.34	2.28±0.62	3.59±0.26	1.31±0.28	31.13±0.38	5.28±0.26	5.69±0.28	0.43±0.36
127	UM472	↑	4.01±0.48	2.70±0.56	20.18±0.42	0.58±0.30	0.91±0.48	0.89±0.22	...	8.68±0.32	2.39±0.26	1.73±0.20	...
128	SDSSJ12059+4959	↑	10.06±0.54	3.92±0.30	40.76±0.30	1.00±0.30	1.30±0.38	1.02±0.36	0.91±0.28	15.10±0.16	1.81±0.30	1.52±0.24	...
129	RXSJ12095+3224	0.85±0.24	4.42±0.28	1.80±0.30	14.10±0.24	0.32±0.18	0.58±0.26	1.18±0.18	0.54±0.22	20.28±0.28	2.25±0.22	1.77±0.22	...
130	SDSSJ12103+0154	1.16±0.78	0.96±0.52	0.50±0.34	4.77±0.24	0.19±0.16	0.26±0.24	2.10±0.42	0.57±0.26	0.78±0.40	...
131	RXSJ12137+4227	↑	4.51±0.78	2.41±0.90	29.69±1.14	0.53±0.40	1.74±0.68	2.25±0.52	...	23.04±0.52	3.45±0.42	2.29±0.32	...
132	1AXG J121359+1404	0.73±0.46	0.40±0.20	0.55±0.34	2.02±0.22	...	0.13±0.11	0.20±0.12	...	1.12±0.26
133	SBS1213+549A	2.96±2.02	2.89±0.52	3.24±1.74	11.53±0.78	1.57±0.48	...	27.90±0.34	1.87±0.30	1.65±0.36	...
134	MS12143+3811	↑	4.55±0.24	1.00±0.24	8.86±0.14	0.12±0.08	0.15±0.06	0.68±0.14	...	19.83±0.30	2.56±0.14	2.33±0.12	...
135	MARK202	↑	↑	2.49±0.72	16.85±0.44	1.02±0.46	0.95±0.24	0.63±0.24	1.68±0.56	18.39±0.22	3.62±0.30	2.65±0.28	1.04±0.36
136	KISSR1285	↑	5.35±0.30	2.19±0.20	27.18±0.18	0.44±0.38	0.39±0.32	0.86±0.18	...	8.76±0.14	2.43±0.14	2.38±0.12	...
137	RXSJ12231+4744	2.80±0.88	0.98±0.22	1.29±0.65	5.33±0.40	0.41±0.30	0.37±0.30	0.19±0.10	...	10.62±0.34	0.50±0.16	0.39±0.14	...
138	4C54.27	2.32±0.38	5.67±0.28	2.03±0.26	23.17±0.26	0.26±0.20	0.47±0.24	1.13±0.24	...	10.98±0.30	3.63±0.32	1.99±0.20	...
139	MARK50	↑	↑	3.27±0.72	10.87±0.58	0.74±0.44	1.16±0.60	2.02±0.66	2.91±0.94	15.53±0.66	2.95±0.52	2.78±0.60</	

Tabla 3.2 continuación

ID	Galaxia	[Nev] λ3426	[OII] λ3727	[NeIII] λ3869	[OIII] λ5007	[FeIII] λ5721	[FeIII] λ6087	[OI] λ6300	[FeX] λ6374	Hα del. λ6364	[SII] λ6717	[SII] λ6731	[FeX] λ7892
143	NGC4388	↑	↑	38.20±0.50	606.76±1.92	2.75±0.66	4.42±0.72	40.80±0.82	...	281.10±0.56	73.06±0.56	86.91±0.68	...
144	NGC4395	↑	↑	35.36±0.28	334.70±0.18	0.69±0.26	0.98±0.24	34.07±0.18	...	125.29±0.16	24.71±0.08	30.72±0.08	...
145	2E1227+1403	↑	1.14±0.26	0.49±0.24	4.61±0.16	...	0.33±0.15	0.15±0.06	...	1.23±0.10	0.44±0.10	0.50±0.10	...
146	1E12287+123	0.40±0.22	0.97±0.42	...	2.65±0.24	0.27±0.22	0.30±0.20	0.25±0.20	0.44±0.28	14.36±0.34	0.75±0.16	0.61±0.14	...
147	RXSJ12325+0603	↑	0.98±0.24	0.77±0.34	5.47±0.18	0.46±0.26	0.65±0.18	0.27±0.08	0.84±0.30	6.03±0.20	0.92±0.12	0.76±0.12	...
148	SDSSJ12326+6624	↑	3.07±0.40	1.14±0.42	10.22±0.40	1.79±0.76	2.58±0.92	24.67±0.76	2.31±0.36	1.70±0.30	...
149	Q1232+6234	0.73±0.38	4.35±0.34	0.79±0.44	5.98±0.22	0.51±0.12	...	13.12±0.12	2.39±0.10	1.99±0.10	...
150	MCG+08.23.067	↑	5.83±0.88	1.61±0.72	15.83±0.28	0.32±0.18	0.30±0.16	1.41±0.20	...	5.69±0.12	3.40±0.24	2.66±0.22	...
151	IC3599	↑	↑	3.15±0.44	18.75±0.30	1.06±0.34	1.87±0.40	0.56±0.22	0.19±0.14	13.84±0.26	1.47±0.22	1.12±0.20	0.23±0.20
152	WAS61	↑	12.77±0.80	6.29±0.70	91.21±0.92	1.21±0.84	2.23±0.96	3.88±0.62	...	133.00±0.84	7.77±0.30	6.98±0.30	...
153	SDSSJ12451-0321	↑	7.15±0.30	2.86±0.22	38.91±0.18	0.64±0.26	0.76±0.42	1.32±0.12	...	14.84±0.16	4.23±0.16	3.47±0.14	...
154	PG1244+026	↑	4.68±0.94	1.98±0.80	20.51±0.28	...	1.24±0.38	1.11±0.22	1.95±0.36	31.18±0.30	2.34±0.24	1.91±0.20	1.58±0.50
155	SDSSJ12507-0249	↑	1.63±0.50	0.97±0.44	7.88±0.44	1.12±0.56	1.44±0.48	0.18±0.14	1.17±0.66	6.05±0.40	0.97±0.34	0.82±0.30	...
156	MARK236	↑	1.78±0.64	1.94±0.46	11.56±0.38	0.95±0.26	1.24±0.30	0.74±0.22	1.38±0.42	4.89±0.20	1.53±0.26	1.30±0.24	0.33±0.36
157	XCOM	↑	2.34±0.66	1.35±0.68	13.83±0.26	0.47±0.18	0.69±0.26	0.88±0.14	...	12.34±0.24	1.67±0.16	1.23±0.14	...
158	SBS1258+569	↑	2.13±0.34	2.28±0.30	11.26±0.24	1.31±0.20	1.95±0.18	0.79±0.10	1.41±0.22	45.36±0.40	0.67±0.14	0.77±0.16	0.85±0.18
159	SDSSJ13028+0253	↑	1.23±0.34	0.90±0.34	6.01±0.30	1.02±0.38	0.44±0.20	0.33±0.16	0.41±0.28	2.02±0.10	0.43±0.12	0.53±0.16	...
160	RXSJ13042+0205	2.81±1.16	0.64±0.54	3.16±1.80	4.02±0.62	13.74±0.42	↑
161	MARK64	2.40±1.12	1.22±0.54	1.30±0.70	7.21±0.60	0.39±0.35	0.51±0.44	0.74±0.40	...	8.41±0.54	↑
162	RXSJ13071+3945	↑	1.08±0.30	0.74±0.30	3.89±0.16	0.47±0.22	0.57±0.18	0.14±0.08	0.57±0.30	10.69±0.34	0.48±0.10	0.40±0.12	...
163	SDSS J13097+0148	1.13±0.30	4.30±0.32	1.19±0.32	9.19±0.16	0.30±0.18	0.17±0.14	0.68±0.20	...	6.31±0.24	2.13±0.26	1.63±0.24	...
164	SDSSJ13115+1424	↑	3.37±0.64	2.22±0.52	20.95±0.28	0.66±0.26	1.36±0.30	0.61±0.18	1.68±0.90	25.30±0.24	1.63±0.22	1.33±0.22	0.29±0.22
165	PG1309+355	8.48±3.54	4.11±2.44	7.80±2.90	45.96±1.78	0.64±0.60	0.91±0.56	2.07±1.14	...	32.68±1.08	↑
166	SDSSJ13130-0210	↑	2.42±0.56	1.88±0.56	11.67±0.20	0.53±0.22	0.70±0.32	0.91±0.20	...	8.27±0.42	1.49±0.18	1.55±0.20	...
167	NPM1G+42.0343	↑	2.85±0.58	0.90±0.50	7.14±0.44	0.44±0.40	0.62±0.50	0.38±0.32	0.60±0.44	15.78±0.22	1.87±0.22	1.61±0.20	0.37±0.30
168	IRAS13144+4508	↑	9.24±0.26	7.63±0.28	61.56±0.18*	2.32±0.36	4.34±0.44	1.62±0.14	0.48±0.12	33.90±0.28	3.94±0.14	3.18±0.12	0.31±0.16
169	RXSJ13199+5235	↑	1.80±0.20	0.84±0.16	7.01±0.10	0.15±0.10	0.29±0.10	0.60±0.08	0.41±0.08	5.86±0.08	0.83±0.06	0.70±0.06	0.74±0.30
170	SBS 1320+551	↑	20.28±1.56	10.33±1.74	87.77±1.74	0.60±0.38	0.88±0.74	5.46±0.64	...	28.80±0.62	8.38±0.48	9.70±0.60	...
171	LCRSJ1328-0307	↑	1.31±0.24	0.94±0.24	11.05±0.10*	0.22±0.16	0.27±0.18	0.21±0.08	...	2.39±0.12	0.46±0.14	0.30±0.10	...
172	SBS1332+580	2.27±0.54	1.20±0.44	1.04±0.44	7.00±0.30	0.33±0.16	0.65±0.24	0.30±0.18	0.99±0.24	18.52±0.36	0.68±0.20	0.70±0.18	0.50±0.24
173	SDSSJ13394+6629	0.84±0.32	2.31±0.30	0.58±0.38	5.66±0.24	0.23±0.16	...	0.48±0.28	...	8.83±0.14	1.78±0.30	1.00±0.20	...
174	RXSJ13406+4036	2.14±1.10	2.21±0.40	1.03±0.72	7.95±0.32	0.32±0.10	...	11.62±0.28	1.38±0.16	1.06±0.14	...
175	RXSJ13425+3829	1.88±0.38	1.16±0.20	2.02±0.18	9.00±0.24	0.47±0.22	0.58±0.12	0.42±0.18	0.65±0.26	3.47±0.14	0.71±0.18	0.69±0.20	↑
176	SDSSJ13438+0004	↑	0.83±0.20	0.75±0.18	5.98±0.14	0.23±0.15	0.44±0.20	0.11±0.08	...	3.54±0.16	0.34±0.14	0.38±0.14	...
177	1WGAJ1343.9+2712	↑	1.05±0.14	0.62±0.18	6.82±0.22	0.17±0.12	0.27±0.14	0.55±0.24	...	9.42±0.32	1.10±0.20	1.06±0.20	...
178	IRAS13428+6652	4.40±1.70	10.07±0.84	4.41±1.44	19.06±0.36	0.61±0.50	...	1.29±0.24	...	35.84±0.26	5.90±0.24	4.86±0.24	...
179	SBS1343+544	0.92±0.34	0.53±0.18	0.76±0.28	3.68±0.24	0.21±0.15	0.40±0.34	2.76±0.30	0.38±0.14	0.47±0.22	↑
180	SDSSJ13454-0259	↑	1.85±0.34	0.70±0.30	10.79±0.10*	0.18±0.10	0.27±0.18	0.48±0.12	...	8.03±0.16	1.38±0.10	1.27±0.10	...
181	RXSJ13458+1144	2.28±0.58	4.93±0.40	2.90±0.30	23.71±0.24	0.23±0.16	0.19±0.15	1.30±0.28	...	6.48±0.24	1.91±0.22	1.47±0.18	...
182	SDSSJ13460+0016	1.00±0.18	5.13±0.22	1.81±0.20	19.12±0.16	0.73±0.20	...	5.68±0.26	1.85±0.24	1.74±0.22	↑
183	UM614	↑	23.30±0.82	10.14±0.52	77.84±0.50	2.08±0.36	2.05±0.32	4.37±0.52	3.93±0.74	45.96±0.32	8.62±0.68	6.89±0.52	0.82±0.42
184	NPM1G+65.0097	1.95±0.58	11.35±0.40	3.59±0.40	43.67±0.36	0.13±0.10	0.17±0.15	1.41±0.34	...	22.83±0.46	4.19±0.30	5.98±0.40	↑
185	SBS1353+564	4.52±0.84	9.37±0.90	4.67±0.56	49.49±0.68	0.44±0.30	0.98±0.36	3.40±0.32	...	64.78±0.60	4.62±0.28	5.03±0.28	...
186	SDSSJ13557+6440	↑	4.74±1.02	5.96±0.56	46.31±0.28	1.60±0.24	2.53±0.20	1.74±0.32	2.00±0.54	21.87±0.32	1.88±0.34	2.12±0.40	↑
187	SDSSJ14003+0502	↑	29.94±0.94	9.09±0.88	111.88±0.76	1.39±0.50	1.81±0.94	6.05±0.62	...	27.60±0.36	17.96±0.62	11.33±0.44	...
188	UM625	↑	↑	7.09±0.52	67.01±0.22	1.44±0.42	1.58±0.48	4.12±0.16	...	52.78±0.26	7.12±0.20	6.61±0.20	...
189	MS13591+0430	2.39±1.30	1.71±0.62	1.70±1.48	9.73±0.74	0.30±0.24	...	22.25±0.46	1.67±0.32	1.22±0.34	...
190	IRAS14030+5338	↑	1.81±0.82	0.90±0.80	10.45±0.40	0.35±0.22	0.46±0.26	0.49±0.20	0.36±0.24	7.07±0.16	2.11±0.20	1.45±0.16	...
191	NGC5506	↑	↑	20.49±0.72	441.16±1.40	2.62±1.14	4.65±1.20	47.18±0.88	...	185.09±0.30	127.95±0.92	114.13±0.80	...
192	MS14138+1400	1.35±0.36	1.01±0.22	0.54±0.18	4.41±0.20	0.18±0.10	0.41±0.14	0.17±0.12	...	2.19±0.14	0.40±0.12	0.36±0.12	...
193	SBS1415+566	2.43±1.34	1.51±0.48	1.86±1.20	6.55±0.28	...	0.23±0.12	0.48±0.20	...	23.79±0.48	0.82±0.16	0.68±0.16	...
194	NGC 5548	↑	↑	71.21±2.72	459.32±2.46	8.70±1.60	16.00±2.16	26.92±1.90	8.41±1.56	124.71±0.98	33.51±1.24	29.49±1.24	1.85±1.02
195	SDSSJ14194+0139	↑	3.33±0.40	4.72±0.68	19.73±0.40	0.96±0.60	1.19±0.72	1.03±0.30	...	16.22±0.22	2.41±0.26	2.13±0.26	...
196	CG404	↑	0.95±0.32	0.66±0.30	8.41±0.34	0.53±0.32	0.41±0.14	0.32±0.24	...	1.90±0.20	0.51±0.20	0.51±0.20	...
197	SDSSJ14248+0008	1.68±0.36	4.78±0.46	1.19±0.48	10.17±0.30	0.18±0.14	0.18±0.10	0.56±0.22	...	7.40±0.20	2.12±0.26	1.54±0.24	...
198	SBS 1426+573	↑	8.49±0.62	5.43±0.30	58.59±0.40	0.97±0.26	1.97±0.36	2.01±0.14	0.46±0.12	26.08±0.20	4.40±0.14	4.29±0.14	0.31±0.14
199	SDSSJ14294+4518	↑	2.41±0.48	1.76±0.38	18.38±0.28	0.48±0.28	0.80±0.26	0.84±0.20	...	9.72±0.30	1.89±0.20	1.41±0.16	...
200	PG1427+480	3.51±0.76	2.52±0.48	2.47±0.60	20.93±0.42	0.25±0.18	0.64±0.36	0.76±0.22	...	6.14±0.30	1.44±0.26	1.01±0.22	↑
201	Zw163.074	↑	3.97±0.38	2.26±0.36	16.87±0.32	0.62±0.34	0.86±0.34	1.20±0.26	0.29±0.22	11.68±0.18	2.51±0.26	2.28±0.24	...
202	HE1430-0108	↑	1.40±0.34	0.38±0.36	4.32±1.00	0.77±0.34	1.31±0.58	13.28±0.30	1.11±0.24	0.81±0.18	...
203	Zw047.107	↑	0.79±0.32	0.29±0.18	2.72±0.24	0.25±0.22	0.29±0.18	0.13±0.10	...	2.93±0.14	0.51±0.14	0.52±0.14	...
204	MARK474	↑	4.60±0.66	3.61±0.72	27.80±0.54	1.88±0.68	1.73±0.60	2.14±0.38	2.24±0.82	26.54±0.66	3.32±0.42	3.01±0.36	...
205	TOL1437+030	↑	10.94±0.34	4.11±0.24	52.78±0.12	0.53±0.22	0.63±0.14	2.37±0.08	0.34±0.10	27.95±0.12	3.90±0.08	3.89±0.08	...
206	MARK 477	↑	150.28±1.52	67.04±1.44	808.60±0.64*	3.16±0.46	5.41±0.56	50.46±0.32	...	237.79±0.42	43.45±0.28	45.72±0.28	...
207	SDSSJ14421+3844	1.44±0.56	1.32±0.50	0.78±0.40	6.36±0.18	...	0.47±0.40	0.42±0.14	...	2.30±0.14	0.88±0.24	0.55±0.18	...
208	IRAS 14474+4233	8.20±1.00	5.06±0.42	4.49±0.96	25.30±0.54	1.48±1.06	2.88±1.06	1.12±0.36	0.39±0.30	2.01±0.16	2.40±0.20	1.69±0.20	↑
209	SDSSJ14496+4747	↑	1.69±0.42	0.95±0.38	10.80±0.30	0.57±0.24	0.66±0.26	0.56±0.22	0.68±0.44	5.43±0.26	1.12±0.20	1.08±0.18	...
210	SDSSJ14503+0152	↑	2.87±0.28	2.01±0.36	13.44±0.30	1.14±0.36	1.32±0.36	0.70±0.22	0.40±0.24	7.61±0.20	1.86±0.16	1.53±0.16	0.29±0.10
211	SDSSJ14548+0038	↑	14.28±0.56	5.95±									

Tabla 3.2 continuación

ID	Galaxia	[Nev] λ3426	[OII] λ3727	[NeIII] λ3869	[OIII] λ5007	[FeIII] λ5721	[FeIII] λ6087	[OI] λ6300	[FeX] λ6374	Hα del. λ6364	[SII] λ6717	[SII] λ6731	[FeX] λ7892
215	HE1503+0228	2.15±0.76	2.49±0.48	1.30±0.62	8.20±0.46	1.02±0.50	...	24.19±0.46	1.93±0.24	1.29±0.24	...
216	SDSSJ15104+0058	↑	1.83±0.38	1.07±0.28	11.04±0.24	0.50±0.26	0.64±0.20	0.39±0.12	0.17±0.12	5.57±0.14	0.93±0.12	0.81±0.12	...
217	2MASSJ15134+4654	2.20±1.04	1.46±0.46	1.02±0.94	9.69±0.84	40.60±0.84	2.08±0.48	1.37±0.46	↑
218	IRAS 15176+5216	1.90±0.86	3.91±0.54	2.28±1.26	17.64±0.68	0.29±0.20	0.86±0.70	0.77±0.32	...	13.19±0.52	2.86±0.50	1.32±0.32	...
219	SBS1518+593	↑	3.03±0.46	4.25±0.48	28.97±0.44	1.66±0.22	2.61±0.22	2.79±0.26	1.78±0.32	15.82±0.24	2.28±0.22	1.73±0.18	0.47±0.22
220	SDSSJ15216+0337	1.68±0.421	11.32±0.52	5.45±0.56	36.70±0.38	↑	268.83±8.40	4.30±0.88	4.69±1.18	...
221	NPM1G+00.0492	↑	4.86±0.36	2.01±0.32	27.41±0.30	1.39±0.52	1.46±0.54	1.83±0.36	...	13.80±0.22	3.58±0.26	3.45±0.26	...
222	SDSSJ15342+3034	↑	1.47±0.50	1.38±0.56	10.85±0.34	1.16±0.24	2.52±0.36	0.71±0.46	2.36±0.58	18.19±0.58	1.57±0.42	1.05±0.30	0.24±0.22
223	SDSSJ15356+5644	2.42±0.70	2.02±0.26	2.03±0.36	12.66±0.20	0.27±0.18	0.60±0.26	0.38±0.16	...	6.19±0.24	1.79±0.20	1.08±0.16	↑
224	MARK290	↑	12.53±1.14	16.92±1.34	143.61±1.24	2.40±1.00	4.88±0.64	5.79±0.60	...	59.76±1.14	9.34±0.64	7.43±0.54	...
225	HS1538+3600	2.26±0.50	1.63±0.64	2.24±0.26	11.79±0.32	0.53±0.16	0.89±0.16	...	0.53±0.40	23.72±0.72
226	SDSSJ15438+3631	↑	5.02±0.52	1.90±0.40	22.00±0.34	0.42±0.28	0.69±0.34	1.21±0.22	0.37±0.16	10.83±0.20	3.10±0.32	1.95±0.20	...
227	NPM1G+28.0354	↑	12.85±0.62	5.56±0.58	64.49±0.32	0.73±0.32	1.06±0.28	3.21±0.30	...	31.83±0.24	6.54±0.30	6.75±0.32	...
228	KISSR2022	↑	2.39±0.42	1.04±0.32	12.46±0.22	↑	0.48±0.22	0.48±0.16	0.38±0.30	4.53±0.20	1.30±0.18	1.00±0.18	...
229	3C323.1	7.25±2.04	4.25±1.08	5.27±1.44	36.57±0.48	0.60±0.52	0.73±0.60	1.95±0.44	...	17.33±0.62	↑
230	MS15453+0305	↑	3.12±0.42	1.45±0.46	11.13±0.30	0.51±0.32	1.03±0.40	0.74±0.28	...	4.05±0.18	1.87±0.20	1.54±0.22	...
231	1E1602+2410	↑	2.97±0.32	1.38±0.46	14.60±0.28	0.76±0.42	1.10±0.42	0.49±0.10	0.53±0.18	8.85±0.20	1.42±0.14	1.39±0.16	...
232	RXSJ16050+3305	↑	1.36±0.48	0.64±0.28	8.32±0.20	0.56±0.32	0.56±0.26	0.37±0.16	0.83±0.20	2.20±0.12	1.17±0.26	0.77±0.14	0.23±0.16
233	SDSSJ16053+3756	1.25±0.80	0.33±0.26	0.62±0.62	6.06±0.62	2.97±0.26	0.63±0.26	0.32±0.18	↑
234	RXSJ16107+3303	↑	2.88±0.46	3.34±0.54	29.32±0.24*	0.51±0.24	0.61±0.22	1.14±0.34	...	8.14±0.26	1.42±0.26	1.17±0.22	...
235	NPM1G+49.0323	↑	7.24±0.46	3.93±0.34	45.37±0.38	0.71±0.28	0.76±0.26	1.62±0.18	...	14.41±0.20	3.19±0.18	3.38±0.18	...
236	MCG+06.36.003	↑	2.82±0.50	2.33±0.54	14.41±0.26	0.71±0.38	0.84±0.36	1.21±0.26	1.25±0.36	4.97±0.24	2.64±0.24	2.13±0.22	...
237	TON256	7.36±1.12	27.68±0.98	13.71±0.64	138.56±0.84	1.01±0.64	1.37±0.52	5.40±0.40	...	68.96±0.70	10.65±0.44	8.14±0.40	...
238	RXSJ16181+3619	↑	1.51±0.42	0.62±0.24	5.90±0.20	0.58±0.42	0.30±0.20	0.50±0.12	1.15±0.28	16.45±0.30	0.55±0.12	0.39±0.10	0.69±0.22
239	Zw137.078	↑	1.94±0.32	2.70±0.24	21.00±0.32	1.05±0.28	1.36±0.30	0.64±0.22	2.01±0.52	15.89±0.30	1.38±0.16	1.21±0.14	0.81±0.28
240	MARK699	↑	5.64±0.56	12.41±0.50	67.38±0.62	3.01±0.46	4.42±0.26	1.95±0.24	3.62±0.40	45.57±0.34	2.20±0.22	2.19±0.24	1.64±0.42
241	SDSSJ16335+2459	↑	2.51±0.28	1.11±0.20	11.48±0.30	0.61±0.38	0.71±0.32	0.71±0.24	...	3.40±0.18	1.52±0.28	1.44±0.24	...
242	IRAS F16320+3730	0.79±0.30	1.74±0.38	1.55±0.56	9.37±0.30	0.60±0.22	...	4.72±0.12	0.87±0.16	0.92±0.22	↑
243	SDSSJ16365+4202	↑	1.45±0.60	0.48±0.54	3.11±0.28	0.64±0.28	0.66±0.28	1.22±0.24	0.59±0.28	0.48±0.16	...
244	SDSS J16472+3843	1.71±0.24	2.04±0.24	1.47±0.32	12.05±0.32	0.16±0.10	0.15±0.12	0.52±0.10	...	5.26±0.12	0.93±0.14	0.89±0.14	...
245	RXSJ16480+2956	↑	3.87±0.28	2.80±0.26	26.22±0.28	0.76±0.18	1.17±0.20	1.29±0.18	1.32±0.20	22.88±0.28	1.91±0.20	1.70±0.20	...
246	EXO1652.4+3930	↑	1.50±0.44	0.76±0.32	4.25±0.26	0.21±0.20	0.11±0.18	0.26±0.16	0.90±0.38	23.29±0.36	0.51±0.14	0.59±0.16	...
247	RXSJ16558+2146	7.34±1.22	18.41±0.94	10.63±0.76	113.75±0.58	0.62±0.28	0.57±0.18	2.77±0.24	...	56.56±0.48	6.96±0.24	6.20±0.26	...
248	NGC6264	↑	7.75±0.54	3.23±0.42	51.99±0.34	0.77±0.28	1.04±0.32	1.05±0.36	...	21.10±0.32	6.60±0.26	4.73±0.24	...
249	SDSSJ17034+6141	↑	1.58±0.40	2.25±0.58	11.48±0.44	0.77±0.30	1.21±0.36	0.89±0.32	0.98±0.24	2.66±0.40	1.11±0.24	0.89±0.16	...
250	SDSSJ17055+3340	3.28±1.94	1.93±0.60	3.15±2.08	3.79±0.40	10.86±0.16	1.31±0.16	1.07±0.16	...
251	SDSSpJ17082+6015	0.45±0.28	0.43±0.20	0.15±0.11	1.52±0.20	0.10±0.08	0.26±0.20	4.82±0.34	0.22±0.15	0.20±0.15	...
252	SDSSpJ17121+5847	1.42±0.36	0.59±0.30	1.04±0.32	5.12±0.20	...	0.23±0.14	19.70±0.58	↑
253	SBS1713+580	↑	1.59±0.54	3.88±1.26	16.42±1.08	...	2.23±0.56	0.51±0.40	...	10.86±0.76	1.63±0.36	1.09±0.22	...
254	SDSSJ17271+6322	0.88±0.50	2.51±0.54	1.32±0.52	8.65±0.26	0.60±0.36	...	4.55±0.42	2.42±0.46	1.06±0.24	↑
255	IRAS17371+5615	↑	4.01±0.30	1.57±0.26	19.98±0.14	0.17±0.10	0.32±0.16	0.87±0.22	...	10.25±0.20	2.33±0.26	2.05±0.26	...
256	SDSSJ20546-0537	1.20±0.30	7.83±0.28	1.39±0.26	14.92±0.08*	0.11±0.06	0.20±0.10	0.90±0.10	...	14.38±0.10	2.49±0.10	2.00±0.10	...
257	SDSSJ21461-0704	1.79±0.38	0.84±0.48	1.32±0.60	7.19±0.38	0.47±0.28	0.57±0.30	0.28±0.18	...	1.36±0.16	1.02±0.30	0.93±0.30	...
258	SDSSJ21488-0844	1.72±0.68	0.67±0.18	1.44±0.42	7.32±0.30	0.65±0.28	0.52±0.24	0.16±0.12	...	22.24±0.56	0.39±0.14	0.37±0.16	...
259	SDSSJ21510-0837	2.19±0.88	1.45±0.48	0.78±0.50	6.40±0.40	0.32±0.26	0.63±0.26	49.67±0.42	1.21±0.28	0.51±0.14	...
260	SDSSJ22025-0732	↑	2.81±0.36	2.05±0.28	15.95±0.36	0.59±0.18	1.12±0.24	0.99±0.16	1.78±0.42	19.17±0.20	1.58±0.18	1.50±0.18	...
261	SDSSJ22209-0753	0.69±0.50	0.66±0.38	0.93±0.48	2.31±0.26	0.44±0.12	0.18±0.08	0.22±0.18	0.72±0.40	5.33±0.40	0.55±0.18	0.26±0.14	...
262	MARK926	↑	67.71±1.44	22.05±1.44	196.95±1.72	2.83±0.72	3.68±1.20	23.17±0.92	...	66.88±0.80	36.05±0.96	34.15±0.96	...
263	RXSJ23087-0911	3.11±0.24	6.32±0.30	3.93±0.28	40.67±0.16	0.30±0.14	0.39±0.22	1.54±0.18	...	12.00±0.18	2.72±0.22	2.12±0.18	↑
264	SDSSpJ23474-0106	0.65±0.30	0.65±0.40	0.34±0.42	2.61±0.20	...	0.33±0.46	5.98±0.44	0.49±0.26	0.28±0.16	↑
265	SDSSJ23569-1016	↑	10.98±0.56	5.57±0.46	60.93±0.34	3.38±0.36	5.37±0.36	2.24±0.28	4.47±0.84	43.92±0.34	5.65±0.28	4.80±0.26	1.80±1.20

◇ valor dudoso
 † fuera del rango espectral
 ‡ en zona que donde no hay información
 * suma de dos componentes

Como ya se dijo, la muestra final de espectros con emisión coronal (MT), de 265 objetos, está integrada por objetos con emisión de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ (o de $[\text{Fe VII}] \lambda 5721$) o, en su defecto, en el caso de objetos con z altos, la línea de $[\text{Ne V}] \lambda 3426$. La gran mayoría de ellos (90%) provienen de una muestra inicial seleccionada de 1805 espectros limitada por magnitud aparente de hasta 17.5. Está integrada en un 90% por objetos ubicados en el hemisferio norte celeste y relativamente distribuidos con uniformidad en ascensión recta salvo por dos vacíos comprendidos entre 3.5^h - 7.5^h y 17.5^h - 20^h . Es claro que la muestra está sesgada hacia objetos inherentemente brillantes, y así 2/3 de ella son objetos Sy1 “normales”. Unos 25 objetos de la muestra MT fueron escogidos a mano (esto es, sin recurrir a una búsqueda sistemática) no solamente con el propósito obvio de incrementar la muestra *per se*, sino también, y principalmente, por aumentar el porcentaje de galaxias Sy2 y NLS1. Aun cuando estos últimos objetos se anexaron sin seguir un patrón de búsqueda sistemático, la estadística que se examinará en la sección 4.2 se hará solo con aquella fracción mayoritaria de objetos con emisión coronal proveniente de la búsqueda inicial de los 1805 objetos.

En el próximo capítulo expondremos los resultados concernientes a este estudio de los espectros del Sloan.

Capítulo 4

Líneas coronales en una muestra del SDSS (II)

Se vio en el capítulo anterior la manera como se seleccionaron los objetos que integran la muestra, la identidad de los objetos que la componen así como los valores de los flujos de las principales líneas de emisión hallados en sus espectros. En el presente capítulo damos a conocer los principales resultados con base en los valores fotométricos de las muestras de objetos analizadas, los valores de flujos integrados de las líneas de emisión, de valores de rayos X (tanto suaves como duros) y de radio en 1.4 GHz hallados en la literatura y en páginas *on line*.

4.1. La emisión coronal en la muestra MT

En la presente sección se describe el grado de aparición de las principales LCs halladas en el óptico para la muestra MT, constituida por 265 objetos, para efectos de contrastar algunas razones de flujo con sus valores teóricos y con los hallados por otros autores.

Como ya se dijo en el capítulo anterior, en la tabla 3.2 están contenidos los valores de los flujos integrados para las líneas: [Ne v] $\lambda 3426$, [O II] $\lambda 3727$, [Ne III] $\lambda 3869$, [O III] $\lambda 5007$, [Fe VII] $\lambda \lambda 5721, 6087$, [O I] $\lambda 6300$, [Fe X] $\lambda 6374$, $H\alpha$, [S II] $\lambda \lambda 6717, 6731$ y [Fe XI] $\lambda 7892$. Los flujos integrados fueron medidos asumiendo en todos los casos modelos gaussianos. Uno de los objetos de la muestra (Mrk 699 o III Zw 77) ya había sido estudiado por Osterbrock (1981). Para dicho objeto, las razones de líneas entre las LCs cuyos flujos se hallan en la tabla 3.2 son virtualmente idénticas a las razones reportadas por Osterbrock.

Salvo pocos casos, la detección de la línea de [Fe VII] $\lambda 6087$ viene acompañada por la presencia de [Fe VII] $\lambda 5721$. Un ejemplo de la existencia de estas dos líneas en un espectro de una galaxia Seyfert puede verse en la figura 4.1. De los 222 objetos (84 %) en los que existe registro de ambas líneas simultáneamente se desprende que en promedio la relación de flujos [Fe VII] $\lambda 6087$ / [Fe VII] $\lambda 5721$ es igual a 1.45, pero con valores máximo y mínimo de 4.4 y 0.4 respectivamente. La razón teórica entre los flujos

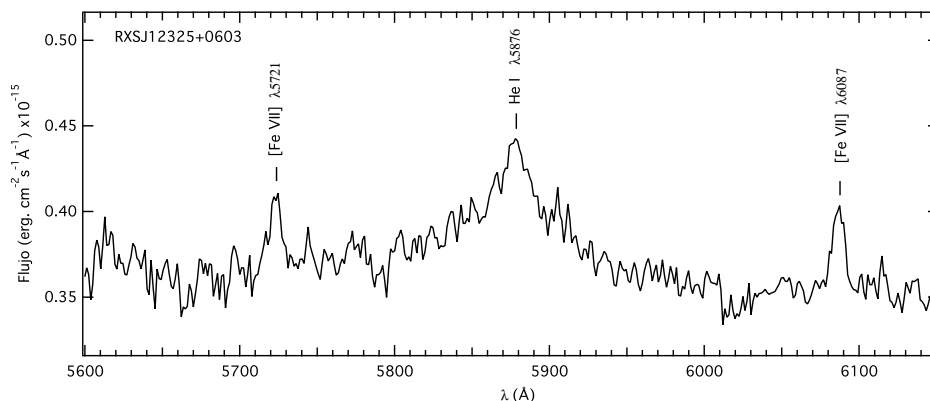


Figura 4.1: Sector ampliado del espectro óptico de la galaxia RXSJ12325+0603 en el que se observa emisión de [Fe VII] $\lambda 5721$ y [Fe VII] $\lambda 6087$. Las unidades de flujo vienen en 10^{-15} $\text{erg. cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$.

de estas dos líneas es de 1.52 (Berrington, Nakazaki & Norrington, 2000)¹, valor próximo a las razones de sus correspondientes probabilidades de transición, lo que es de esperarse cuando las líneas surgen de un nivel superior común (ver figura 4.22). Como comparación, un espectro promedio de cuasares (que incluyó también galaxias Sy1 de acuerdo con la definición de cuasares adoptada por estos investigadores) realizada con 2200 espectros del SDSS, arroja para la relación [Fe VII] $\lambda 6087$ /[Fe VII] $\lambda 5721$ un valor promedio significativamente más bajo, del orden de 1.03 (Vanden Berk et al., 2001). Es probable que la dispersión de la relación encontrada en nuestros datos sea atribuible a la dificultad inherente en medir la línea de [Fe VII] $\lambda 5721$, bien por la fijación del continuo, una baja relación S/R y el hecho de que es una línea intrínsecamente más débil.

La línea de [Fe X] $\lambda 6374$ aparece sólo en 96 objetos (36 %). Su emisión revela energías de ionización más del doble de la necesaria para la formación de Fe^{+6} , esto es, de 235 eV. Un ejemplo de emisión de [Fe X] $\lambda 6374$ puede observarse en la figura 4.2. Tal y como ocurre con las líneas de Fe VII, usualmente, aunque no siempre, la línea muestra corrimiento al azul. Este hecho ayuda a complicar el modelamiento de [Fe X] $\lambda 6374$, pues casi siempre aparece mezclada con la línea [O I] $\lambda 6364$, por lo que, con alguna frecuencia, se hizo necesario desacoplar las líneas colocando como referencia para la determinación de [O I] $\lambda 6364$ el ancho de la línea [O I] $\lambda 6300$ y, en algunos casos donde el desacople fue particularmente complicado, fijando el flujo de [O I] $\lambda 6364$ como el de 1/3 del flujo [O I] $\lambda 6300$ (Pelat, Alloin & Bica, 1987). Una complicación adicional en la medición del flujo de [Fe X] $\lambda 6374$, es la dificultad inherente en la fijación del continuo en algunas galaxias Seyfert 1, pues el ala azul de la componente ancha de $\text{H}\alpha$ se extiende a esa región espectral.

La razón observada entre [Fe X] $\lambda 6374$ /[Fe VII] $\lambda 6087$, para aquellos objetos que emiten ambas líneas, exhibe una amplia dispersión. Posee un valor promedio de 1.34, pero con valores mínimo y máximo de 0.07 y 10.0, respectivamente. Un poco menos de la mitad arroja [Fe X]/[Fe VII] > 1. Esto también es ob-

¹ Advertimos que en este artículo el valor de la probabilidad de transición correspondiente a la del [Fe VII] $\lambda 5721$ (que de acuerdo con la notación de esa tabla corresponde a los índices 1-4), está errado. Allí aparece 3.25 cuando el valor correcto es 0.372, ver <http://www.chianti.rl.ac.uk/v5.1/dbase/fe/fe-7/fe-7.wgfa>

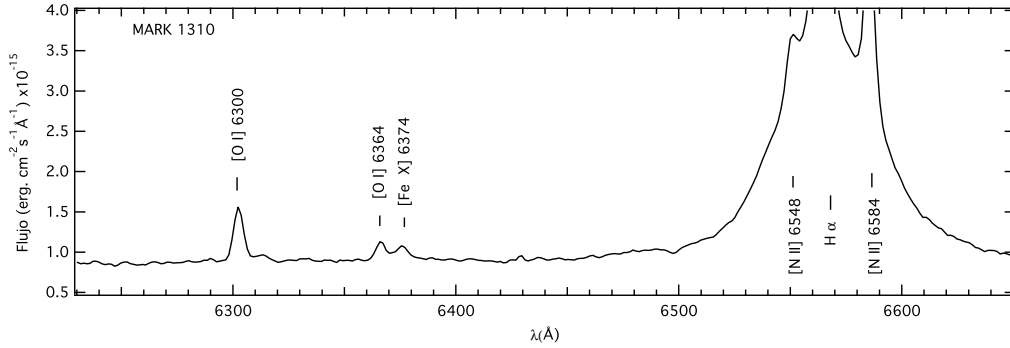


Figura 4.2: Sector ampliado del espectro óptico de la galaxia MARK 1310 en el que se observa emisión de [Fe x] $\lambda 6374$. Las unidades de flujo vienen en 10^{-15} erg. cm $^{-2}$ s $^{-1}$ Å $^{-1}$.

servado en algunos de los objetos de la muestra de Nagao, Taniguchi & Murayama (2000) como también por Mullaney & Ward (2008) pero en proporciones un poco menores. La amplia dispersión tiene su explicación principalmente en la dificultad en la separación del flujo entre [O I] $\lambda 6364$ y [Fe x] $\lambda 6374$ así como en la fijación del continuo para objetos con componentes anchas notables.

Otra línea que se observa en los espectros, aunque menos frecuente, es [Fe xi] $\lambda 7892$. En aquellas galaxias donde $z \geq 0.165$ dicha línea queda por fuera del rango espectral, lo que ocurre con cerca del 14 % de los objetos de la muestra. Con todo, esta línea es observada en 38 objetos de la muestra y, teniendo en cuenta la energía requerida para la ionización de Fe $^{+10}$ (262 eV), no es de extrañar que dichos objetos

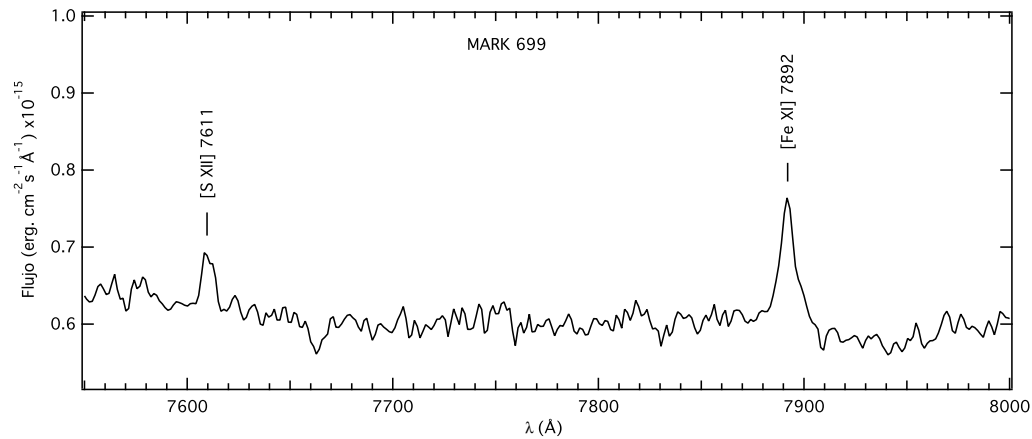


Figura 4.3: Sector ampliado del espectro óptico de la galaxia MARK 699 donde se observa intensa ionización sustentada en emisión de [Fe xi] $\lambda 7892$ y la bastante inusual emisión de [S xii] $\lambda 7611$ (rasgo detectado pero no identificado por Osterbrock (1981)). Las unidades de flujo vienen en 10^{-15} erg. cm $^{-2}$ s $^{-1}$ Å $^{-1}$.

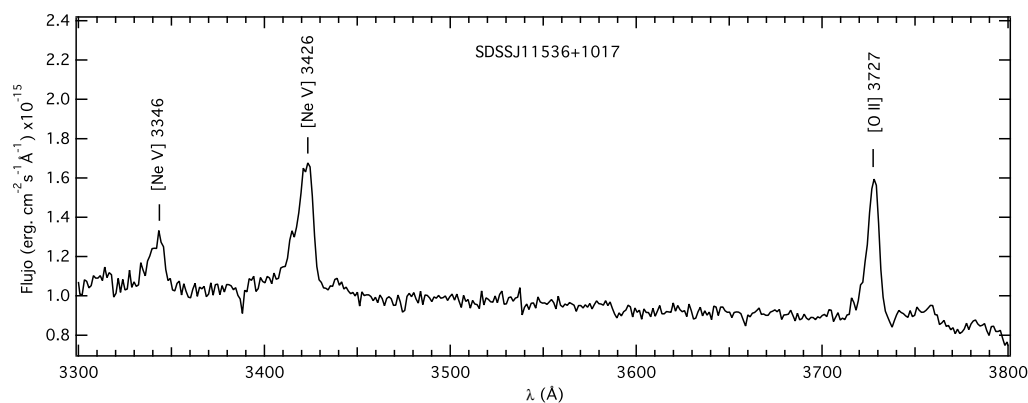


Figura 4.4: Sector ampliado del espectro óptico de la galaxia SDSSJ11536+1017 en la cual se observa la línea [Ne v] $\lambda 3426$. Para galaxias con $z \geq 0.1356$, es factible observar también en los espectros del Sloan la línea [Ne v] $\lambda 3346$. Las unidades de flujo vienen en $10^{-15} \text{ erg. cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

sean emisores también de [Fe x] $\lambda 6374$. Sin embargo, para objetos con $z \leq 0.166$ (esto es, donde es posible observarla) no se observó emisión de [Fe XI] $\lambda 7892$ en cerca de 35 objetos que sí son emisores de [Fe x] $\lambda 6374$. Se observa que la relación [Fe XI]/[Fe x] arroja un promedio de 0.54 (un 10% de los objetos con emisión simultánea de las líneas arroja un valor superior a 1). Dicha relación para Mullaney & Ward (2008) es más alta, de 0.98, y puede evidenciar, como ya se mencionó, en la dificultad inherente en desacoplar el [O I] $\lambda 6300$ en numerosos casos. Igualmente posible es que la diferencia radique en la forma como se seleccionaron los objetos para ambas muestras: la de Mullaney & Ward (2008) está conformada por objetos con presencia de [Fe x] $\lambda 6374$, en tanto que la nuestra está fundamentalmente constituida por objetos con presencia de Fe VII. En la figura 4.3 se observa el caso poco frecuente de emisión intensa de [Fe XI] $\lambda 7892$ en la galaxia MARK 699, particularmente notable por la fuerte intensidad de sus líneas coronales, llegándose a observar incluso [S XII] $\lambda 7611$.

Para objetos de la muestra en los que $z \geq 0.1095$ es posible detectar emisión de [Ne v] $\lambda 3426$. De hecho, y tal como se comentó arriba, esto motivó en parte una búsqueda adicional de objetos. Si el objeto posee un corrimiento al rojo aun mayor ($z \geq 0.1356$) es posible también detectar la línea [Ne v] $\lambda 3346$. De los objetos que integran la muestra fue posible observar ambas líneas en 40 de ellos (15% de la muestra). Un ejemplo de la emisión simultánea de ambas líneas, que conforman un doblete, se observa en la galaxia SDSSJ11536+1017, ver figura 4.4. Por razones de espacio los flujos integrados de esta última línea no quedaron en la tabla principal. El promedio de las razones de flujos [Ne v] $\lambda 3346$ /[Ne v] $\lambda 3426$ es igual a 0.34, muy próximo al valor teórico² de estas razones que es de 0.36.

²<http://www.nist.gov/physlab/data/asd.cfm> o también <http://www.chianti.ri.ac.uk>

4.2. Anisotropía de emisión de Fe VII en galaxias Seyfert

Con base en el proceso de selección que se llevó a cabo, en el que se tiene un número significativo de espectros de galaxias Seyfert, algunos de los cuales poseen emisión coronal en una única línea (Fe VII), es posible realizar una estimación sobre el porcentaje relativo de objetos con emisión de Fe VII y de aquellos que no la tienen y explorar la posibilidad de que esta sea o no dependiente del tipo de AGN. Hasta donde sabemos, una estimación de esta propiedad no se había realizado con anterioridad. Por supuesto, tal proceder no está exento de crítica, ya que las LCs, por ser poco intensas, se pueden ver fuertemente atenuadas en aquellas galaxias activas cuya emisión del núcleo se vea afectada por las líneas de absorción proveniente de la población estelar, lo cual puede aun ser más cierto en galaxias T2 con corrimientos al rojo cosmológicos relativamente grandes (efecto de apertura).

Tal y como se describió en el capítulo 3, de 659 espectros de galaxias Seyfert que conformaron la muestra que hemos llamado M17.5, se encontró emisión de al menos una línea coronal en 240. Sin embargo, de esas 240 galaxias, 26 fueron incluidas por emitir Ne V aunque no se detectó Fe VII. Ahora bien, un porcentaje significativo de la muestra M17.5 posee espectros cuyo z está por debajo de 0.1095, esto es, existen espectros que aunque rechazados por no emitir Fe VII (y por lo tanto incluidos en la muestra MNC17.5), es posible que emitan Ne V, pero su valor de z no permitió constatarlo. Por ello un análisis semejante en el que se incluya el Ne V resulta inadecuado.

Por lo tanto, el siguiente análisis se hará con base solo a emisión de Fe VII, bien en 6087 Å o en 5721 Å. Llamaremos esta submuestra MC17.5(Fe7). Tenemos entonces que se encontraron 214 galaxias Seyfert con emisión de Fe VII³. Con ello se deduce que la probabilidad de emisión de Fe⁺⁶ en galaxias activas es del orden de 1/3. Sin embargo, esta es una proporción global sin tener en cuenta el tipo de galaxia en cuestión. La tabla 4.1 describe la proporción de objetos que conforman la muestra M17.5 y MC17.5(Fe7) (recuérdese que la muestra MC17.5 está contenida en la muestra M17.5) discriminados por tipo así: Seyfert 1 “normales”, Seyfert 2 y Seyfert 1 de líneas delgadas (NLS1). Las galaxias Ty1 (que comprenden ambos subtipos) están en proporción 3/2 con respecto a las Ty2, lo que no debe extrañar, ya que el criterio de selección estuvo fundamentado en el valor de la magnitud aparente y es sabido que el proceso de selección de los blancos espectroscópicos de la prospección SDSS está basado en criterios fotométricos y ello sesga la muestra hacia los objetos inherentemente más brillantes (Ty1) lo que hace extender espacialmente la muestra a mayores valores de z , esto es, a regiones en que los objetos intrínsecamente menos luminosos aparecerán en menor proporción. Un simple hecho estadístico refleja el sesgo de la prospección SDSS hacia objetos brillantes y pone de relieve la notoria deficiencia de objetos Sy2 en ella: varios trabajos concluyen que, al menos en el universo local, las galaxias Seyfert 2 triplican en número a las galaxias Seyfert 1 (Osterbrock & Shaw, 1988; Maia, Machado & Willmer, 2003; Peterson, 2009).

En la figura 4.5 (izquierda) se aprecia la distribución de objetos por tipo que integran tanto la muestra M17.5 como la muestra MC17.5(Fe7) dadas en porcentaje. Es evidente que si bien existe un elevado porcentaje de galaxias Sy2 presentes en la muestra M17.5 ($\sim 40\%$), tan solo un 18% de este mismo tipo integra la muestra MC17.5(Fe7).

³Nótese que con este proceso no se involucra en ningún momento aquellos objetos que fueron escogidos “a mano” que pertenecen a la muestra MT.

Muestra	Seyfert 1 “normal”	Seyfert 2	NLS1	Total
M17.5	347	266	46	659
MC17.5(Fe7)	149	39	26	214

Tabla 4.1: Conformación en número de las muestras M17.5 y MC17.5(Fe7) discriminadas por tipo de galaxia Seyfert

Como puede observarse en la figura 4.5 (derecha), una galaxia Sy1 “normal” tiene un porcentaje de emisión de Fe^{6+} del 43%, que es cercano al porcentaje de emisión de $[\text{Si VI}]$ $1.9630 \mu\text{m}$ que vimos en el capítulo 2. Pero es muy disiente que cuando se trata de los objetos Sy2, el porcentaje se reduce dramáticamente a un 15%. Igual de llamativo es el hecho de encontrar un porcentaje elevado (56%) de objetos NLS1 que son emisores de Fe^{6+} . De hecho, se encontraron más objetos NLS1 emisores de LCs que aquellos que no lo son. Y esto está en concordancia con la muestra de galaxias NLS1 que se examinó en el capítulo 2 en el que se detectó emisión coronal en 12 de los 19 objetos.

Un comportamiento semejante se observa también en la emisión de $[\text{Fe X}]$ $\lambda 6374$. En un 18% de las galaxias Sy1 se observa la presencia de Fe X, en tanto que para las galaxias Sy2 el porcentaje se reduce a un 6% de las mismas; la proporción de esta línea en NLS1 es del 34%. Debido a que varios de los objetos poseen valores extremales del corrimiento al rojo, o bien la línea de $[\text{Ne V}]$ $\lambda 3426$ (para $z \leq 0.1095$) como la de $[\text{Fe XI}]$ $\lambda 7892$ (para $z \geq 0.165$), no alcanzaron a quedar dentro del rango espectral, por lo que no fue posible determinar el porcentaje de presencia de estas líneas en función del tipo para toda la muestra MC17.5.

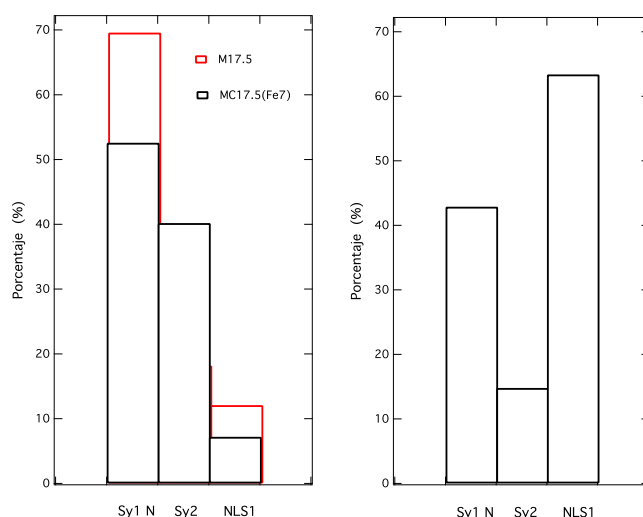


Figura 4.5: Distribución por tipo expresada en porcentaje de la muestra M17.5 y de la muestra MC17.5(Fe7) (izquierda) para las galaxias Seyfert 1 “normales” (Sy1 N), Sy2 y NLS1. Porcentaje relativo de emisión coronal con respecto a la población inicial discriminados por tipo (derecha).

Relacionado con la presencia o ausencia de una línea coronal de forma preferencial en un tipo de galaxia con respecto a otro, están los reiterados anuncios sobre la diferencia de intensidad de emisión coronal observada entre ambos tipos de galaxias Seyfert. Heckman & Balick (1979), haciendo una simple inspección de espectros de varios tipos de galaxias Seyfert publicados en la literatura, anotan que los objetos con anchos de líneas gruesos poseen LCs más fuertes que aquellos que solo presentan líneas delgadas. Crenshaw et al. (1991) llama la atención que las galaxias Sy1 tienden a tener LCs más fuertes con relación a las Sy2. Con una muestra de 52 objetos reunidos en la literatura Schmitt (1998) comparó varias razones de flujos ($[\text{O II}] \lambda 3727 / [\text{Ne III}] \lambda 3869$ y $[\text{O II}] \lambda 3727 / [\text{Ne V}] \lambda 3426$) y encontró diferencias considerables entre galaxias Sy1 y galaxias Sy2, evidenciando que, para estas últimas, está la tendencia a presentar menor grado de excitación. Varias interpretaciones se contemplaron para explicar este resultado, basadas principalmente en la diferencia de ionización que pueden sufrir nubes acotadas por materia y apelando al modelo unificado pero sin llegar a resultados concluyentes.

El mismo año, con base a información de 35 objetos recolectados en la literatura (clasificados en proporciones casi idénticas entre Sy1 y Sy2) Muruyama & Taniguchi (1998a) encontraron una diferencia notable entre la razón $[\text{Fe VII}] \lambda 6087 / [\text{O III}] \lambda 5007$ para ambos tipos de galaxias que es interpretada como un exceso de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ en objetos Sy1 con respecto a Sy2, lo que a la vez los conduce a colocar la CLR, o al menos una proporción significativa de la misma, en una zona al interior del toroide. Esto ya había sido predicho por Pier & Voit (1995) quienes, al realizar un modelamiento del toroide, concluyen que la cara interna de este es el lugar apropiado para la formación de las LCs observadas en los AGNs. Posteriormente Nagao, Taniguchi & Murayama (2000), con un número mayor de objetos (124) recolectados también de la literatura, confirman este resultado, aunque no encuentran una evidencia sólida de que ello esté ocurriendo con $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y proponen que la zona emisora de esta línea se encuentra más extendida. Dudik et al. (2007) con información en el MIR, encontraron que la razón $[\text{Ne V}] 14.3 \mu\text{m} / [\text{Ne V}] 24.3 \mu\text{m}$ es menor, de forma significativa, en objetos Sy2 que en objetos Sy1.

Sin embargo, Gelbord, Mullaney & Ward (2009), con espectros del SDSS (conformados, como hemos dicho, por una muestra de 63 objetos) no encontraron una significativa diferencia entre ambos tipos de objetos basada en la misma razón de flujo. La figura 7 de dicho artículo da prácticamente una distribución idéntica para ambos objetos. Esto es significativo, pues los datos del SDSS, con respecto a los datos que han sido simplemente recolectados en la literatura, tienen la ventaja de que han sido recabados por los mismos instrumentos, recibido el mismo proceso de reducción y, presumiblemente, obtenidos en condiciones de observación muy semejantes.

Por lo tanto, hay reportes que sugieren emisión preferencial (en cantidad) de LCs en Sy1 con relación a Sy2, asumiendo de entrada que las LCs se observan tanto en Sy1 como en Sy2 presumiblemente (aunque no se menciona explícitamente) en proporciones semejantes. Sin embargo, al inicio de esta sección presentamos evidencias de que tanto el Fe VII como el Fe X se manifiestan preferencialmente en las galaxias Sy1 que en las Sy2. Dicho resultado es coherente con una asimetría en la emisión coronal existente entre ambos tipos de objetos, asimetría que, sin embargo, Gelbord, Mullaney & Ward (2009) no observa.

Por ello, con el propósito de verificar lo encontrado por Gelbord, Mullaney & Ward (2009)⁴, hemos

⁴De la muestra examinada por estos autores, 15 de los objetos son comunes a la muestra MT. Ellos son: SDSSJ08295+0812, RXSJ08307+3405, FIRSTJ0842+4025, 3C234.0, RXSJ12095+3224, SDSSJ13115+1424, SDSSJ13130-

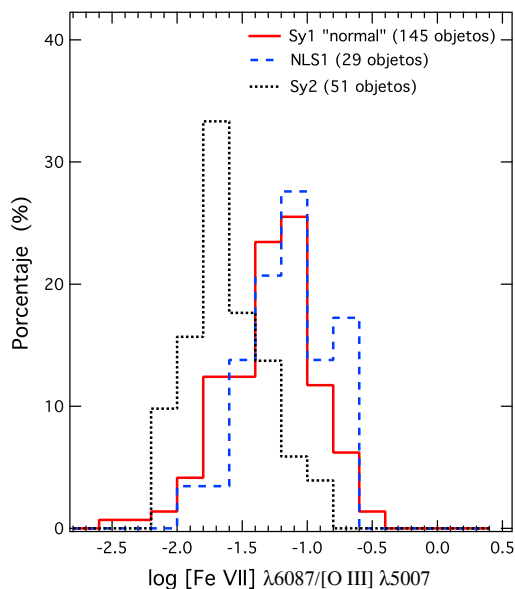


Figura 4.6: Distribuciones en porcentaje de la razón de flujo de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087/[\text{O III}] \lambda 5007$.

realizado un estudio de la relación de varias razones de flujos para contrastarlos por tipo de galaxia. La figura 4.6 muestra el histograma correspondiente a la relación $[\text{Fe VII}] \lambda 6087/[\text{O III}] \lambda 5007$. Es evidente que, contrario a lo manifestado por Gelbord, Mullaney & Ward (2009) y confirmando lo hallado por Murayama & Taniguchi (1998a), hay una diferencia significativa entre el comportamiento de los objetos Sy2 con los Sy1, presentado estos últimos una tendencia a dar mayores valores de dicha razón. Es de resaltar que el comportamiento de ambas razones de flujo para los objetos NLS1 es muy semejante al de los Sy1 “normales”, resultado ya reportado por Nagao, Taniguchi & Murayama (2000).

Con el propósito de estimar el grado de significancia de la diferencia entre la razón de flujo para las dos poblaciones de objetos (Sy1 “normales” y Sy2) se realizó un prueba estadística del tipo Kolmogorov-Smirnov (K-S) para estas dos poblaciones. Para el caso $[\text{Fe VII}] \lambda 6087/[\text{O III}] \lambda 5007$ se obtuvo un p-valor (probabilidad de que las dos distribuciones sean extraídas de la misma población con $1.0 = 100\%$ de probabilidad) de 2.8×10^{-8} indicando que la hipótesis nula (distribuciones iguales) se rechaza. Para la misma razón pero confrontando Sy1 “normales” y NLS1 obtenemos un p-valor de 0.1 indicando que la hipótesis nula no es rechazable.

La figura 4.7 muestra dos histogramas con otras dos líneas coronales: $[\text{Ne V}] \lambda 3426/[\text{Ne III}] \lambda 3869$ (izquierda) y $[\text{Fe X}] \lambda 6374/[\text{O III}] \lambda 5007$ (derecha). Aunque existen menos objetos que en el caso anterior se aprecia que las razones de flujo correspondientes tienden a ser menores en los objetos Sy2 con respecto a los objetos Sy1 “normales” y NLS1. Para la primera razón ($\text{Ne V}/\text{Ne III}$) la prueba K-S entre las dos

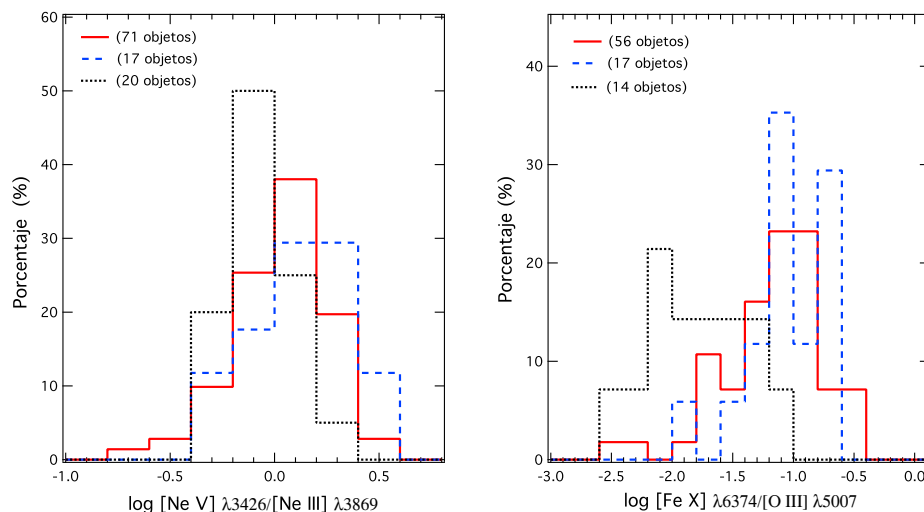


Figura 4.7: Distribuciones de las razones de flujos de $[\text{Ne V}] \lambda 3426/[\text{Ne III}] \lambda 3869$ (izquierda) y $[\text{Fe X}] \lambda 6374/[\text{O III}] \lambda 5007$ (derecha). La convención de tipo de galaxia es igual al de la figura 4.6.

poblaciones Sy1 “normales” y Sy2 arroja un p-valor de 6.3×10^{-2} (rechazo de hipótesis nula). Para la razón $[\text{Fe X}] \lambda 6374/[\text{O III}] \lambda 5007$ la prueba arroja, para las dos poblaciones de galaxias, un p-valor de 7.6×10^{-4} , de nuevo rechazando la hipótesis nula.

Es claro entonces que las razones de línea coronales normalizadas con respecto a una línea de baja ionización están indicando que las dos poblaciones de galaxias Sy1 “normales” y Sy2 no son idénticas. Es lícito entonces preguntarse si existe una diferencia inherente de las dos poblaciones con respecto a las líneas de baja ionización. En la figura 4.8 podemos observar un histograma (izquierda) con el comportamiento en luminosidad de $[\text{O III}] \lambda 5007$ de los tres tipos de galaxias. La prueba estadística K-S arroja, al contrastar las poblaciones Sy1 “normales” y Sy2 un p-valor de 0.13 lo que sugiere que la hipótesis nula no se puede rechazar. Idéntica situación ocurre con la luminosidad de $[\text{Ne III}] \lambda 3869$ (figura 4.8, derecha) con un p-valor de 0.23.

Por lo tanto, en lo que concierne a la emisión de O III y Ne III no existe una diferencia significativa entre los objetos Sy1 “normales” y Ty2. Esto ya había sido notado, para el caso de $[\text{O III}] \lambda 5007$, por varios autores (Keel et al., 1994; Mulchaey, Wilson & Tsvetanov, 1996) como también por Muruyama & Taniguchi (1998a). Parece entonces claro que la diferencia observada entre las razones de flujo para los objetos Sy1 “normales” y Sy2 es debida a una diferencia inherente en la emisión coronal propiamente dicha.

Por lo que hemos visto en el transcurso de esta sección, emisión de Fe VII tiende a aparecer con mayor frecuencia en galaxias Sy1 y, cuando aparece en galaxias Sy2, tiende a presentar menor intensidad con referencia a las Sy1, esto último, observable solo en objetos que han sido seleccionados (esto es, brillantes) con base en la emisión de Fe VII. Sería entonces interesante examinar si la preferencia de emisión de LCs

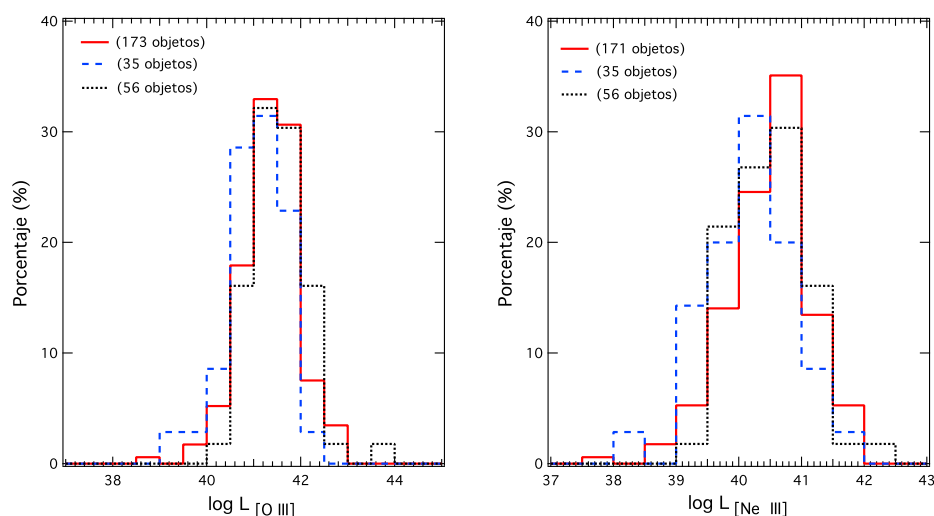


Figura 4.8: Distribuciones del logaritmo de la luminosidad (en unidades de $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$) de $[\text{O III}] \lambda 5007$ (izquierda) y $[\text{Ne III}] \lambda 3869$ (derecha). La convención de tipo de galaxia es igual al de la figura 4.6.

en Sy1 tiene que ver el fuerte continuo ultravioleta que suelen presentar las Sy1 con respecto a las Sy2. Una forma indirecta de examinar la intensidad en el UV es medir qué tan “azulada” es una galaxia, lo que a su vez se puede medir a través de un índice de color que involucre magnitudes en la zona más energética del óptico. Para el caso de los objetos detectados por el SDSS se conoce para cada uno de ellos los valores de magnitud en cinco bandas fotométricas utilizadas por el Sloan: u' , g' , r' , i' y z' (Fukugita et al., 1996) con longitudes de onda efectivas en 3543 Å, 4770 Å, 6231 Å, 7625 Å y 9134 Å. Dichos datos de magnitud para las cinco bandas se encuentran reseñados para cada objeto⁵.

Para efectos de examinar el grado de contribución del sector UV en los valores fotométricos de que se disponen, hemos determinado los índices de color $u' - g'$ y $g' - r'$. Es importante resaltar que cada uno de los valores de magnitud fue sometido a dos correcciones. La primera consistió en tener en cuenta la extinción ocasionada por la Vía Láctea utilizando A_V dependiente de las coordenadas galácticas de acuerdo con los mapas infrarrojos de Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998)⁶. Posteriormente se realizó la corrección K, esto es, la corrección en magnitud de un objeto con corrimiento al rojo z que hay que realizar con base al valor de magnitud medido en la Tierra para convertirla en su magnitud equivalente medida en el marco de referencia del objeto. Para ello hemos utilizado los valores de los coeficientes dados por Chilingarian, Melchior & Zolotukhin (2010) que permiten realizar la corrección K con base a polinomios bidimensionales en función de z y de uno de los colores observados.

En la figura 4.9 podemos observar las distribuciones en porcentaje tanto de las muestra MC17.5, constituida por galaxias que presentan emisión de Fe VII y MNC17.5, esto es, las que no, en función de

⁵Ver <http://cas.sdss.org/astro/en/tools/explore/obj.asp>

⁶Los datos adoptados para la extinción en cada banda fueron tomados de la curva de Cardelli, Clayton & Mathis (1989): $A_u/A_V = 1.579$, $A_g/A_V = 1.161$, $A_r/A_V = 0.843$.

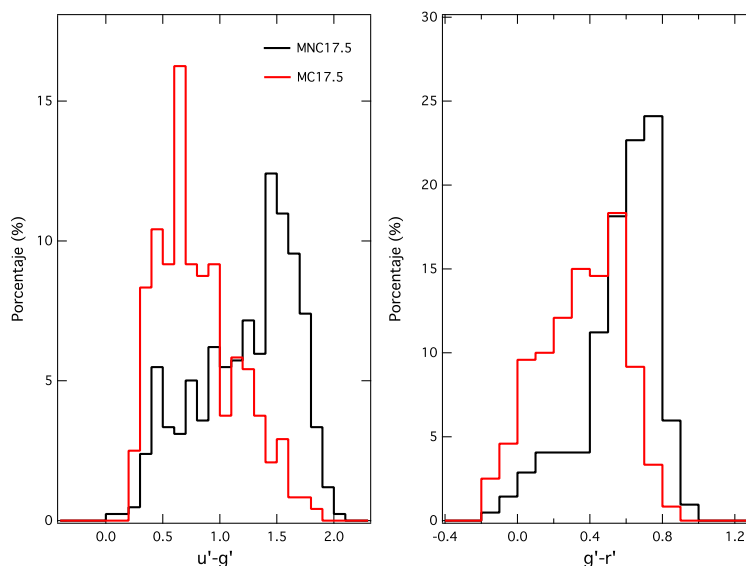


Figura 4.9: Distribución en porcentaje de las muestras MC17.5 (240 objetos) y MNC17.5 (419 objetos) que comprende todos los tipos en función de dos índices de color. Los histogramas corresponden a $u' - g'$ (izquierda) y $g' - r'$ (derecha).

los índices de color $u' - g'$ y $g' - r'$. Nótese que no están discriminados por tipo. Al comparar los histogramas en porcentaje de los distintos índices de color, es evidente que se aprecia una clara diferencia entre las dos muestras para el índice $u' - g'$. La mayor parte de los objetos con emisión coronal tienden a presentar valores de $u' - g'$ pequeños, entre 0.4 y 1.0, en tanto que los objetos sin emisión coronal tienden a concentrarse en una zona con valores de $u' - g'$ entre 1.0 y 2.0. Una diferencia entre las dos muestras, aunque no tan marcada, se observa también con el índice $g' - r'$, en donde el grueso de los objetos con emisión coronal se ubican entre -0.2 y 0.8 (semejante a la distribución observada por Williams, Pogge & Mathur (2002) para objetos NLS1) en tanto que aquellos sin emisión coronal se agrupan entre 0.5 y 0.9.

Al ser considerados los histogramas correspondientes a la distribución en porcentaje en función de los índices de color $u' - g'$ y $g' - r'$ pero ahora por tipo de galaxia, ver figura 4.10, se observan diferencias entre las muestras MC17.5 y MNC17.5 en ambos tipos. La diferencia consiste fundamentalmente en que la muestra que presenta emisión de Fe VII tiende a tener valores menores para ambos índices de color con independencia del tipo de galaxia. En lo que respecta a las galaxias Sy1 “normales”, casi la totalidad de la muestra MC17.5 tiene valores del índice $u' - g'$ que se concentran entre 0.3 a 1.1 mientras que la muestra MNC17.5 posee valores de dicho índice que, si bien presenta valores dentro de ese mismo rango, existe una proporción no despreciable de objetos que tienen valores entre 1.2 a 1.8. Para las Sy2 la diferencia es más marcada aun: la gran mayoría de los objetos emisores de Fe VII poseen valores de $u' - g'$ entre 0.6 a 1.4 mientras que los no emisores se concentran en un intervalo de valores entre 1.3 y 2.0. Los objetos NLS1 se acumulan en el intervalo 0.2 a 1.0, independientemente de si son o no emisores de LCs. Aunque son relativamente pocos los objetos de ambos tipos que constituyen la muestra MC17.5 con $z > 1.5$ es muy factible que el pseudo continuo de Fe II junto con el continuo Balmer que, como se

sabe, constituyen el *small blue bump*, domine la intensidad en el filtro u' haciendo $u' - g'$ particularmente pequeño (Gallo et al., 2004). Con el índice $g' - r'$ las diferencias entre las muestras MC17.5 y MNC17.5 no son tan acentuadas pero aun así es claro observar la tendencia de los objetos emisores de Fe VII de presentar menores valores de dicho índice. Los objetos NLS1, aun si no son emisores de LCs tienden a presentar valores de $g' - r'$ menores que las que exhiben las galaxias Seyfert 1 “normales” y Seyfert 2.

Comparemos los histogramas de emisión y no emisión coronal pero por tipo de galaxia. Al comparar los valores del índice $u' - g'$ se observa que, en cuanto a la emisión de Fe VII, los objetos Sy1 poseen valores de dicho índice menores que los que presentan los Sy2: mientras en los primeros se concentran en un intervalo entre 0.3 y 1.1, en los segundos se acumulan en el intervalo entre 0.7 y 1.6. Si se comparan los picos de ambas distribuciones resulta evidente que hay una clara distinción entre los dos tipos de galaxias Seyfert, aunque se trate de galaxias que tienen en común el hecho de ser emisoras de Fe VII. Igualmente interesante resulta comparar aquellos objetos que no son emisores de Fe VII: mientras que las Sy2 presentan valores de $u' - g'$ concentradas en un intervalo entre 0.9 y 2.0, las Sy1 poseen valores que sugieren la existencia de dos poblaciones: una mayoritaria con valores entre 0.0 y 1.1, y otra minoritaria entre 1.1 y 1.9. Un comportamiento semejante, aunque no tan marcado, se observa en el índice $g' - r'$: mientras que las Sy1 emisoras de Fe VII poseen valores de $g' - r'$ en un amplio intervalo que va de -0.2 a 0.7 , las Sy2 muestran valores entre 0.3 y 0.8 . Con las no emisoras de Fe VII la diferencia es más notoria: mientras que en las Sy1 parece también existir dos poblaciones, una concentrada entre -0.2 y 0.4 y otra, más voluminosa, entre 0.4 y 0.9 ; en las Sy2 solo hay objetos no emisores de Fe VII con valores entre 0.4 y 0.9 . El histograma de $g' - r'$ para las Sy2 es consistente con el diagrama color-magnitud de objetos Sy2 reportado por Barth, Greene & Ho (2008) donde la mayoría de los objetos Sy 2 (de baja masa) se ubican con valores de $g' - r' \approx 0.4-0.8$ y que corresponden o bien a galaxias elípticas o espirales de tipo tardío.

Vistos en conjunto, estos resultados indican que las galaxias Sy1 con emisión coronal tienden a ser más azulados que las galaxias Sy2. Esto es consistente con la hipótesis de colocar la principal región de emisión de Fe VII en la cara interna del toroide oscurecedor, ya que en tal caso cabría esperar, para una Sy1, una mayor probabilidad de detección de esa especie química junto con un incremento de la emisión de radiación UV, no tan atenuada, proveniente del centro activo. Bajo este escenario, las Sy1 con emisión de Fe VII presentan valores de $u' - g'$ menores que los que presentan las Sy2 en virtud de que las primeras tienden a poseer un continuo UV más brillante que las Sy2 (Mulchaey et al., 1994).

4.3. Velocidad de la región de emisión coronal

En la anterior sección se han presentado evidencias que soportan la hipótesis de la emisión de Fe VII ubicada de forma preferencial en la región interna del toroide oscurecedor. Si ese es el caso, la velocidad asociada a las líneas de emisión correspondiente deben reflejar un incremento en su magnitud, con respecto a las líneas de más baja ionización que se supone son emitidas en la NLR, la cual está ubicada en una región más exterior. El hecho de que por lo general las LCs presenten anchos mayores que las líneas de más baja ionización (aunque sin alcanzar los anchos característicos propios de la BLR) ha sido reportado desde hace más de 30 años y comentado sucesivamente por varios autores desde entonces (Phillips & Osterbrock, 1975; Cooke et al., 1976; Wilson, 1979; Cohen, 1983; Penston et al., 1984; Wilson & Nath, 1990), por lo que es de esperar que en la muestra MT se vea reflejado un comportamiento semejante. Esta sección tiene el propósito de examinar los valores de velocidad de dispersión asociados al ancho de las líneas de emisión

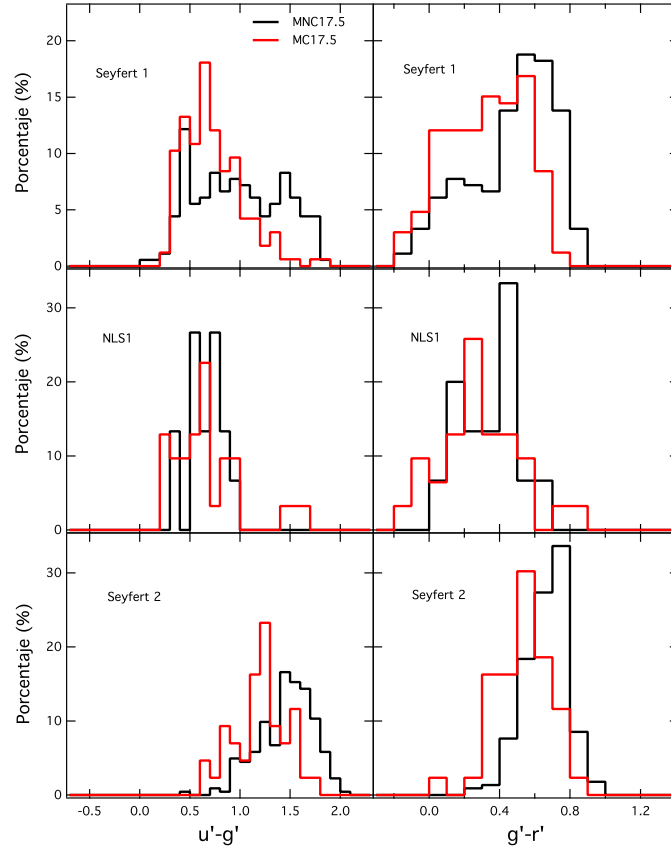


Figura 4.10: Distribución de las galaxias Sy1 “normales” (arriba), NLS1 (medio) y Sy2 (abajo) en porcentaje pertenecientes a las muestras MC17.5 y MNC17.5 en función de los índices $u' - g'$ (izquierda) y $g' - r'$ (derecha). El número de objetos para las galaxias Sy1 y Sy2 es igual al que describe la figura 4.27.

coronal en el óptico que corresponden a la muestra MT y contrastarlos con los obtenidos por otros autores.

En la determinación del flujo integrado de las líneas de emisión, la cual, como se dijo, se ajustó el perfil de las mismas utilizando gaussianas, se puede obtener también el ancho completo a la mitad de la altura (FWHM, por sus siglas en inglés), el cual permite asignar una velocidad de dispersión a la región emisora asumiendo ensanchamiento por efecto Doppler. El valor medido de FWHM es mayor que el valor real (intrínseco) debido al ancho adicional que introduce la resolución del espectrógrafo. Por ello los valores de medidos ($FWHM_m$) fueron corregidos por ancho instrumental en cuadratura utilizando la siguiente expresión:

$$FWHM_0^2 = FWHM_m^2 - FWHM_i^2,$$

donde $FWHM_0$ es el valor del ancho intrínseco y $FWHM_i$ es el ancho instrumental el cual tomaremos igual a 170 km s^{-1} (Desjacques, Nusser & Sheth, 2007). La tabla 4.2 contiene los valores promedios del

ancho instrumental intrínseco de varias líneas de emisión con distintos PI de los objetos que integran la muestra MT.

Línea	Sy1+NLS1 FWHM, km s^{-1} ($\pm\sigma$)	Sy2 FWHM, km s^{-1} ($\pm\sigma$)
H α delgada	520 \pm 487	358 \pm 138
[O I] λ 6300	432 \pm 242	416 \pm 185
[S II] λ 6717	393 \pm 186	361 \pm 152
[O II] λ 3727	462 \pm 149	490 \pm 137
[O III] λ 5007	434 \pm 206	400 \pm 199
[Ne III] λ 3869	524 \pm 264	471 \pm 243
[Ne V] λ 3426	761 \pm 435	589 \pm 363
[Fe VII] λ 6087	634 \pm 316	563 \pm 345
[Fe X] λ 6374	659 \pm 371	464 \pm 249
[Fe XI] λ 7892	424 \pm 164	-

Tabla 4.2: Valores promedio de FWHM de varias líneas de emisión ordenadas en orden creciente de PI. No se incluyeron en la estadística valores inferiores a 170 km s^{-1} . Los valores de error corresponden al error cuadrático medio.

En la figura 4.11 se puede observar la distribución en porcentaje de los valores de velocidad a intervalos de 100 km s^{-1} para algunas líneas de emisión. Los objetos Sy1 “normales” y NLS1 han sido reunidos en un mismo grupo que llamamos sencillamente Sy1. En dicha figura no se incluyeron los objetos con datos de $\text{FWHM} < 200 \text{ km s}^{-1}$.

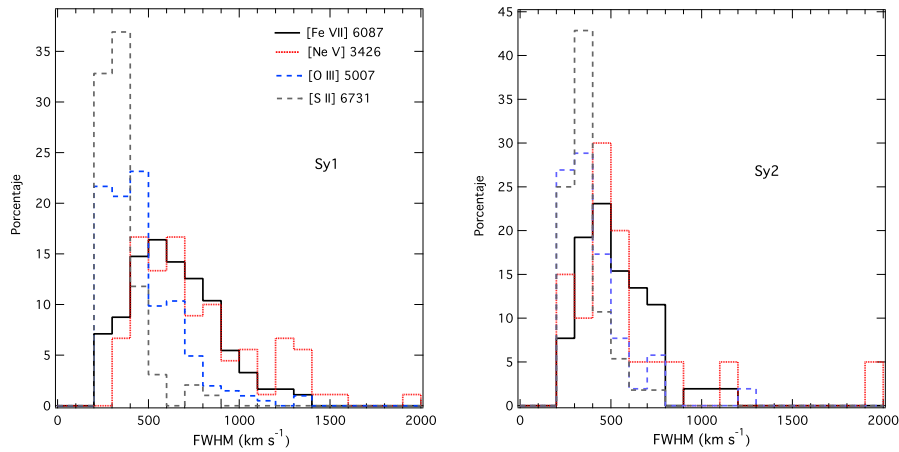


Figura 4.11: Distribución de galaxias (en porcentaje) discriminadas en Sy1 (izquierda) y Sy2 (derecha) en función del FWHM para las líneas coronales ([Fe VII] λ 6087 y [Ne V] λ 3426) y las líneas de baja ionización ([O III] λ 5007 y [S II] λ 6731).

Tanto en la tabla 4.2 como en la figura 4.11, se evidencia una diferenciación entre los valores que adoptan las velocidades para las líneas de más baja ionización ($[S\ II] \lambda 6731$, $[O\ III] \lambda 5007$) con relación a las líneas como el $[Ne\ V] \lambda 3426$ y $[Fe\ VII] \lambda 6087$. Mientras que las líneas de baja ionización poseen valores de velocidad que se concentran fundamentalmente entre los 200 y 500 km s^{-1} , las LCs poseen una distribución más amplia de velocidades, presentando en su mayoría valores entre 300 y 1000 km s^{-1} . Algunos objetos, aunque pocos, presentan valores de FWHM para el $[Ne\ V] \lambda 3426$ que supera el millar en km s^{-1} . En general, el rango de velocidades para las LCs es consistente con los valores de FWHM que poseen las LCs en el NIR examinadas en el capítulo 2 (ver tabla 2.3).

Es interesante observar los histogramas de porcentajes de las velocidades asociadas a las líneas de $[Fe\ X] \lambda 6374$ y $[Fe\ XI] \lambda 7892$, ver figura 4.12. Debido a que el número de objetos Sy2 que emiten $Fe\ XI$ es muy bajo, la distribución en porcentaje para ese tipo no fue incluida. Con todo, es posible extraer información importante para aquellos casos en los que se tiene un número relativamente significativo de objetos. Para el caso de $[Fe\ X] \lambda 6374$ se observa que la mayoría de los objetos presentan FWHM entre 200 y 900 km s^{-1} , con pocos de ellos exhibiendo velocidades superiores a los 1000 km s^{-1} . En general es una distribución semejante a la de $Ne\ V$. Para el caso de $[Fe\ XI] \lambda 7892$ las velocidades se concentran en un rango muy estrecho: entre 200 y 500 km s^{-1} , con muy pocos de ellos por encima de ese intervalo. Comparando los valores de FWHM de estas dos LCs con los que presentan las líneas de emisión de más baja ionización se observa que para el caso de $[Fe\ X] \lambda 6374$ algunos de los objetos muestran valores ligeramente mayores que los que tienen las LCs de más baja ionización, algo que, como hemos indicado, ha sido observado en varias ocasiones. Pero en el caso del $[Fe\ XI] \lambda 7892$ eso no se observa: presenta una distribución más propia de líneas de baja ionización comúnmente atribuidas a la NLR. Esto contrasta con lo encontrado por Gelbord, Mullaney & Ward (2009) en espectros del SDSS, quien encuentra un número significativo de objetos con emisión de $Fe\ XI$ con $FWHM > 500 \text{ km s}^{-1}$.

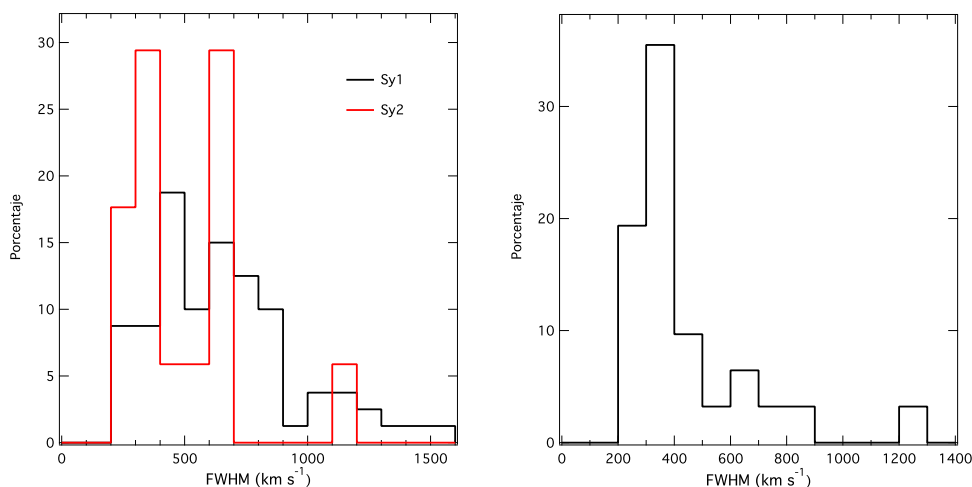


Figura 4.12: Histogramas en porcentaje de galaxias discriminadas en función de la velocidad de $[Fe\ X] \lambda 6374$ (izquierda) y $[Fe\ XI] \lambda 7892$ (derecha). Debido al número tan escaso de objetos Sy2 que emiten $[Fe\ XI] \lambda 7892$ no se colocaron los porcentajes correspondientes por carecer de algún significado estadístico.

Comparando nuestros datos con la muestra de Gelbord, Mullaney & Ward (2009), también conformada por espectros del SDSS, observamos para las LCs valores promedio de FWHM cuyos valores (con excepción de Fe XI) están dentro de los rangos observados por nosotros. Antes de seguir es importante señalar que estos autores presentan datos desglosados para los objetos Sy1 (discriminan entre NLS1, Sy1.0 Sy1.5); adicionalmente, para algunas líneas en las que ellos encuentran indicios de varias componentes, suministran valores de FWHM del núcleo de la línea junto con FWHM incluyendo las alas. A parte de eso, no se menciona en ningún lado si sus valores fueron corregidos por ancho instrumental, por lo que, presumiblemente, sus valores corresponden a lo que nosotros hemos llamado $FWHM_m$. Aun así los valores reportados por estos autores indican que las líneas de baja ionización presentan velocidades más bajas con respecto a las LCs con unos valores que son consistentes con aquellos que presentamos en esta tesis. Debido a la manera como se seleccionaron ambas muestras —la de Gelbord, Mullaney & Ward (2009) basada en la detección indirecta de [Fe X] $\lambda 6374$, mientras que la nuestra (cuatro veces mayor) lo fue por detección de Fe VII— se evidencian ciertas diferencias en lo que respecta a las LCs en sí. Mientras que Gelbord, Mullaney & Ward (2009) encuentra que para ciertas LCs las galaxias Sy2 pueden presentar promedios de FWHM que superen a las Sy1 (y Sy1.5), nosotros encontramos la tendencia de que los promedios de FWHM para las Sy1 son mayores a los de las Sy2. Sin embargo, puesto que la dispersión de los valores es alta, no es posible sostener si esto refleje en sí una propiedad general entre ambos tipos de galaxias.

Tomados globalmente, estos resultados no presentan una correlación extendida entre el FWHM y el PI, en particular en lo que atañe a las LCs. La línea del [Fe XI] $\lambda 7892$ con un PI de 262 eV muestra valores de FWHM menores que los que presentan las líneas de [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Ne V] $\lambda 3426$, con PIs cercanos a 100 eV. En la sección 2.4.1 encontramos que LCs en el NIR para varias galaxias presentan valores de FWHM que tienen un máximo cerca de 300 eV para luego decrecer a partir de ese valor de PI. Es posible que lo que esté ocurriendo es que una fracción del Fe XI en nuestra muestra esté ya desexcitada y lo que se detecta de esta línea corresponda a zonas de emisión con velocidades menores. El hecho de que en las LCs del NIR el pico se dé no en 250 eV sino un poco más se deba al poder de penetración de las mismas a través de zonas oscurecidas.

Un análisis más detallado de la cinemática de las LCs en el óptico, que incluye también algunos espectros del SDSS, está reservado para el capítulo 5.

4.4. ¿Fotoionización o colisión?

Desde hace más de cuarenta años se ha venido dando la discusión sobre el mecanismo principal de ionización de las especies químicas que dan origen a la emisión de las LCs en AGNs. Unos la han asignado a fotoionización proveniente de una fuente intensa de radiación (UV y rayos X) en tanto que otras posturas defienden el choque entre nubes de alta velocidad. Otros autores consideran que ambos mecanismos se presentan simultáneamente.

En la presente sección examinamos el comportamiento de la luminosidad de las LCs entre sí y entre líneas de más baja ionización así como la posible incidencia sobre ellas de los rayos X (suaves y duros) y de la luminosidad en radio para efectos de extraer información sobre el tipo de mecanismo de ionización que está operando en los objetos de la muestra MT.

4.4.1. Relaciones entre las luminosidades

Son pocas las muestras de galaxias activas con datos de líneas coronales que sean lo suficientemente numerosas como para extraer resultados dentro de un amplio rango de valores. De ahí que sean relativamente escasos los reportes en los que se explora las posibles relaciones que puedan existir entre el flujo (o la luminosidad) de una línea coronal dada respecto a otra línea de emisión (incluyendo, por supuesto, una línea coronal). Una correlación entre los flujos de $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ con $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ ya es notada por Grandi (1978). Penston et al. (1984) a la vez encuentra una fuerte correlación entre $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y el flujo de $\text{H}\beta \lambda 4861$ así como una correlación entre $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ y $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{O III}] \lambda 5007$. Estos últimos concluyen que dichas correlaciones favorecen ampliamente el proceso de fotoionización como mecanismo responsable de la alta ionización. Gelbord, Mullaney & Ward (2009) confirman la existencia de una correlación entre $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ y notan una excelente correlación entre $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$.

Para el caso de la muestra de galaxias que nos ocupa en este capítulo, hemos estudiado las relaciones que existen entre las LCs (Fe VII , Ne V , Fe X , Fe XI) como también entre estas y líneas de más baja ionización (O III , Ne III , S II , O I). Podemos observar en la figura 4.13 la relación entre los logaritmos de las luminosidades de las líneas coronales que se detectaron en el óptico. Tomadas en su conjunto, se

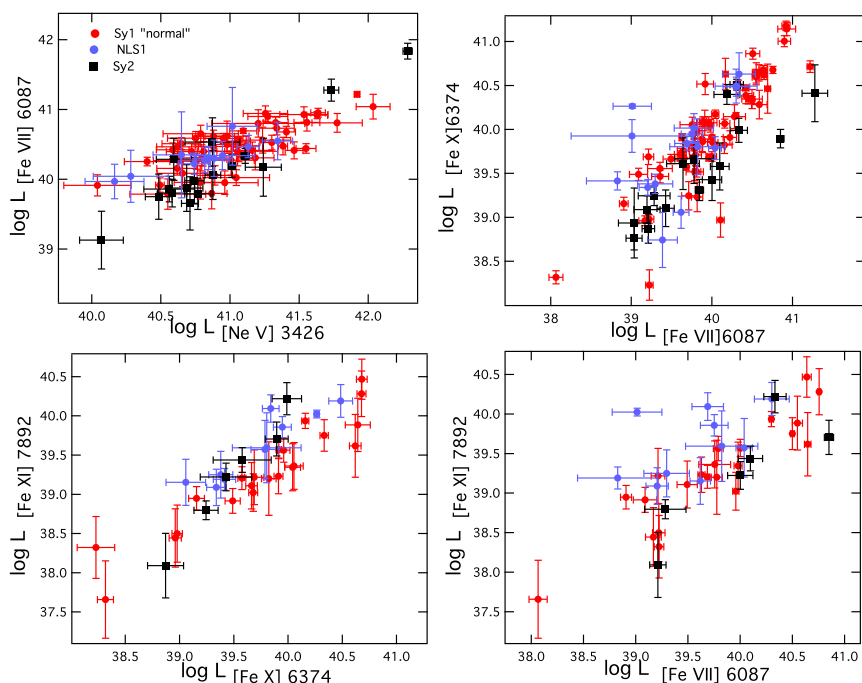


Figura 4.13: Relación entre las luminosidades de las LCs en el óptico. $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ vs. $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ (arriba a la izquierda); $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ vs. $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ (arriba a la derecha); $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ vs. $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ (abajo a la izquierda); $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ vs. $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ (abajo a la derecha). Las unidades de la luminosidad están en $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$.

desprende que existen correlaciones relativamente fuertes entre las luminosidades de las LCs en el óptico, calculadas incluyendo todos los objetos, independiente de su tipo, con índices de correlación r que están comprendidos entre 0.75 ($\log L_{\text{Fe XI}}$ vs. $\log L_{\text{Fe VII}}$) hasta 0.89 ($\log L_{\text{Fe XI}}$ vs. $\log L_{\text{Fe X}}$), ver tabla 4.3.

Relación	b	r
$L_{\text{Fe VII}}$ vs. $L_{\text{Ne V}}$	0.78 ± 0.06	0.80
$L_{\text{Fe X}}$ vs. $L_{\text{Fe VII}}$	0.85 ± 0.06	0.81
$L_{\text{Fe XI}}$ vs. $L_{\text{Fe X}}$	0.93 ± 0.08	0.89
$L_{\text{Fe XI}}$ vs. $L_{\text{Fe VII}}$	0.75 ± 0.11	0.75
$L_{\text{Ne V}}$ vs. $L_{\text{Ne III}}$	0.80 ± 0.04	0.87
$L_{\text{Fe VII}}$ vs. $L_{\text{O III}}$	0.76 ± 0.04	0.80
$L_{\text{Fe X}}$ vs. $L_{\text{O I}}$	0.78 ± 0.04	0.72
$L_{\text{Fe XI}}$ vs. $L_{\text{S II}}$	0.84 ± 0.04	0.73

Tabla 4.3: Relaciones entre los logaritmos de las luminosidades (incluyendo todos los objetos) de las LCs más frecuentes encontradas en la muestra y de algunas LCs con respecto a líneas de más baja ionización. Se presenta el valor del exponente b asumiendo una relación del tipo $L_i \propto L_j^b$ y el valor del coeficiente de correlación r .

Sin embargo, los valores de luminosidad tienen la desventaja de generar aparentes fuertes correlaciones a causa de la amplificación de los valores de los flujos, ya que son el resultado de la multiplicación de estos por el cuadrado de la distancia (un número que depende del corrimiento al rojo) en tanto que el rango de variación del flujo es más estrecho. En particular, el efecto se puede apreciar de forma notable en la muestra MT dado que los valores de z están comprendidos en un intervalo que va de 0.001 a 0.44.

Por tal razón, se decidió explorar las relaciones entre las LCs pero a partir de sus valores de flujos. La figura 4.14 presenta las relaciones entre los logaritmos de los flujos de las LCs comúnmente encontradas en el óptico. En la tabla 4.4 se consignan los valores del índice de correlación. Se observa que los valores del índice de correlación que involucran valores de flujos son menores que aquellos que se obtuvieron con luminosidades. En general, se observan índices de correlación relativamente grandes cuando están involucradas LCs que poseen PIs del mismo orden, tales como los pares $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ - $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ y $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ - $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$. Los índices más apartados de la unidad corresponden a las relaciones entre Fe VII y las especies de más alta ionización como es el caso de Fe X y Fe XI . Las fuertes correlaciones observadas sugieren que el mecanismo responsable de la ionización de Fe^{+6} es el mismo de la ionización del Ne^{+4} y que puede decirse lo mismo entre el par Fe^{+9} y el Fe^{+10} .

Una fuerte correlación (0.88) entre los flujos de las líneas de $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ ya había sido notada por Gelbord, Mullaney & Ward (2009) en una muestra seleccionada por emisión de Fe X , esto es, en una muestra constituida por objetos que exhiben ionización particularmente alta. Los valores de índice de correlación que dichos autores obtienen entre los pares Fe VII - Fe X y Fe VII - Fe XI (0.70 y 0.62, respectivamente), resultan ser bajos, aunque son mayores que los que hemos obtenido aquí.

En la gráfica 4.15 se muestran dos relaciones en flujo entre líneas coronales y líneas de más baja ionización. Observamos una fuerte correlación (0.82) entre el $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ y el $[\text{Ne III}] \lambda 3869$. Dicho valor de correlación es casi idéntico cuando se discrimina por tipo de galaxia. Hay una correlación, aunque no

Relación	r	Relación	r
$F_{\text{Fe VII}} \text{ vs. } F_{\text{Ne V}}$	0.69	$F_{\text{Fe VII}} \text{ vs. } F_{\text{O III}}$	0.63
$F_{\text{Fe X}} \text{ vs. } F_{\text{Fe VII}}$	0.45	$F_{\text{O III}} \text{ vs. } F_{\text{O II}}$	0.91
$F_{\text{Fe XI}} \text{ vs. } F_{\text{Fe X}}$	0.69	$F_{\text{Ne III}} \text{ vs. } F_{\text{O II}}$	0.84
$F_{\text{Fe XI}} \text{ vs. } F_{\text{Fe VII}}$	0.27	$F_{\text{O II}} \text{ vs. } F_{\text{O I}}$	0.88
$F_{\text{Ne V}} \text{ vs. } F_{\text{Ne III}}$	0.82	$F_{\text{Ne III}} \text{ vs. } F_{\text{S II}}$	0.86

Tabla 4.4: Relación entre los logaritmos de los flujos incluidos todos los tipos. Se presentan los índices de correlación r de las LCs más frecuentes encontradas en la muestra, de algunas LCs con respecto a líneas de más baja ionización y entre algunas líneas de baja ionización.

tan fuerte (0.63), entre el [Fe VII] $\lambda 6087$ y el [O III] $\lambda 5007$, inferior a la observada por Gelbord, Mullaney & Ward (2009) que fue de 0.82. Como se recordará, la muestra MT cuadruplica la muestra de estos autores, por lo que en la primera se evidencia algo más de dispersión de los puntos observacionales. Siguiendo con la relación Fe VII-O III, al discriminarlas por tipo de objeto observamos que el índice de correlación es más fuerte para las Sy2 (0.79), seguidas por las Sy1 “normales” (0.63) y con las NLS1 siendo más bajo (0.57).

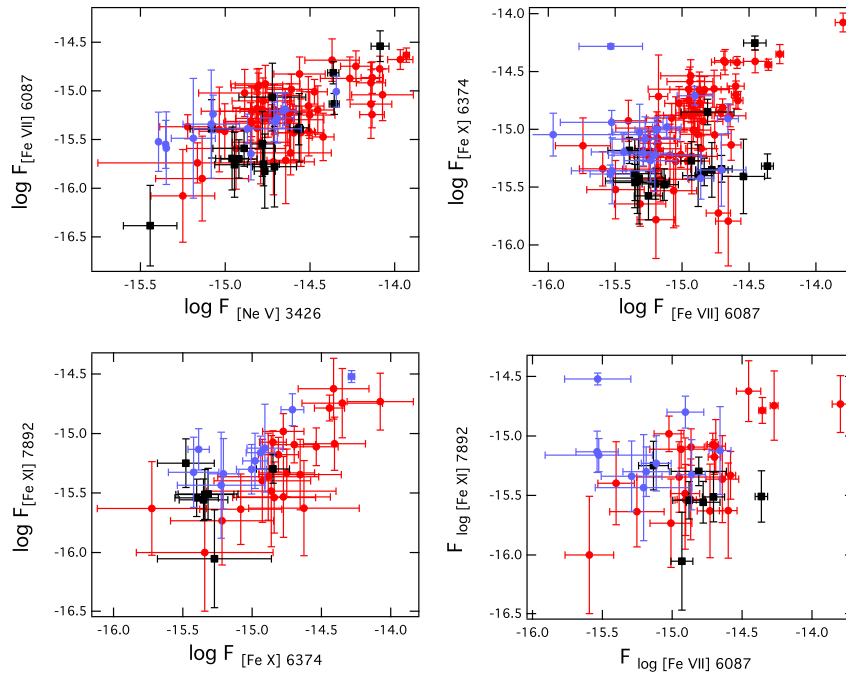


Figura 4.14: Relación entre los flujos de las LCs en el óptico. [Fe VII] $\lambda 6087$ vs. [Ne V] $\lambda 3426$ (arriba a la izquierda); [Fe X] $\lambda 6374$ vs. [Fe VII] $\lambda 6087$ (arriba a la derecha); [Fe XI] $\lambda 7892$ vs. [Fe X] $\lambda 6374$ (abajo a la izquierda); [Fe XI] $\lambda 7892$ vs. [Fe VII] $\lambda 6087$ (abajo a la derecha). Las unidades de flujo están en $\text{erg. cm}^{-2}\text{s}^{-1}$. Las etiquetas son las mismas de la figura 4.13.

Las correlaciones observadas sugieren un mecanismo compartido de ionización y como este proceso, para especies químicas como Ne^{+2} y O^{+2} es atribuible a fotoionización proveniente de una fuente central, nuestros resultados apoyan la fotoionización como mecanismo principal de la formación del Ne V y el Fe VII .

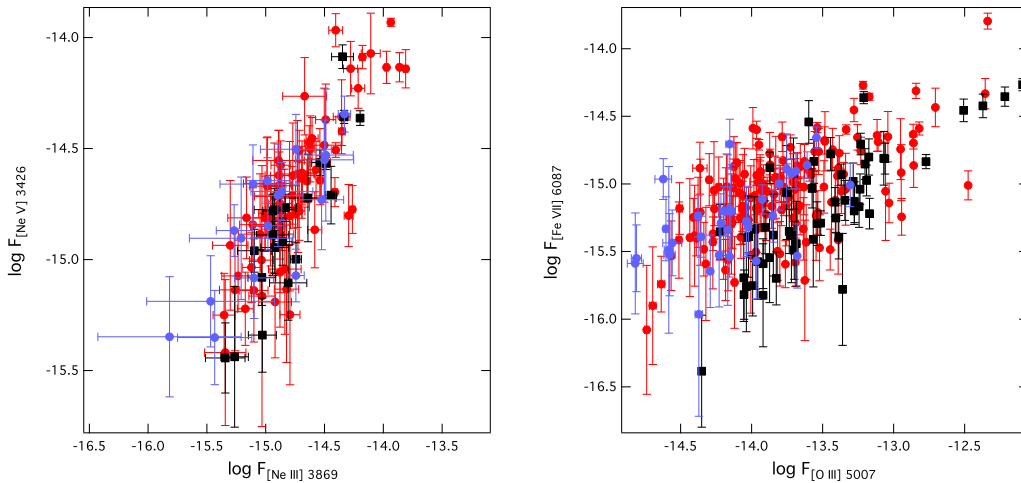


Figura 4.15: Relación entre los flujos de LCs y líneas de emisión de baja ionización. $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ vs. $[\text{Ne III}] \lambda 3869$ (izquierda) y $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ vs. $[\text{O III}] \lambda 5007$ (derecha). Las unidades de flujo están en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ y las etiquetas son las mismas de la figura 4.13.

También observamos índices de correlación altos (ver tabla 4.4) cuando se relacionan líneas de baja ionización, tales como $[\text{O III}] \lambda 5007$ con $[\text{O I}] \lambda 6300$ o $[\text{Ne III}] \lambda 3869$ con $[\text{O II}] \lambda 3727$. De nuevo, esto apoya el mecanismo de fotoionización como principal fuente de la ionización de las especies químicas involucradas. Salvo por las LCs del hierro, se observa la tendencia de índices de correlación mayor entre pares cuando está involucrada la misma especie química, tal como Ne V - Ne III o O III - O II . Esta alta correlación entre iones de un mismo elemento se entiende al considerar que así se eliminan los posibles efectos de abundancia que puedan existir.

Los valores bajos de índice de correlación entre el $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ y las líneas $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ indican que un mecanismo adicional está en juego. Es posible que dicho mecanismo sea la densidad electrónica ya que los valores de densidad crítica tanto para el Fe X como para el Fe XI son de dos a tres órdenes de magnitud superior al del Fe VII (y Ne V). Está observacionalmente establecido que las zonas de emisión del Fe X y Fe XI no son tan extendidas en torno al centro activo comparadas con las de Fe VII y Ne V (Rodríguez-Ardila et al., 2006; Mazzalay, Rodríguez-Ardila & Komossa, 2010). Por lo tanto, su emisión surge de zonas más internas, esto es, en regiones con densidades electrónicas mayores. En tal escenario, es posible que en las principales zonas de emisión del Fe X y Fe XI reinen unas condiciones físicas tales que desexciten colisionalmente aquellas especies químicas con densidades críticas relativamente bajas. Esto podría explicar por qué se obtienen resultados distintos en muestras que son seleccionadas a partir de la emisión de Fe VII de otras que lo son por Fe X . Como se recordará, mientras que Gelbord, Mullaney & Ward (2009) no observaron anisotropía de emisión de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ en los dos tipos de galaxias

Seyfert (en una muestra seleccionada por emisión de [Fe x] $\lambda 6374$), tanto Muruyama & Taniguchi (1998a) como nosotros en esta tesis sí observamos dicha anisotropía de emisión de [Fe VII] $\lambda 6087$ para muestras seleccionadas con esta misma especie química. Comentaremos más sobre este aspecto en la sección 4.8.

4.5. Relación con emisión de rayos X

Puesto que el mecanismo más probable de formación de las especies químicas que dan lugar a las LCs es fotoionización proveniente de una fuente intensa de radiación, es de esperarse, dados los rangos de energía del potencial de ionización, que exista alguna conexión entre la luminosidad de rayos X y la luminosidad de las LCs.

Por ello, el propósito de la presente sección es estudiar la relación entre las luminosidades de las LCs como [Fe VII] $\lambda 6087$, [Fe x] $\lambda 6374$, [Fe XI] $\lambda 7892$ y [Ne V] $\lambda 3426$ y las luminosidades de rayos X tanto suaves como fuertes para los objetos que constituyen nuestra muestra. Como se recordará, un análisis de la incidencia de rayos X en la luminosidad de líneas coronales en el infrarrojo cercano fue realizado en la sección 2.4.3 la cual contiene también comentarios a estudios previos sobre el tema.

4.5.1. Rayos X suaves: Rosat (0.1-2.4 keV)

Gelbord, Mullaney & Ward (2009) realizaron un estudio de correlación entre la luminosidad de rayos X suaves (0.1-2.4 keV) y la luminosidad de líneas coronales (en particular de [Fe x] $\lambda 6374$) de un grupo de 63 espectros tomados del SDSS. Para tal efecto, utilizaron datos obtenidos por el satélite *Rosat*⁷. Estos investigadores hallaron datos de rayos X (conteos por segundo) de 32 de sus objetos de la prospección de todo el cielo Rosat (RAAS, por sus siglas en inglés (Voges et al., 1999)). Dichos datos pueden consultarse a través de internet⁸. Una dificultad al utilizar los datos medidos por Rosat es que el número de conteos para la gran mayoría de las fuentes es demasiado bajo como para fijar un modelamiento espectral detallado. Por ello, una opción frecuente (ver por ejemplo Boyle et al. (1993), Green & Mathur (1996)) para estimar el flujo integrado de una fuente a partir de la tasa de conteo es asumir un modelo espectral (esto es, fijar el índice) y la densidad de columna con valores que sean coherentes con lo que se está observando. Por ello, Gelbord, Mullaney & Ward (2009) al realizar la conversión entre conteos por segundo y flujo (en $\text{erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$) para una ventana entre 0.1 y 2.4 keV la realizaron a través de una herramienta en línea⁹, suponiendo valores del índice espectral Γ de 1.5 y 3.0, y valores de columna de absorción en el interior de la Galaxia de $n_H = 3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Con los valores de luminosidad correspondientes, ellos encuentran que el flujo de la línea de [Fe x] $\lambda 6374$ escala bien con el flujo de rayos X suaves en 0.1-2.4 keV.

Nosotros hemos utilizado un procedimiento semejante para obtener valores de luminosidad de rayos X suaves entre 0.1 y 2.4 keV. También adoptamos $n_H = 3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ y usamos $\Gamma = 1.5$. Con la muestra

⁷Rosat es la abreviatura de Röntgensatellit. Fue un satélite de rayos X alemán que duró en funcionamiento gran parte de la década de los años noventa del siglo pasado, y cuyo principal instrumento fue el contador proporcional de posicionamiento sensitivo (PSPC, por sus siglas en inglés).

⁸<http://www.xray.mpe.mpg.de/cgi-bin/rosat/src-browser>

⁹<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/Tools/w3pimms.html>

MT, estamos cuadruplicando el número de datos de la muestra estudiada por Gelbord, Mullaney & Ward (2009) en lo que respecta a la relación de rayos X suaves con los datos de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$. Podemos ver en la figura 4.16 el comportamiento de la luminosidad de las líneas $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ (izquierda) y $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ (derecha) frente a la luminosidad de rayos X suaves en la banda Rosat. Tal y como ocurrió con la muestra de Gelbord, Mullaney & Ward (2009), fueron muy pocas las galaxias Sy2 a las que se les pudo encontrar un valor de conteo en la mencionada página, como para obtener alguna tendencia específica de estos objetos. Ambas figuras evidencian la existencia de una correlación para las dos líneas, aunque es más evidente para el $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ que para el $[\text{Ne V}] \lambda 3426$. Específicamente, para la línea del $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ se registra una correación de 0.72 para los objetos Sy1 normales en tanto que para las NLS1 el índice de correlación es más bajo (0.47). En el caso de $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ el comportamiento se invierte: el índice de correlación es mejor para NLS1 (0.625) que para Sy1 normales (0.355).

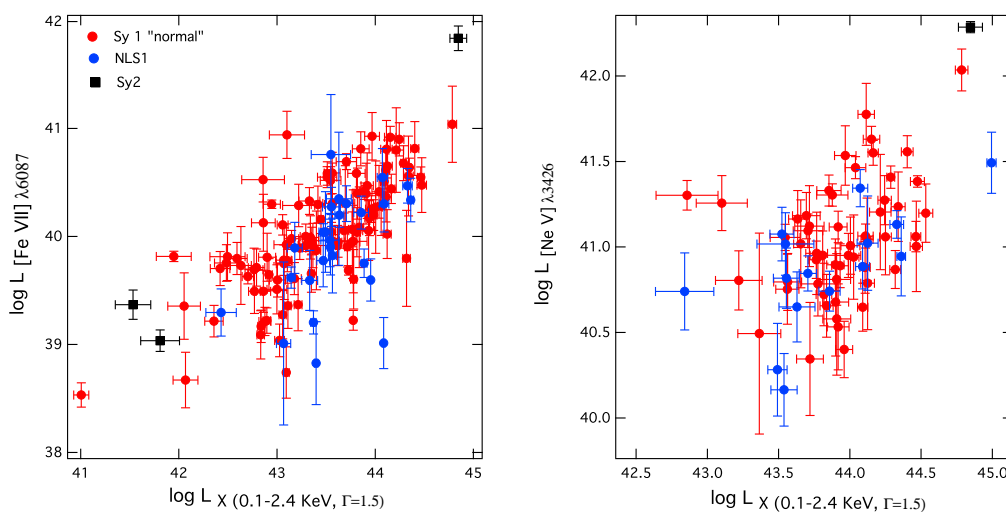


Figura 4.16: Luminosidad de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ (izquierda) y $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ (derecha) con respecto a la luminosidad de rayos X suaves (0.1-2.4 keV) asumiendo $\Gamma = 1.5$. Las unidades de la luminosidad están en erg. s^{-1} .

En la figura 4.17 se observa la relación entre la luminosidad de $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ (izquierda) y $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ con respecto a la luminosidad de rayos X (0.1-2.4 keV) asumiendo $\Gamma = 1.5$. Para el primer caso se obtiene un índice de correlación de 0.56 para Sy1 normales y de 0.76 para NLS1. Para el caso de $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$, se observa una mayor dispersión de puntos (índices de correlación de 0.4 y 0.70 para Sy1 normales y NLS1, respectivamente). Tal y como se comentó en la sección 2.4.4, en la que se vio la existencia de una clara correlación entre la luminosidad de los rayos X suaves y la luminosidad de varias LCs en el NIR, las estrechas correlaciones observadas entre la luminosidades de las LCs en el óptico (vistas preferencialmente en las líneas de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ y $[\text{Fe X}] \lambda 6374$) y la luminosidad en rayos X suaves favorecen el mecanismo de fotoionización como principal responsable de la formación de las LCs.

A pesar del grado de aproximación del método usado para determinar el flujo integrado de rayos X entre 0.1 a 2.4 keV, que implicó asignar para todos los objetos un índice común, los resultados muestran

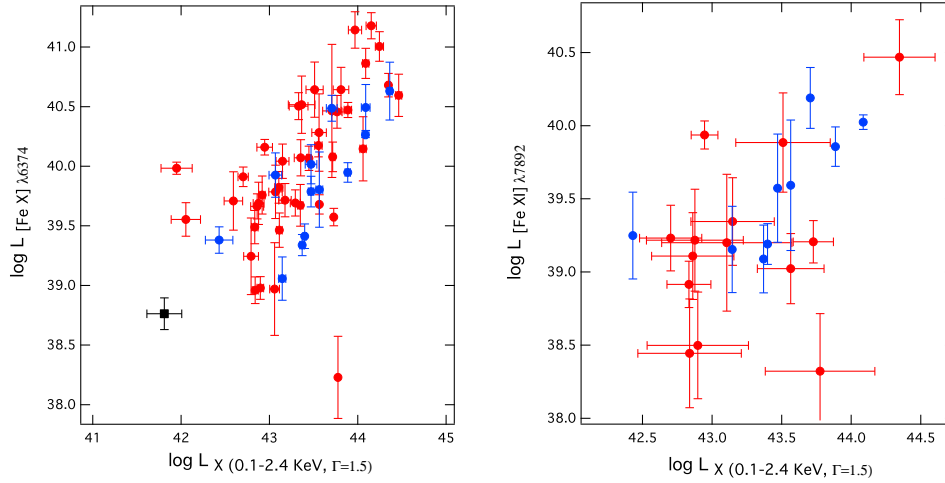


Figura 4.17: Luminosidad de [Fe X] $\lambda 6374$ (izquierda) y [Fe XI] $\lambda 7892$ (derecha) con respecto a la luminosidad de rayos X suaves (0.1-2.4 keV) asumiendo $\Gamma = 1.5$. Las unidades de la luminosidad están en $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$. Las etiquetas son las mismas de la figura 4.16.

en conjunto correlaciones entre la luminosidad de los rayos X suaves con la luminosidad de las LCs, tanto en el óptico como en el NIR, que pueden interpretarse como un indicativo de una relación causa-efecto entre los rayos X y el PI requerido para generar los iones correspondientes. Las LCs examinadas muestran energías asociadas que van del orden de 0.1 keV (Ne^{4+} , Fe^{6+}) pasando por 0.16 keV (Si^{5+}), 0.23 keV (Fe^{9+}), 0.28 keV (S^{7+}) y llegar hasta valores ligeramente superiores a 0.3 keV (Si^{9+} , S^{8+}). En otros términos: los valores de energía de ionización corresponden a los valores asociados de fotones en rayos X suaves.

Es importante resaltar que un aspecto que refuerza el escenario de fotoionización para las LCs constituyen las observaciones de alta resolución realizadas por los telescopios en rayos X *Chandra* y *XMM-Newton*, que han permitido observar emisión de rayos X suaves con una extensión y morfología altamente correlacionada con la emisión de O III, esto es, con la NLR (Torresi et al., 2009; Guainazzi & Bianchi, 2007; Bianchi et al., 2010). Modelos de fotoionización han mostrado que puede existir un gas emisor de O III que al mismo tiempo sea emisor de rayos X suaves (Bianchi, Guainazzi & Chiaberge, 2006), lo que puede explicar la extensión de emisión coronal en algunos AGNs que alcanzan los centenares de parsecs.

4.5.2. Rayos X duros: 2-10 keV

A continuación examinaremos el comportamiento de las LCs frente a rayos X más energéticos, correspondientes a un sector entre 2 y 10 keV. Se escogió esta banda en razón a la existencia de un número relativamente alto de observaciones de objetos extragalácticos realizados en este intervalo de energía. Aun así, son más bien pocas las galaxias de la muestra MT cuyos valores de flujo o luminosidad que en esa banda estén publicados. Con todo, en la figura 4.18 hemos colocado los datos reunidos: a la izquierda

observamos el comportamiento de la luminosidad de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ y a la derecha, del de $[\text{Ne V}] \lambda 3426$, con respecto a la luminosidad de rayos X duros (2-10 keV). Observamos un comportamiento semejante al presentado por las líneas coronales en el infrarrojo, ver sección 2.4.5.

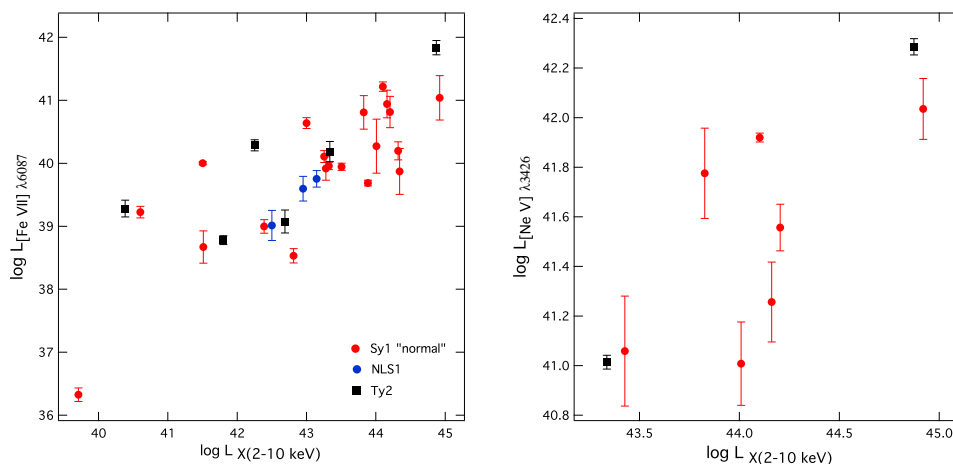


Figura 4.18: Luminosidad de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ (izquierda) y $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ (derecha) con respecto a la luminosidad de rayos X duros (2-10 keV). Las unidades de la luminosidad están en erg.s^{-1} . Los datos de rayos X fueron tomados de: Ueda et al. (2005) (3C 223, 3C223.1, MRK 142, MARK 202, MARK 34, MARK 699, KUG1031+398, TON 1187, WAS61, RXSJ13406+4036), Shinozaki et al. (2006) (SBS1320+551, MARK 290, NGC 5548, MARK 926), Piconcelli et al. (2005) (PG1114+445, PG1244+026, PG1309+355, PG1427+480), <http://tartarus.gsfc.nasa.gov/docsv3/ordlist.html> (II Zw1, IRAS0914+4109), Cappi et al. (2006) (NGC 4388), Beckmann, Gehrels & Shrader (2006) (NGC 5506) Kaspi et al. (2005) (MARK 110), González-Martín et al. (2006) (NGC 4395), Guainazzi, Matt & Perola (2005) (UM 625), Harrison (2003) (MS12143+3811), Greene & Ho (2007) (Zw047.107) y Shi et al. (2005) (3C 219).

El número de puntos para el $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ es tan pequeño que es difícil asegurar si el comportamiento es significativo. En $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ sí existe un número suficiente de datos como para asegurar una tendencia. En ambos casos, a pesar de la alta dispersión de los puntos, se observa una correlación entre la luminosidad y la luminosidad de los rayos X duros. La relación lineal observada entre los logaritmos de las luminosidades da índices de correlación de 0.78 y 0.79 para el Fe VII y el Ne V, respectivamente, con la siguiente dependencia (incluyendo todos los puntos, incluso los T2):

$$\log L_{\text{Fe VII}} = 13.00(\pm 4.16) + 0.62(\pm 0.09) \log L_{X(2-10 \text{ keV})},$$

$$\log L_{\text{Ne V}} = 10.78(\pm 9.01) + 0.69(\pm 0.20) \log L_{X(2-10 \text{ keV})}.$$

Al ser comparados estos resultados con los obtenidos en las LCs del NIR (ver sección 2.4.5) notamos que en estas últimas la dispersión es más fuerte (sobre todo por la presencia de objetos Ty2) pero se observó una correlación entre la luminosidad de Si VI, S VIII, S IX y Si X y la luminosidad de rayos X duros cuando están presentes solo los objetos Ty1. Estas gráficas se pueden contrastar con el comportamiento de la luminosidad de O III con respecto a la luminosidad de rayos X entre 2-10 keV observado por Heckman et al. (2005), ver gráfica 4 de ese artículo, en la que difícilmente se puede hablar de correlación,

aunque se observa una zona de exclusión junto con la tendencia de los objetos Sy2 a ubicarse en la zona de baja luminosidad de rayos X. En esta última apreciación, resulta interesante observar en la figura 4.18, la excepción notable de IRAS0914+4109 (el punto que representa la mayor luminosidad coronal tanto en Fe VII como en Ne V), un objeto HyLIRG (*hyperluminous infrared galaxy*) con un claro espectro Ty2 que posee el mayor corrimiento al rojo de toda la muestra MT (0.44).

La relación entre la luminosidad de rayos X en 2-10 keV y líneas de emisión ha tenido resultados variables. Ya comentamos que Heckman et al. (2005) no detectaron correlación con O III (aunque reportaron una fuerte correlación entre este y rayos X entre 3-20 keV); otros autores sí la han hallado (Mulchaey et al., 1994; Panessa et al., 2006), este último también en flujo. Adicionalmente se ha encontrado fuerte correlación con H α (Ward et al., 1988; Terashima, Ho & Ptak, 2000; Ho et al., 2001).

Un problema adicional, que dificulta relacionar los rayos X duros con la emisión de LCs, es que los rayos X duros no solamente pueden provenir del centro activo y de regiones circundantes a él (en el caso de NGC 1068 puede extenderse hasta 0.5 kpc (Young, Wilson & Shopbell, 2001)) sino que pueden emitirse en regiones entre cúmulos de galaxias o de fuentes puntuales de la galaxia huésped atribuidos a binarias de rayos X o a regiones de muy intensa formación estelar, como así parecen indicarlo la emisión extendida (hasta de varios kiloparsecs) de rayos X (2-7 keV) en varios LINERs (Terashima et al., 2000).

En suma, a pesar de las dificultades a las que hemos hecho referencia, basados en los datos de rayos X, tanto suaves como duros, los objetos de la muestra MT tienden a favorecer el mecanismo de fotoionización como responsable de la ionización de las especies químicas involucradas.

4.6. Relación con emisión de radio

Hasta donde es de nuestro conocimiento, no se ha reportado en la literatura algún tipo de relación entre la luminosidad en radio y su efecto en la luminosidad de líneas coronales. Solo Appenzeller & Wagner (1991) en su estudio de líneas coronales en una pequeña muestra de cuasares mencionan de pasada que no notaron algún tipo de relación entre la intensidad de las LCs observada y el hecho de que los objetos fueran o no ruidosos en el radio. Sin embargo, sí es conocido desde hace tiempo la existencia de una correlación fuerte entre la luminosidad del [O III] λ 5007 y la luminosidad del radio en 21 cm (de Bruyn & Wilson, 1978), la cual es independiente del tipo de galaxia observada.

Observaciones en núcleos activos de galaxias cercanos han revelado algún tipo de relación entre el chorro de radio y emisión fuerte coronal (Korista & Ferland, 1989) lo que indicaría a priori una correlación entre ambas cantidades. Nazarova, O'Brien & Ward (1999) sugirieron que la existencia del chorro en NGC 1068 cumple el papel de formar un canal a través de la NLR lo que le permite al continuo nuclear llegar a la zona de emisión coronal sin ser severamente atenuado. O el chorro tiene el efecto directo de ionizar por choques a las especies químicas involucradas o juega el papel secundario de formar un canal para que una determinada zona gaseosa “vea” el continuo anisotrópico que se emite desde el núcleo propiamente dicho. En ambos casos se esperarí una correlación entre la luminosidad de las LCs y la emisión en radio.

Con el propósito de estudiar la relación la emisión coronal y la emisión en radio, se realizó una revisión en la literatura en busca de mediciones de flujo en el sector del radio para el mayor número posible de objetos que constituyen la muestra MT, al cabo de la cual se encontró que había un número mayor de

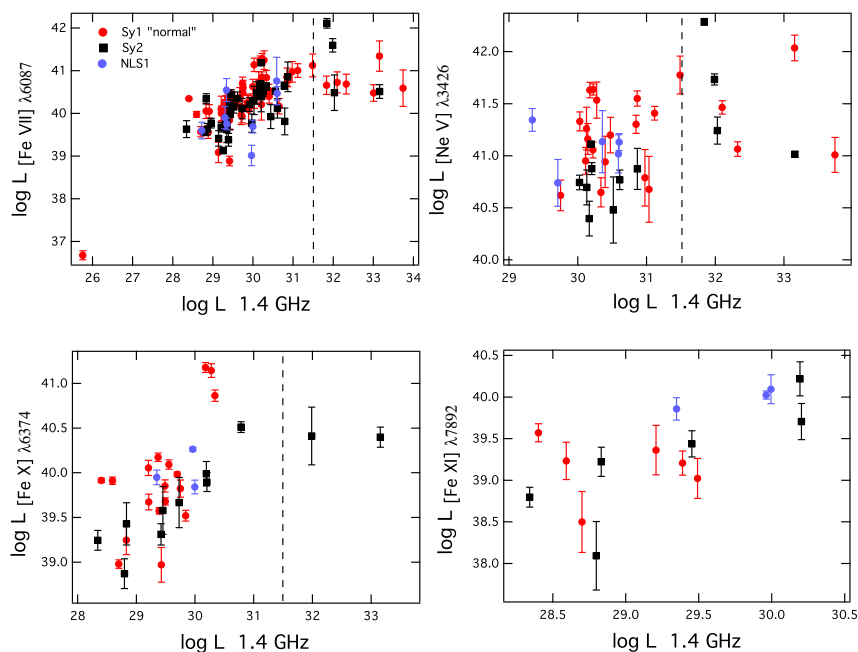


Figura 4.19: Luminosidad de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$, $[\text{Ne V}] \lambda 3426$, $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ en unidades de erg. s^{-1} con respecto a la luminosidad de radio en 1.4 GHz en $\text{erg. s}^{-1}\text{Hz}^{-1}$. Las referencias de las que se tomaron los valores de flujo para el radio están contenidos en la tabla 4.5.

datos en la frecuencia de 1.4 GHz (21.4 cm). De gran importancia fueron los datos obtenidos a través de la página del FIRST¹⁰. La figura 4.19 presenta el comportamiento en luminosidad de la línea en $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$, $[\text{Ne V}] \lambda 3426$, $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ y $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ con relación a la luminosidad en 1.4 GHz.

En todos los casos se observa una dispersión de puntos relativamente alta, aunque parece evidenciarse una ligera tendencia, observada en tres de los cuatro casos, de una mayor luminosidad de la LC para una mayor luminosidad en radio, al menos hasta un valor de luminosidad en radio cercano a $10^{31} - 10^{31.5} \text{ erg. s}^{-1}\text{Hz}^{-1}$ por encima del cual los valores de luminosidad en los casos de Fe VII y Fe X dejan de ser crecientes para adoptar un comportamiento un tanto irregular y con tendencia a decrecer. Debido a que son pocos los objetos de la muestra que son radio ruidosos ($\log L_{1.4 \text{ GHz}} (\text{erg. s}^{-1}\text{Hz}^{-1}) \geq 31.5$) y que al mismo tiempo emitan LCs, no es posible establecer de manera clara el comportamiento de la luminosidad coronal por encima del valor referido de luminosidad en radio.

¹⁰FIRST es acrónimo de Faint Images of the Radio Sky at Twenty-cm el cual es un proyecto destinado a producir un catálogo en radio equivalente a la prospección del cielo del observatorio Palomar. La prospección cubrió 9000 grados cuadrados y fue realizada a través de los radiotelescopios que integran el VLA (White et al., 1997). La página que permitió consultar los datos es: sundog.stsci.edu/cgi-bin/searchfirst

Tabla 4.5: Referencias para datos de flujos de radio en 1.4 GHz correspondientes a la figura 4.19

Galaxia	Referencia	Galaxia	Referencia
1WGAJ1343.9+2712	Servidor FIRST	RXSJ07491+4510	White & Becker (1992)
2MASSJ00070+1554	Condon et al. (1998)	RXSJ08420+4018	Becker, White & Helfand (1995)
2MASSJ15134+4654	Servidor FIRST	RXSJ09475+1005	Servidor FIRST
3C219	White & Becker (1992)	RXSJ10167+4210	Servidor FIRST
3C223.0	White & Becker (1992)	RXSJ11376+1039	Condon et al. (1998)
3C227	White & Becker (1992)	RXSJ11437+1128	Servidor FIRST
3C234.0	White & Becker (1992)	RXSJ11479+0902	Servidor FIRST
3C323.1	Servidor FIRST	RXSJ12137+4227	Servidor FIRST
4C29.30	Becker, White & Helfand (1995)	RXSJ13199+5235	Servidor FIRST
4C54.27	White & Becker (1992)	RXSJ16107+3303	Servidor FIRST
II Zw 1	Condon et al. (1998)	RXSJ16558+2146	Servidor FIRST
CBS 74	Becker, White & Helfand (1995)	SBS 0755+509	Servidor FIRST
CG 218	Condon et al. (1998)	SBS 0915+556	Servidor FIRST
CG 404	Servidor FIRST	SBS 1125+581	Servidor FIRST
FBS0732+396	Servidor FIRST	SBS 1126+516	Servidor FIRST
FIRSTJ0842+4025	Becker, White & Helfand (1995)	SBS 1213+549A	Servidor FIRST
FIRSTJ1018+3436	Becker, White & Helfand (1995)	SBS 1320+551	Servidor FIRST
FIRSTJ1455+3226	Becker, White & Helfand (1995)	SBS 1353+564	Servidor FIRST
HS 0749+1943	Condon et al. (1998)	SDSSJ01389+1321	Condon et al. (1998)
IRAS09104+4109	Condon, Cotton & Broderick (2002)	SDSSJ01537-0857	Servidor FIRST
IRAS13144+4508	Servidor FIRST	SDSSJ01555-0857	Servidor FIRST
IRASF14030+5338	Servidor FIRST	SDSSJ07372+3131	Servidor FIRST
IRASF16320+3730	Servidor FIRST	SDSSJ07510+2914	Becker, White & Helfand (1995)
IRAS14474+4233	White & Becker (1992)	SDSSJ08295+0812	Servidor FIRST
IRAS15176+5216	Servidor FIRST	SDSSJ08353+5240	Condon et al. (1998)
IRAS17371+5615	Servidor FIRST	SDSSJ08362+5212	Servidor FIRST
KISSR1285	Servidor FIRST	SDSSJ08415+0101	Condon et al. (1998)
KUG1031+398	Becker, White & Helfand (1995)	SDSSJ10067+4122	Becker, White & Helfand (1995)
LCRSJ1328-0307	Servidor FIRST	SDSSJ10156+0054	Servidor FIRST
MRK 34	Servidor FIRST	SDSSJ10216+1017	Servidor FIRST
MARK 110	Condon et al. (1998)	SDSSJ10294+1408	Servidor FIRST
MARK 142	Servidor FIRST	SDSSJ10501+1132	Servidor FIRST
MARK 290	Servidor FIRST	SDSSJ11056+0202	White & Becker (1992)
MARK 477	Servidor FIRST	SDSSJ11072+0804	Servidor FIRST
MARK 699	Becker, White & Helfand (1995)	SDSSJ11457+0241	Servidor FIRST
MARK 926	Servidor FIRST	SDSSJ14003+0502	Servidor FIRST
MARK 1146	Condon, Cotton & Broderick (2002)	SDSSJ12451-0321	Servidor FIRST
MARK 1310	Servidor FIRST	SDSSJ12239-0233	Servidor FIRST
MARK 1392	Servidor FIRST	SDSSJ12059+4959	Servidor FIRST
MARK 1447	Servidor FIRST	SDSSJ11536+1017	Servidor FIRST
MCG+08.15.056	Condon et al. (1998)	SDSSJ14194+0139	Servidor FIRST
MCG+08.23.067	Servidor FIRST	SDSSJ14248+0008	Servidor FIRST
MS12143+3811	Becker, White & Helfand (1995)	SDSSJ14503+0152	Servidor FIRST
MS15453+0305	Servidor FIRST	SDSSJ14548+0038	Servidor FIRST
NGC 3362	Condon, Cotton & Broderick (2002)	SDSSJ11458+0142	Condon et al. (1998)
NGC 3855	Servidor FIRST	SDSSJ16365+4202	Servidor FIRST
NGC 4395	Servidor FIRST	SDSS J16472+3843	Becker, White & Helfand (1995)
NGC 5506	White & Becker (1992)	SDSSpJ17121+5847	Richards et al. (2006)
NGC 5548	Servidor FIRST	SDSSJ17271+6322	Servidor FIRST
NPM1G+00.0492	Servidor FIRST	SDSSJ22025-0732	Servidor FIRST
NPM1G+28.0354	Becker, White & Helfand (1995)	TOL1059+105	Servidor FIRST
NPM1G+30.0129	Becker, White & Helfand (1995)	TON 256	Servidor FIRST
NPM1G+49.0323	Servidor FIRST	UM 472	Servidor FIRST
NPM1G+65.0097	White & Becker (1992)	UM 614	Servidor FIRST
PG1244+026	Servidor FIRST	UM 625	Servidor FIRST
PG1309+355	Becker, White & Helfand (1995)	Zw163.074	Becker, White & Helfand (1995)

En el caso de Fe XI, no se encontraron valores correspondientes de emisión de radio por encima de $10^{31.5}$ erg. s⁻¹ Hz⁻¹. Nótese que ninguna de las NLS1 son radio fuentes lo suficientemente intensas como para superar este valor de luminosidad. Esto es coherente con el hecho de que las NLS1 son AGNs que tienden a ser particularmente poco ruidosos en radio (Stepanian et al., 2003; Komossa et al., 2006). Excluyendo aquellos datos para los cuales $\log L_{1.4 \text{ GHz}} \text{ (erg. s}^{-1}\text{Hz}^{-1}) \geq 31.5$ se obtiene (incluyendo los tres tipos de objetos) un índice de correlación de 0.74 entre la luminosidad del [Fe VII] $\lambda 6087$ y la luminosidad de radio en 1.4 GHz. Para las demás líneas del hierro ([Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$) se obtuvieron índices de correlación de 0.66 para ambos casos. Para el [Ne V] $\lambda 3426$ se obtuvo un índice de correlación bajo, de 0.21. En este último caso, de todos modos se observa un descenso notorio de la luminosidad de la línea por encima del valor referido de la luminosidad en radio. Las relaciones de luminosidad correspondientes muestran las siguientes dependencias (sin incluir los valores por encima de $10^{31.5}$ erg. s⁻¹ Hz⁻¹):

$$\log L_{\text{Fe VII}} = 21.66(\pm 1.20) + 0.61(\pm 0.06) \log L_{1.4 \text{ GHz}}, \quad (\log L_{1.4 \text{ GHz}} < 31.5),$$

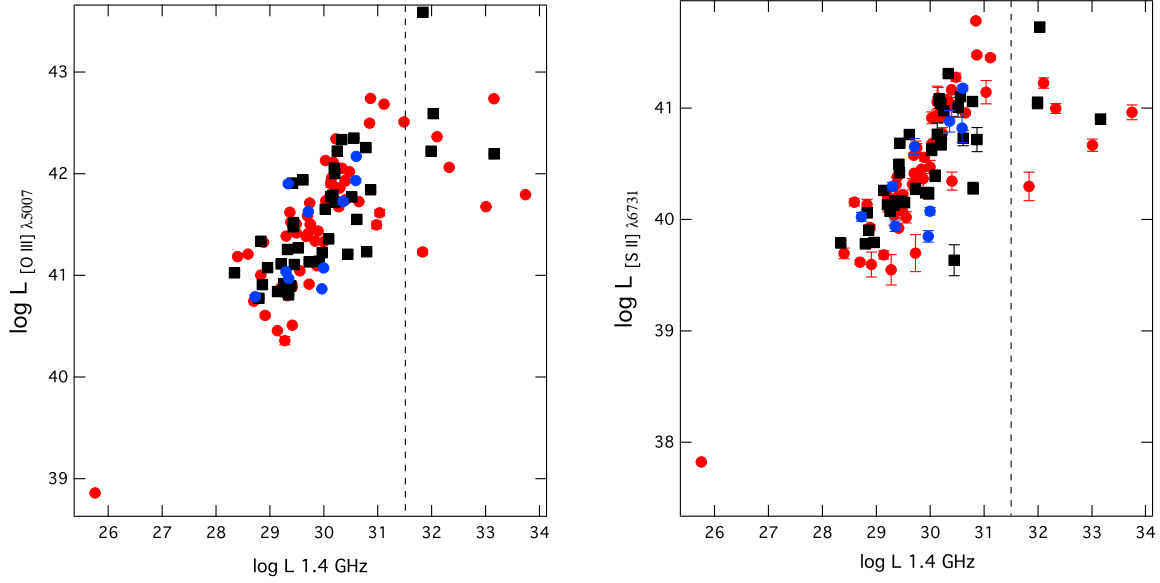


Figura 4.20: Luminosidad de [O III] $\lambda 5007$ (izquierda) y de [S II] $\lambda 6731$ (derecha) en unidades de erg s^{-1} con respecto a la luminosidad de radio en 1.4 GHz en $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ correspondiente a la muestra MT. Las etiquetas son las mismas de la figura 4.19 y las referencias con datos de radio son las mismas que la de la tabla 4.5.

$$\log L_{\text{NeV}} = 35.86(\pm 4.56) + 0.17(\pm 0.15) \log L_{1.4 \text{ GHz}}, \quad (\log L_{1.4 \text{ GHz}} < 31.5),$$

$$\log L_{\text{FeX}} = 21.43(\pm 4.11) + 0.62(\pm 0.14) \log L_{1.4 \text{ GHz}}, \quad (\log L_{1.4 \text{ GHz}} < 31.5),$$

$$\log L_{\text{FeXI}} = 22.03(\pm 5.95) + 0.59(\pm 0.20) \log L_{1.4 \text{ GHz}}, \quad (\log L_{1.4 \text{ GHz}} < 31.5).$$

Bien cabe preguntarse entonces si ese comportamiento observado en las LCs con relación al radio es propio de ellas o si puede presentarse en líneas de más baja ionización. Por ello, en la figura 4.20 mostramos la dependencia de la luminosidad de [O III] $\lambda 5007$ y del [S II] $\lambda 6731$ con respecto a la luminosidad en radio en 1.4 GHz. De nuevo, se observa una correlación entre ambas cantidades hasta un valor de $10^{31.5} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$, por encima del cual el valor de la luminosidad tanto del O III como del S II comienza a decrecer. Restringiendo los valores hasta $\log L_{1.4 \text{ GHz}} \leq 31.5$ y considerando todos los objetos con independencia de su tipo, obtenemos índices de correlación de 0.78 y 0.84, respectivamente, con las siguientes dependencias:

$$\log L_{\text{O III}} = 23.93(\pm 1.43) + 0.59(\pm 0.05) \log L_{1.4 \text{ GHz}}, \quad (\log L_{1.4 \text{ GHz}} < 31.5),$$

$$\log L_{\text{S II}} = 21.61(\pm 1.27) + 0.63(\pm 0.04) \log L_{1.4 \text{ GHz}}, \quad (\log L_{1.4 \text{ GHz}} < 31.5).$$

Con el propósito de confrontar el comportamiento observado de la luminosidad de las LCs con relación a la luminosidad del radio, se realizó una revisión extensiva en la literatura con el fin de buscar datos publicados de galaxias con emisión simultánea de radio en 1.4 GHz así como de una línea coronal en el óptico. Debido a que son pocos los objetos con dichas características existentes en la literatura, se decidió concentrar la búsqueda en la línea [Fe VII] $\lambda 6087$ que, como lo hemos comentado anteriormente, es la más conspicua en la región del óptico. Hemos utilizado también datos de flujos de algunas galaxias examinadas en el capítulo 5 de esta tesis, ver tabla 5.4. En la figura 4.21 podemos observar el comportamiento de la luminosidad de [Fe VII] $\lambda 6087$ con relación a la luminosidad en radio en 1.4 GHz con datos hallados en la literatura.

Tal y como se aprecia en dicha figura, la luminosidad de [Fe VII] $\lambda 6087$ y la luminosidad en radio parecen estar correlacionadas, aun cuando la dispersión de los puntos es relativamente alta, lo que no es de extrañar tratándose de datos con flujos que provienen de diversas fuentes bibliográficas. Tal y como se notó en la muestra del SDSS, la correlación parece extenderse hasta un valor cercano a $10^{31.5} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ (línea segmentada) por encima de la cual el comportamiento de la luminosidad es decreciente e irregular. Aunque no fue posible encontrar en la literatura una observación que reporte una disminución de la luminosidad de una línea prohibida para objetos ruidosos en radio —aunque la figura 2 de Baum & Heckman (1989), la figura 9 de Best et al. (2005) y el hecho de que Ho & Peng (2001) no encuentren correlación entre la luminosidad de O III y luminosidad de radio para cuasares ruidosos en radio pueden así sugerirlo—, nuestros datos indican que parece existir un efecto según el cual, a partir de cierto valor en luminosidad en radio, no se da proporcionalmente la formación de Fe VII y de otras líneas colisionalmente excitadas. El índice de correlación sin incluir fuentes por encima de $10^{31.5} \text{ erg. s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ es de 0.58, y con una dependencia de la forma:

$$\log L_{(\text{Fe VII}) \text{ literatura}} = 23.46(\pm 3.19) + 0.56(\pm 0.11) \log L_{1.4 \text{ GHz}}, \quad (\log L_{1.4 \text{ GHz}} < 31.5).$$

Tabla 4.6: Referencias para datos de flujos de [Fe VII] $\lambda 6087$ y de radio en 1.4 GHz correspondientes a la figura 4.21

Galaxia	Referencia para FeVII	Referencia para radio en 1.4 GHz
2MASX J07312670+4522176	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Condon et al. (1998)
2MASX J10171828+2914341	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Condon et al. (1998)
2MASX J11570483+5249036	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Condon et al. (1998)
2MASX J12293045+3846210	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Becker, White & Helfand (1995)
2MASX J12314904+3905301	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
2MASX J13234599+6103597	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
2MASX J13460766+3322104	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
2MASX J15322231+2333245	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
2MASX J16350144+3054117	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Becker, White & Helfand (1995)
2MASX J22154231-0036094	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
3C033	Koski (1978)	White & Becker (1992)
3C120	Esta tesis (cap. 5)	Condon et al. (1998)
3C445	Morris & Ward (1988)	White & Becker (1992)
3C452	Koski (1978)	White & Becker (1992)
VII Zw118	Mullaney & Ward (2008)	Condon et al. (1998)
AKN 564	Esta tesis (cap. 5)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
CGCG 068-036	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
CGCG 121-075	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
CGCG 122-055	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Condon et al. (1998)
Cygnus A	Taylor, Tadhunter & Robinson (2003)	Birzan et al. (2004)
ESO 362-G018	Esta tesis (cap. 5)	Condon et al. (1998)
FBQS J110704.5+320630	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Becker, White & Helfand (1995)
[HB89] 0833+446	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
IC 2227	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Condon et al. (1998)
KUG 1031+398	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Becker, White & Helfand (1995)
KUG 1208+386	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Becker, White & Helfand (1995)
Mrk 1	Koski (1978)	Condon et al. (1998)
Mrk 3	Koski (1978)	Condon et al. (1998)
Mrk 34	Koski (1978)	Servidor FIRST
Mrk 268	Koski (1978)	Servidor FIRST
Mrk 270	Koski (1978)	Condon, Cotton & Broderick (2002)

Tabla 4.6 continuación

Galaxia	Referencia para Fe VII	Referencia para radio en 1.4 GHz
Mrk 290	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
Mrk 335	Esta tesis (cap. 5)	Condon et al. (1998)
Mrk 348	Koski (1978)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 359	Osterbrock & Pogge (1985)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 573	Esta tesis (cap. 5)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 618	Mullaney & Ward (2008)	Condon et al. (1998)
Mrk 766	Rodríguez-Ardila, Contini & Viegas (2005)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 783	Osterbrock & Pogge (1985)	Servidor FIRST
Mrk 975	Mullaney & Ward (2008)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 1210	Mazzalay & Rodríguez-Ardila (2007)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 1019	Cruz-González et al. (1994)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 1068	Rodríguez-Ardila et al. (2006)	White & Becker (1992)
NGC 1320	De Robertis & Osterbrock (1986a)	Condon et al. (1998)
NGC 1386	Rodríguez-Ardila et al. (2006)	Condon et al. (1998)
NGC 2110	Shuder (1980)	Condon et al. (1998)
NGC 3227	Rodríguez-Ardila et al. (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 4151	Crenshaw & Kraemer (2005)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 7469	Esta tesis (cap. 5)	Greene, Lim & Ho (2004)
NGC 7674	Esta tesis (cap. 5)	Cohen et al. (2007)
SDSS J073638.86+435316.5	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
SDSS J073650.08+391955.2	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
SDSS J085810.64+312136.2	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
SDSS J112602.46+343448.2	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
SDSS J160948.21+043452.9	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Servidor FIRST
UGC 02024	Gelbord, Mullaney & Ward (2009)	Condon, Cotton & Broderick (2002)

Para completar el análisis con datos provenientes de la literatura, hemos recolectado información de la línea del [Ne V] $24.3 \mu\text{m}$ para varias galaxias Seyfert y la hemos contrastado con emisión en radio en 1.4 GHz. El apéndice C contiene la figura C.1 en la que de nuevo se evidencia una correlación entre las luminosidades hasta un valor próximo a $10^{31.5} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$, valor por encima del cual el comportamiento entre ambas cantidades se torna irregular. Aun esta línea en el IR medio parece tener una clara influencia con relación a la emisión de radio dentro del intervalo señalado, mejor incluso que la que se observa en el óptico (ver más abajo).

Como ya se dijo, existe para AGNs una correlación entre la luminosidad del radio y luminosidad de líneas de baja ionización (Baum & Heckman, 1989; Rawlings & Saunders, 1991; Xu, Livio & Baum, 1999; Labiano, 2009) aunque la correlación ya no parece ser tan clara cuando se incrementa notablemente la muestra (Best et al., 2005). El hecho es que la muestra MT, constituida por galaxias Seyfert con indicación clara de emisión coronal, exhibe correlación entre luminosidades de Fe VII, Fe X y Fe XI con respecto a la luminosidad de radio en 1.4 GHz, al menos hasta un determinado valor de luminosidad en radio. La correlación es baja cuando se considera el Ne V, especie que proviene de la ionización de un gas noble, lo que puede sugerir que el chorro de radio interviene directamente en la liberación del hierro en fase gaseosa. Estas correlaciones pueden indicar varias posibilidades: una es que el chorro de radio forme un canal que permita que la NLR vea directamente la fuente ionizante; igualmente posible es que la presión ejercida por el chorro incremente la densidad de la NLR y con ello las emisividades de la líneas. Esto no descarta que también pueda ocurrir una contribución, así sea pequeña, por ionización por choques¹¹. Lo que sí parece verificarse es que para objetos con luminosidades por encima de $10^{31.5} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ la emisión de líneas colisionalmente excitadas (independiente del potencial de ionización de la especie química) no se da proporcionalmente. Una causa probable de esta disminución es que la intensidad de la emisión de radio es tan alta que crea dos efectos conjuntos: en zonas cercanas al motor central el gas es comprimido a valores de densidad crítica que puede desexcitar colisionalmente las líneas, en tanto que, en las zonas más extendidas, el gas que conforma la NLR se difunde y se posiciona en zonas que no están

¹¹Un ejemplo que sugiere emisión por choques es el caso interesante de la radio galaxia ESO 075-G041 en la que no se observa emisión coronal en el núcleo pero sí en una nube situada a unos $10''$ NE (5500 pc) de él mismo en la dirección del chorro de radio. La emisión coronal no solo comprende intensas líneas de Fe VII sino además [Fe X] $\lambda 6374$ (Tadhunter et al., 1988). Las LCs vienen acompañadas por un continuo notablemente azul y notoria asimetría de O III con alas hacia el azul con velocidades de hasta 3000 km s^{-1} con respecto a la velocidad sistémica de la galaxia.

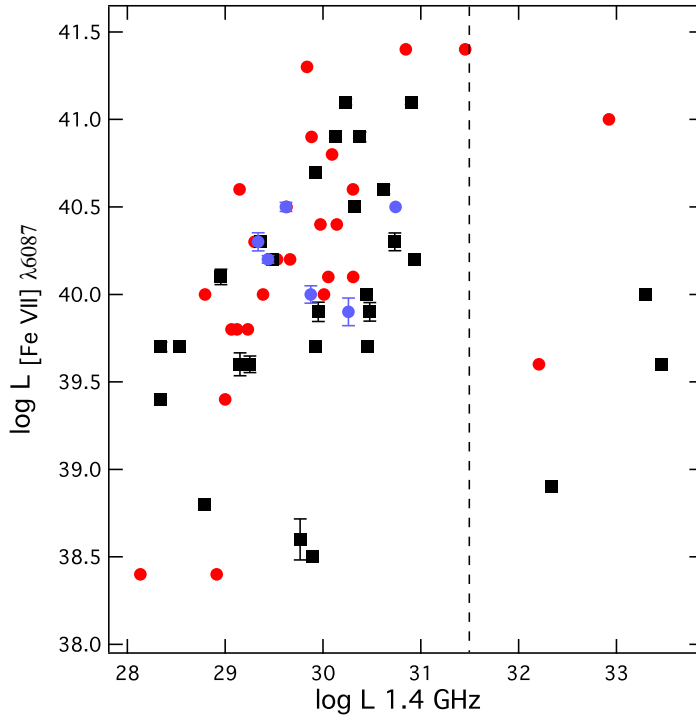


Figura 4.21: Luminosidad de Fe VII en unidades de erg. s^{-1} con respecto a la luminosidad de radio en 1.4 GHz en $\text{erg. s}^{-1}\text{Hz}^{-1}$ con datos extraídos de la literatura y de esta misma tesis. Las referencias de las que se tomaron los valores de flujo para el [Fe VII] $\lambda 6087$ y para el radio están contenidos en la tabla 4.6. Las etiquetas son las mismas de la figura 4.19.

directamente en interacción con la fuente de ionización.

4.7. Temperatura y densidad con base a emisión de Fe VII

En varias secciones de este capítulo hemos reunido evidencias que apoyan la idea de que la fotoionización es el mecanismo principal de formación de las especies ionizadas que dan lugar a LCs. Para efectos de determinar las condiciones físicas del gas emisor de Fe VII y aprovechando la aceptable calidad de algunos de los espectros MC17.5, realizaremos la lectura de flujos de otras líneas de Fe VII los cuales, al compararlos con los resultados de modelos teóricos, permiten hacer estimaciones de la temperatura del gas coronal y determinar si los mismos corresponden a los valores propios de un gas fotoionizado.

Las razones de líneas de Fe VII observadas tanto en núcleos de galaxias activas como en novae y nebulosas planetarias pueden ser utilizadas como indicadores de condiciones físicas del gas emisor, esto es, para determinar temperaturas y densidades electrónicas. En particular, se pueden utilizar las razones de flujo tales como $\lambda 3759/\lambda 6087$, $\lambda 5158/\lambda 6087$ y $\lambda 4942/\lambda 6087$ (Nussbaumer & Storey, 1982; Keenan & Norrington, 1982). Un trabajo posterior (Keenan & Norrington, 1991) presenta gráficas de temperatura

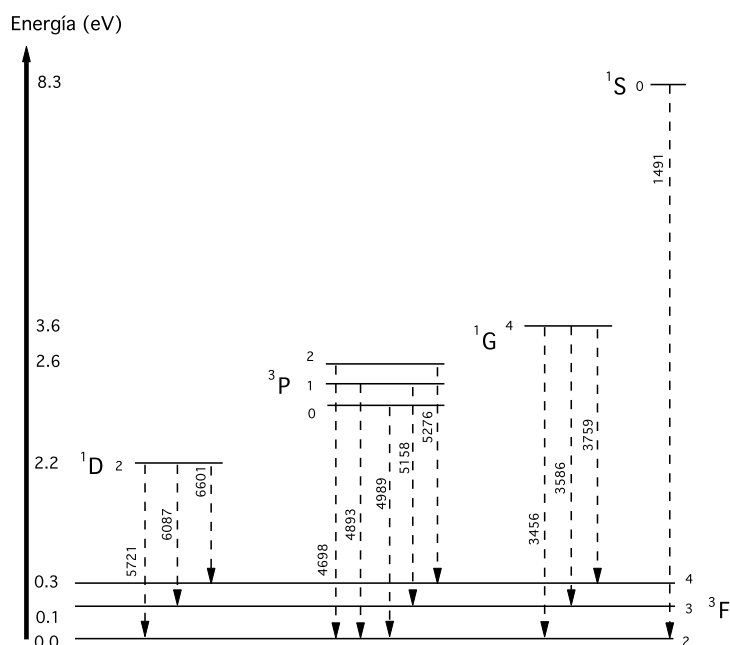


Figura 4.22: Diagrama grotiano que muestra las principales transiciones del Fe VII en el óptico y el UV.

y densidad electrónica no en términos de razones con respecto a $\lambda 6087$ sino a $\lambda 5721$, esto es, gráficas del tipo $\lambda 5159/\lambda 5721$ y $\lambda 4945/\lambda 5721$ ¹². En 2001 Keenan et al. (2001) publican nuevos estimativos de razones de líneas para el Fe VII (y también del Fe III) utilizando cálculos mejorados de coeficientes de emisión de Einstein y tasas de excitación de impacto electrónico. Sin embargo, los datos contenidos en dicho artículo presentan una anomalía que deja en tela de juicio la validez de todo el contenido. Allí, para absolutamente todos los regímenes estudiados, la razón $[\text{Fe VII}]\lambda 5721/[\text{Fe VII}]\lambda 6087$ es constante, lo que no es de extrañar, pues no depende de N_e o de T ; lo extraño es que dicha relación es igual a 5.7, pues, observacionalmente, para aquellos objetos que presentan alta excitación y en los que se supone actúa solo la fotoionización (como en el caso de nebulosas planetarias), la razón $5721/6087$ es del orden de 0.6-0.8 o, si acaso, del orden de 1. Además los modelos de fotoionización colocan esta relación del orden de 0.7. Keenan¹³ reconoce la anomalía en cuestión, pero por razones ajenas a él, no puede verificar en qué radica el error.

Por ello, en esta tesis hemos hecho uso de los datos que arroja la base de datos atómicos CHIANTI

¹²La razón es evitar la posible contaminación de la línea de [Ca V] $\lambda 6087$ si se normaliza con respecto a [Fe VII] $\lambda 6087$. En el transcurso de esta tesis no hemos realizado ningún intento por tener en cuenta esta contribución en el flujo de la línea coronal, motivada más que todo por la dificultad inherente en separar algo que está en la misma longitud de onda, sino también porque, desde el punto de vista teórico, la contribución de esta línea es un porcentaje que no excede el 5% del flujo de [Fe VII] $\lambda 6087$.

¹³Comunicación personal.

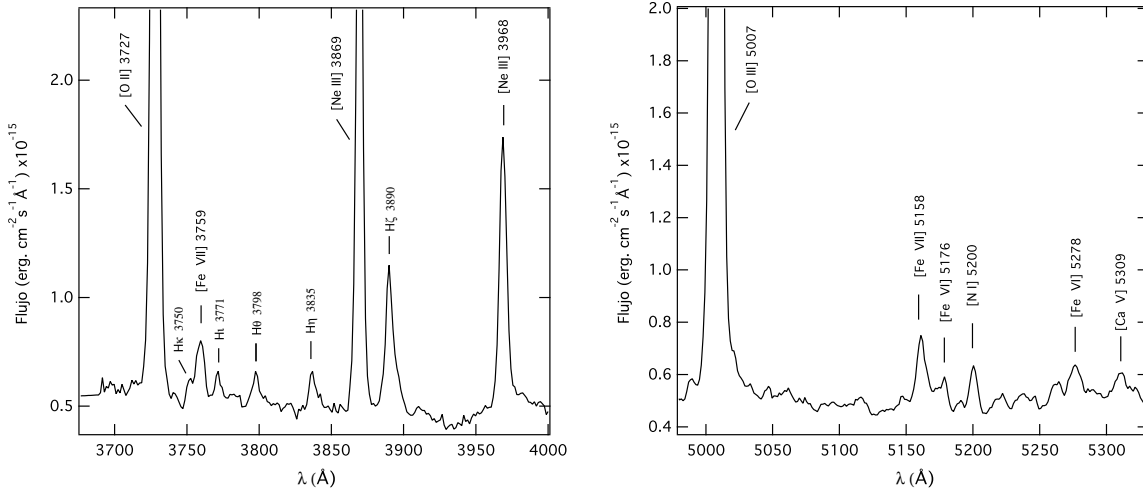


Figura 4.23: Dos sectores ampliados de la galaxia Mrk 110 en la que se observa emisión de [Fe VII] λ 3759 (izquierda) y de [Fe VII] λ 5158 (derecha). Las unidades de flujo vienen en 10^{-15} $\text{erg. cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$.

(Dere et al., 1997), la cual se puede consultar siempre y cuando se logren compilar varias rutinas de fácil descarga¹⁴ que corren en IDL¹⁵. Las versiones recientes incorporan valores mejorados de *collision strengths* y los coeficientes de Einstein para las transiciones de estructura fina $3d^2$ correspondientes al Fe VII (Berrington, Nakazaki & Norrington, 2000).

Aquí disponemos de una selección de espectros del SDSS que fueron incluidos en la muestra por su emisión coronal detectable, en particular al menos una línea de Fe VII. En el proceso de lectura de los flujos integrados de las líneas de emisión se pudo observar que algunas de ellas sobresalían por su elevada emisión en [Fe VII] λ 6087. En tales casos, otras líneas de emisión de la misma especie tales como [Fe VII] λ 5158 eran también notorias y con posibilidades de medir su flujo con un nivel de confianza de 3σ , lo que no ocurrió con la mayoría de los objetos. Por ello, se realizó una selección de los mismos con base al grado de intensidad de las líneas de Fe VII siguientes: λ 3759, λ 5158, λ 5721 y λ 6087, pero con particular énfasis en la claridad de las dos primeras. En la figura 4.22 se puede observar un diagrama grotiano que muestra las principales transiciones prohibidas del Fe VII en el óptico y en el UV. Ahí se muestran las transiciones que dan origen a las líneas que ocupan nuestro interés en esta sección.

Como un ejemplo de una galaxia que se seleccionó por su emisión definida de [Fe VII] λ 3759, 5158 presentamos en la figura 4.23 dos zonas ampliadas del espectro de Mark 110. La tabla 4.7 contiene una submuestra de galaxias, constituida por 32 objetos, que destacan por la intensidad de Fe VII en todas las cuatro líneas, y que, junto con los flujos de [Fe VII] λ 5721 y [Fe VII] λ 6087 contenidos en la tabla 3.2, serán los valores fundamentales para la estimación de las razones de flujo.

¹⁴www.chianti.rl.ac.uk/solar/chianti/

¹⁵*Interactive Data Language*, un lenguaje de programación creado por la firma RSINC y utilizado preferencialmente para aplicaciones astronómicas y médicas.

Tabla 4.7: Flujos de [Fe VII] $\lambda 3759$ y [Fe VII] $\lambda 5158$ para una submuestra constituida por 32 objetos con emisión particularmente intensa de las líneas de Fe VII. Los flujos están dados en unidades de 10^{-15} erg. $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$.

Galaxia	$\lambda 3759$	$\lambda 5158$
II Zw 1	2.55 ± 1.16	1.01 ± 0.86
NPM1G+48.0114	1.15 ± 0.42	0.63 ± 0.36
RXSJ08404+0333	1.16 ± 0.40	0.38 ± 0.26
SBS0915+556	0.71 ± 0.28	0.37 ± 0.24
MARK 110	1.85 ± 0.74	2.07 ± 0.36
3C234.0	1.66 ± 0.72	0.40 ± 0.26
TON 1187	4.40 ± 1.22	2.55 ± 1.46
KUG1031+398	0.97 ± 0.42	0.77 ± 0.58
TOL1059+105	0.89 ± 0.50	0.22 ± 0.14
RXSJ11479+0902	0.46 ± 0.36	0.36 ± 0.28
SDSSJ12001+1001	1.04 ± 0.68	0.84 ± 0.48
MARK1310	2.74 ± 1.04	0.84 ± 0.50
MARK202	3.30 ± 1.90	0.51 ± 0.42
IC3599	1.75 ± 0.58	0.39 ± 0.26
MARK236	1.49 ± 0.52	0.44 ± 0.28
SBS1258+569	1.53 ± 0.32	0.53 ± 0.28
IRAS13144+4508	3.07 ± 0.58	0.58 ± 0.18
UM614	1.54 ± 0.60	0.45 ± 0.26
SDSSJ13557+6440	2.01 ± 0.38	1.40 ± 0.34
NGC 5548	11.00 ± 1.88	7.70 ± 1.50
TOL1437+030	0.35 ± 0.18	0.13 ± 0.06
MARK 477	4.06 ± 1.18	3.48 ± 0.62
SDSSJ14548+0038	0.81 ± 0.30	0.31 ± 0.14
MARK1392	1.81 ± 1.10	1.20 ± 0.42
SBS1518+593	2.45 ± 0.72	2.06 ± 0.52
SDSSJ15342+3034	1.64 ± 0.56	0.99 ± 0.48
MARK 290	3.95 ± 1.24	2.38 ± 0.86
MARK 699	4.83 ± 0.62	1.28 ± 0.44
RXSJ16480+2956	0.41 ± 0.24	0.58 ± 0.24
Zw137.078	1.20 ± 0.46	0.37 ± 0.20
SDSSJ22025-0732	0.99 ± 0.40	0.58 ± 0.28
SDSSJ23569-1016	3.70 ± 0.54	1.29 ± 0.40

A pesar de haber seleccionado solo aquellos objetos con emisión detectable de cada una de las cuatro líneas de Fe VII, es importante enfatizar que aun así los valores de error son relativamente grandes, como se pueden ver de forma evidente en las barras de error de las figuras 4.25 y 4.26.

En la figura 4.24 podemos apreciar los valores que toman las razones $5158/5721$, $3759/5721$, $5158/6087$ y $3759/6087$ para los objetos que comprenden la muestra contenida en la tabla 4.7. Excepto por muy pocos casos, la razón $5158/5721$ presenta valores comprendidos entre 0.2 y 1.0. En contraste, la relación $3759/5721$ tiende a presentar una mayor dispersión de valores y la mayoría arrojan valores mayores que 1. De igual forma, las razones $5158/6087$ y $3759/6087$, salvo casos muy contados, tienden a presentar valores que se concentran entre 0.2 y 0.8, para el primer caso y 0.3 a 0.9, para el segundo.

En la figura 4.25 presentamos los valores observacionales correspondientes a las razones de flujo de Fe VII: 3759/6087 vs. 5158/6087 (izquierda) y las razones de flujo 3759/5721 vs. 5158/5721 (derecha) comparados con los valores teóricos (curvas en negro) que arroja el CHIANTI para rangos de temperatura entre 10000 y 50000 K y densidades entre 10^5 a 10^9 cm $^{-3}$. Estas gráficas tienen solo el propósito de mostrar el rango espacial de los valores teóricos con respecto a los valores observacionales, pero es preciso señalar que de ellas no se pueden determinar valores unívocos de temperatura y densidad.

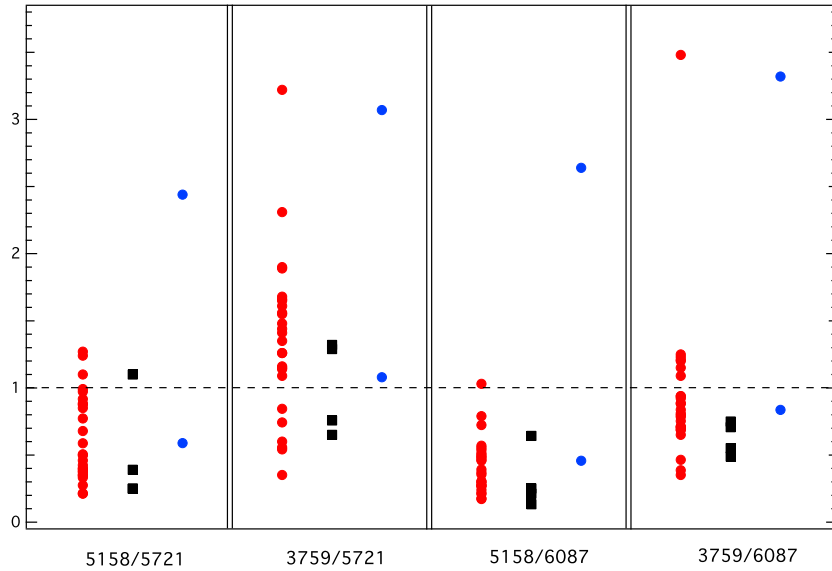


Figura 4.24: Valor de las razones de flujo: 5158/5721, 3759/5721, 5158/6087 y 3759/6087 para la muestra contenida en la tabla 4.7. Los puntos rojos son Sy1 normales, los puntos azules NLS1 y los cuadrados negros Sy2.

Notamos que a excepción de un caso¹⁶, los objetos Sy2 caen dentro de los rangos que se obtienen teóricamente. Alrededor de la mitad de los puntos que corresponden a Sy1 “normales” así como los dos puntos de NLS1 caen en zonas que no son cubiertas por los rangos de valores teóricos contemplados. Esto parece ser usual en AGNs (ver más adelante) y en otros objetos astrofísicos. De hecho, un trabajo en el que se reportan LCs en una supernova y para la cual se tienen serias evidencias de formación de las mismas no por ionización colisional sino por fotoionización, revelan valores desusadamente grandes de las relaciones 5158/5721 y 5158/6087 en tanto que las razones 3759/5721 y 3759/6086 dan valores coherentes con los valores teóricos (Smith et al., 2009).

Si bien a medida que aumenta la temperatura, las razones teóricas 5158/5721 y 5158/6087 tienden también a aumentar (como se evidencia de la figura B.2 del apéndice B) lo que conduciría a pensar que para temperaturas muy altas (del orden de 10^5 - 10^6 K) y densidades bajas sería posible alcanzar razones

¹⁶Para aquella galaxia Sy2 que se aleja bastante de esa zona (Mrk 477) puede mencionarse que se ha sugerido que, por sus rasgos espectrales un tanto atípicos de una Sy2 clásica, bien podría tratarse de una NLS1 (Véron, Gonçalves & Véron-Cetty, 1997).

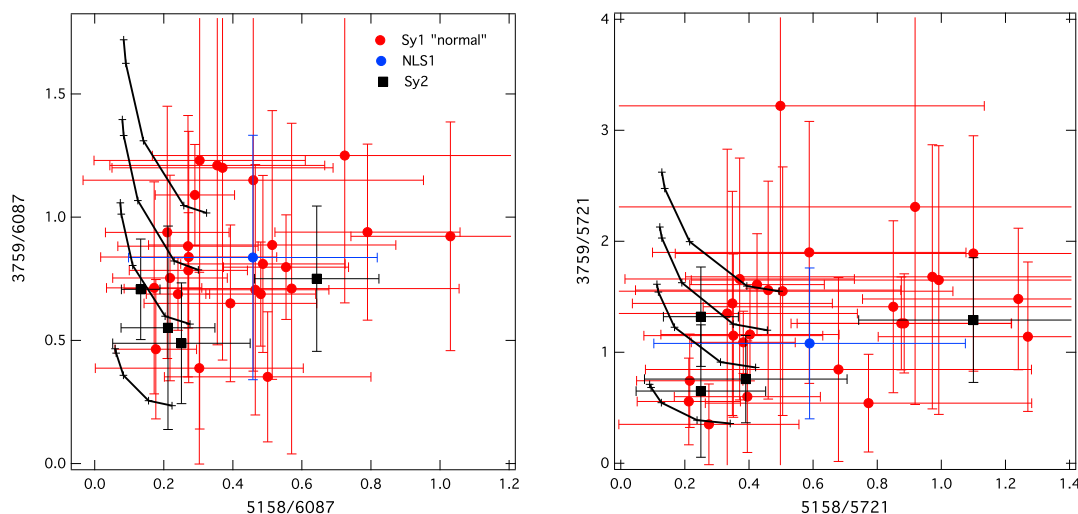


Figura 4.25: Razones de flujo para 32 galaxias seleccionadas del SDSS. Izquierda: razones de flujo de Fe VII: 3759/6087 vs. 5158/6087. Derecha: razones de flujo de Fe VII: 3759/5721 vs. 5158/5721. Las curvas en negro son los valores teóricos de Berrington, Nakazaki & Norrington (2000) y generados por la base CHIANTI correspondientes a las temperaturas (de abajo hacia arriba) de $T_e = 10000, 20000, 30000$ y 50000 K. Los marcadores en cada curva corresponden a valores de densidad electrónica que van desde 10^5 al extremo derecho hasta 10^9 (cm^{-3}) al extremo izquierdo a intervalos de $\log N_e$ de 1. Los datos de la galaxia KUG1031+398 (NLS1) no están incluido en ambas figuras por presentar valores muy altos de dichas razones. Por la misma razón el dato de la galaxia MARK 202 (Sy1) no fue incluido en la gráfica de la izquierda.

que se aproximen a la unidad o incluso más, una mirada a la figura 1 del trabajo de Keenan & Norrington (1982) en la que incluye valores de temperatura de 120000 K, permite ver que la razón teórica $5158/5721$ conforme se incrementa la temperatura, se va aproximando rápidamente a un valor asintótico que parece ubicarse por debajo de 0.6 o cuanto mucho a 0.7 . Por otro lado, dada la cercanía de ambas líneas, es poco probable atribuir una influencia significativa proveniente del enrojecimiento en el rango de valores que adopta esta razón.

Atribuimos estas altas razones a contaminación proveniente de otra línea de emisión. La línea [Fe VII] $\lambda 5158$ puede estar contaminada por [Fe II] $\lambda 5159$ ¹⁷ como bien lo hacen notar Véron-Cetty, Joly & Véron (2004) y Véron-Cetty et al. (2006) en su observación de I Zw1 y Mrk 110, respectivamente (ambas galaxias con notable emisión de Fe II) y previamente otros autores con varios objetos Sy1 (Wilson et al., 1976; Oke & Lauer, 1979). También se reporta con cierta frecuencia dicha línea en espectros de novae (Hang et al., 1977; Fesen & Kirshner, 1982; Rosino et al., 1991). Esto bien podría explicar por qué los valores de los flujos de Fe VII dan valores desusadamente altos en las galaxias NLS1, pues una de las características que define el subtipo NLS1 es precisamente las fuertes líneas de Fe II (Williams, Pogge & Mathur, 2002). Sin embargo, muchas de las galaxias Sy1 normales presentan también un espectro abundante en líneas de Fe II (Osterbrock & Ferland, 2006).

En el caso que nos ocupa, la contaminación de [Fe II] $\lambda 5158$ puede hacer que varios de los puntos de

¹⁷Muy cerca está también la línea semiprohibida [Fe II] $\lambda 5161$ (Véron-Cetty et al., 2006).

los objetos Sy1 se ubiquen en zonas no cubiertas por los valores teóricos pues provienen de razones de flujo 5158/5721 y 5158/6087 con valores numéricos altos. La contaminación de Fe II en las galaxias Sy2 es mucho menor o inexistente, por lo que las razones de flujo para estos objetos son más realistas y con ello un análisis de temperatura y densidad para estos objetos es más confiable.

Aunque si bien es posible que la línea de [Fe VII] $\lambda 3759$ esté también contaminada (tal y como lo indica Boksenberg et al. (1975) en su estudio de 3C273 en el que atribuye emisión de Ti II $\lambda 3759$) es poco usual que los autores asignen esta línea a un elemento como el titanio, cuya abundancia solar es 100 veces menor que la del hierro. Por lo demás, las razones de flujo basadas en esta emisión para nuestros datos dan lugar a valores semejantes a los que se obtienen teóricamente, independientemente del tipo de objeto. La razón 3759/5721 puede llegar a ser del orden de 1.5 a 2.0 e incluso un poco más (ver figura B.1 del apéndice B) por lo que se puede deducir de la figura 2 de Nussbaumer & Storey (1982), indicando que en estos casos las temperaturas pueden ser del orden de 10^5 K y densidades del orden de 10^8 cm^{-3} .

Para determinar los valores de temperatura y densidad con base a estas razones de flujo, hacemos uso de las figuras B.1 y B.2 (pág. 171) del apéndice B. Se desprende que para las Sy2, los valores de temperatura están comprendidos fundamentalmente entre 10000 y 30000 K y las densidades electrónicas son del orden o inferiores a 10^6 cm^{-3} . Para Sy1, y utilizando solo los valores de las razones con la línea de 3759 (por el motivo que anotamos atrás), notamos que la gran mayoría de los objetos presentan temperaturas comprendidas entre 20000 y 50000 K con densidades electrónicas del orden de 10^7 cm^{-3} o menos. Una NLS1 presenta valores semejantes a las de las Sy1, pero otra no, indicando probablemente fuerte contaminación.

Para efectos de contrastar con otros valores de las razones de flujo de Fe VII existentes en la literatura, se realizó una revisión bibliográfica. Los datos pueden verse en la gráfica 4.26 en las que están las razones 3759/6087 vs. 5158/6087 (izquierda) y 3759/5721 vs. 5158/5721 (derecha), y han sido calculadas con valores de flujo no corregidos por enrojecimiento interno. Puede observarse que, de nuevo, los datos para las galaxias Sy2 tienden a concentrarse en una región donde las razones de flujo son pequeñas. Sin embargo, aun siendo Sy2, existen algunos objetos cuyas razones con la línea 5158 arrojan valores bastante superiores a los valores teóricos. Las razones con las líneas 3759, sin embargo, corresponden a los mismos rangos obtenidos con los objetos seleccionados del mismo tipo de la muestra del SDSS, esto es, temperaturas entre 10000 y 30000 K con rangos de densidad que van de 10^2 a 10^6 cm^{-3} . Los valores de objetos Sy1 son pocos, pero tienden a concentrarse cerca de la misma zona en que se ubican las Sy2. Resulta notable los valores altos que arrojan las NLS1, que pueden cubrir los valores teóricos con $T = 10^5$ K y $N_e \sim 10^8$ cm^{-3} (para el caso de las razones con la línea de 3759) o, como lo anotamos atrás, puede ser debido a contaminación de Fe II (para el caso de las razones con la línea de 5158).

Los rangos de valores de temperatura y densidad inferidos aquí para la zona de emisión de Fe VII son mayores que los que generalmente se obtienen a partir de líneas tales como de [O III] $\lambda 5007$ y de [S II] $\lambda 6731$, comúnmente atribuidas a la NLR, y que están comprendidas entre 10000-25000 K para la temperatura y 10^2 a 10^4 cm^{-3} para la densidad (Peterson, 1997). El rango de densidad es entonces relativamente amplio para la zona coronal.

Otro método para determinar densidades electrónicas con base en líneas coronales es utilizando las dos líneas de [Ne V] en $14.32 \mu\text{m}$ y $24.32 \mu\text{m}$. Adoptando los valores de las razones obtenidos por Dudik et al. (2007) para galaxias Seyfert y suponiendo valores de temperatura entre 10000 y 50000 K se ob-

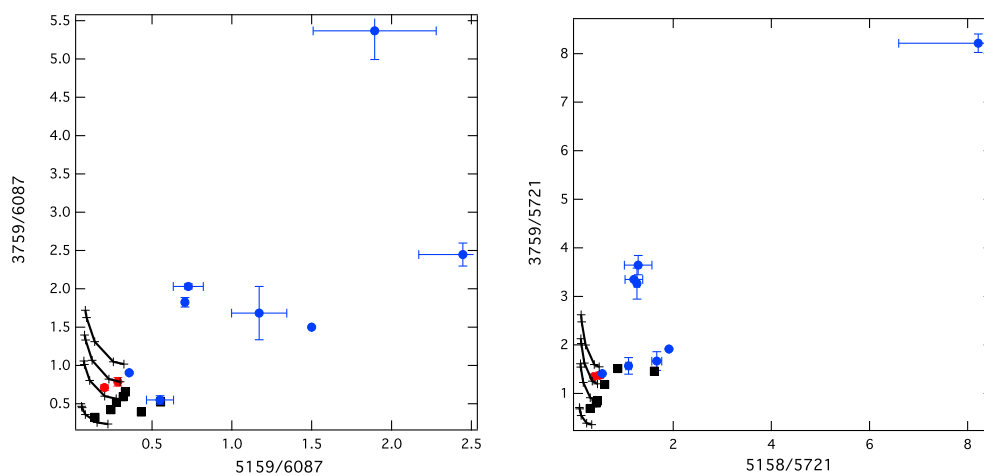


Figura 4.26: Razones de flujo (no corregidas por enrojecimiento interno) para varias galaxias encontradas en la literatura. Izquierda: razones de flujo de Fe VII: 3759/6087 vs. 5158/6087. Derecha: razones de flujo de Fe VII: 3759/5721 vs. 5158/5721. Las curvas en negro corresponden a los valores teóricos calculados con base a los datos de Berrington, Nakazaki & Norrington (2000) (generados por CHIANTI) tal y como se especificó en la gráfica 4.25 al igual que el significado de las etiquetas. Se incluyeron solo aquellos objetos en los que aparecen las cuatro líneas involucradas. Datos tomados de Dietrich, Crenshaw & Kraemer (2005) (Mrk 705, Mrk 1239, NGC 4748, Mrk 783, CTSJ13.12, RXS J20002-5417, ESO 399-IG20, Mrk 896), Koski (1978) (Mrk 3, Mrk 573, Mrk 34, Mrk 1), Kraemer & Crenshaw (2000) (NGC 1068), Osterbrock (1981) (Mrk 699), Crenshaw & Kraemer (2005) (NGC 4151), Fosbury & Sansom (1983) (Tol-0109-383).

tienen densidades electrónicas (ver figura 1 de ese artículo) del orden de 10^4 cm^{-3} , que es considerado un valor bajo tratándose de un gas que se supone proviene en una gran mayoría del interior del toroide oscurecedor. Sin embargo, es bueno precisar que es muy probable que las LCs coronales emitidas en el IR medio provengan de zonas distintas de las que provienen las LCs emitidas en el UV y el visible, en razón no solo al poco efecto de la extinción sobre las primeras sino también a la escasa cantidad de energía que portan los fotones en cuestión provenientes de zonas relativamente frías.

Los rangos de temperatura y densidades hallados aquí son consistentes con valores deducidos teóricamente, utilizando códigos de fotoionización, para las condiciones físicas de la CLR encontrados por Muruyama & Taniguchi (1998b) ($T \sim$ varios 10^4 K , $N_e \sim 10^{6-7} \text{ cm}^{-3}$) y Ferguson, Korista & Ferland (1997) ($T \approx 12000-150000 \text{ K}$, $N_e \approx 10^2 - 10^{8.5} \text{ cm}^{-3}$). Esto a su vez respalda un origen mayoritario de formación, a través de fotoionización, de las especies químicas involucradas.

4.8. Una discusión adicional

Vimos en la sección 4.2 que parece existir una preferencia marcada de aparición de Fe VII en galaxias Sy1 con respecto a las Sy2. Y, cuando se compara una población que emite Fe VII (y Ne V) en ambos tipos de objetos, existe una emisión más intensa de la misma en los objetos Sy1 que en los Sy2. Sin embargo, en el capítulo 2 vimos que hay notable emisión de LCs en el NIR para objetos Sy2; de hecho, objetos Ty2 resultaron ser mayores emisores de Si VI y S VIII que los de Ty1 en tanto que, para las líneas S IX y

Si x, aparecían casi que en igual proporción en ambos tipos.

Primero que todo hay que señalar que existen diferencias notables entre la muestra de objetos con espectros en el NIR (capítulo 2) y la muestra M17.5. A excepción de 3 objetos (todos de tipo 1) la muestra integrada por espectros del NIR está conformada por objetos con pequeños corrimientos al rojo (la muestra de los objetos Sy2 tiene un promedio de z de 0.015) y está conformada por algunos objetos Sy2 cuya emisión coronal es de sobra conocida (Circinus, NGC 1068, Mrk 573 y Mrk 78) lo que hace pensar, como se comentó en su momento, que puede existir un sesgo muestral hacia objetos Sy2 con emisión coronal intensa. Los objetos de la muestra M17.5 poseen un rango de corrimientos al rojo más amplio, tal y como se expone enseguida.

Con el propósito de examinar el efecto de la distancia al observador, hemos elaborado la figura 4.27 en la que se presenta la distribución de la muestra MC17.5 (discriminada en MNC17.5 y MC17.5) en función del corrimiento al rojo, z . Arriba a la izquierda se observa la distribución del porcentaje tanto de la muestra MC17.5 como MNC17.5 para todos los objetos que integran ambas muestras (sin discriminar por tipo). Los restantes histogramas existentes en esa figura corresponden a la distribución por tipo. Es importante enfatizar que los resultados para las NLS1 pueden estar sesgados en razón al reducido número de ellos que integran la muestra. El hecho de que la muestra M17.5 esté constituida por objetos cuyo corrimiento al rojo se extiende hasta 0.24 hace pensar que la deficiencia notable de emisión de Fe VII

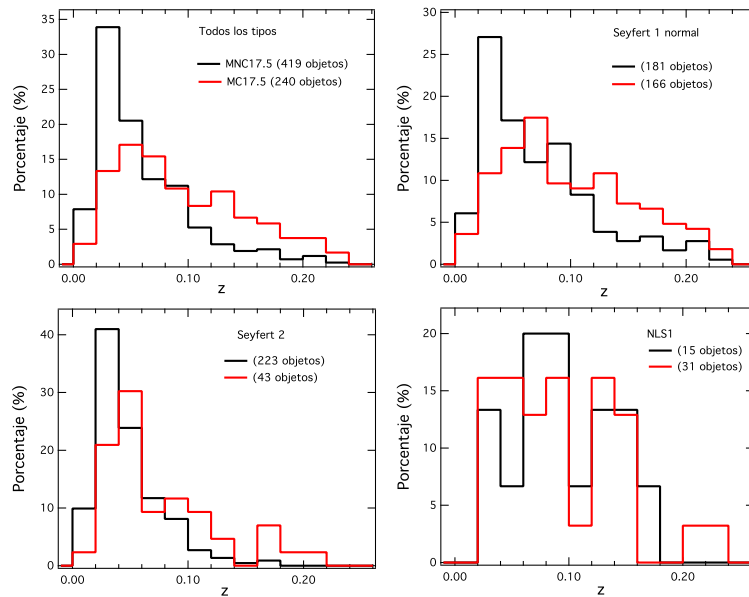


Figura 4.27: Arriba a la izquierda: distribución en porcentaje de las muestra MC17.5 (con emisión coronal) y MNC17.5 (no emisión coronal) en función del corrimiento al rojo para todos los tipos de objetos. Los histogramas restantes corresponden a la distribución de ambas muestras pero discriminados por tipo: Sy 1 “normal” (arriba a la derecha), Seyfert 2 (abajo a la izquierda) y el subtipo NLS1 (abajo a la derecha).

en objetos Sy2 sea consecuencia de un efecto de apertura, esto es, producto del hecho de que a mayor distancia del AGN existe mayor contribución de la población estelar. La extensión angular que proyecta la fibra óptica utilizada en el SDSS es, como ya se dijo, de $3''$, lo que significa que para una galaxia a un $z = 0.1$ cubre espacialmente un diámetro de 5.5 kpc, llegando a contener con ello del orden de 20 a 40 % de la luz total de la galaxia (Kauffmann & Heckman, 2004). Puesto que las galaxias Sy2 poseen un continuo más débil con relación a las Sy1, el incremento extra de la radiación debida a la población estelar en estos objetos haría que las LCs fueran aminoradas sustancialmente.

Al comparar las dos muestras (ver figura 4.27) en los diferentes histogramas se desprende que hay un número importante de galaxias con corrimientos al rojo entre 0.02 y 0.06 que no emiten LCs mientras que las galaxias con emisión coronal de ambos tipos tienden a presentar corrimientos al rojo ligeramente superiores, entre 0.02 y 0.15. Nótese que en el intervalo entre 0.02 y 0.04 se concentra cerca de la tercera parte de la muestra MNC17.5, mientras que en ese mismo segmento solo se ubican menos de 1/6 parte de la muestra MC17.5. Sin embargo, alrededor de un z próximo a 0.05 se nota una tendencia a que se equiparen aproximadamente ambas poblaciones y, a partir de allí, el número de objetos con emisión coronal tiende a ser mayor con independencia del tipo involucrado.

Es claro observar que, para las galaxias Sy2 con corrimientos al rojo hasta 0.04, en los que se esperaría encontrar un efecto de apertura significativamente atenuado —ya que se trata de objetos muy cercanos en los que la contribución del núcleo activo ha de sobresalir— se encuentra que aun en tales circunstancias es significativamente mayor el porcentaje de objetos que no emite Fe VII con relación a los que sí. Es más, entre corrimientos al rojo comprendidos entre 0.1 y 0.22, es mayor el porcentaje de aquellas galaxias Sy2 que emiten Fe VII que las que no, algo que difícilmente puede conciliarse como presencia de efecto de apertura. Tanto para objetos Sy2 como para los Sy1 “normales” con $z > 0.1$ se observa que casi siempre es mayor el porcentaje de galaxias emisoras de Fe VII con respecto a las que no lo emiten, lo que sugiere que el brillo intrínseco de los objetos puede estar jugando un papel en la emisión de Fe VII.

Con el propósito de explorar esta última posibilidad hemos elaborado la figura 4.28 en la que se muestra el porcentaje de objetos (MNC17.5 y MC17.5) en función de la magnitud absoluta en el filtro azul, M_B , y discriminados también por tipo de objeto. Los datos de magnitud absoluta fueron extraídos de los valores contenidos en Véron-Cetty & Véron (2006). Cuando se consideran todos los tipos se observa que el número de galaxias con emisión coronal aumenta conforme crece la magnitud absoluta y lo es hasta el límite impuesto por V-C&V (-23.0). Tal es así que una quinta parte de la muestra MC17.5 presenta una magnitud absoluta entre -22.5 y -23.0 . Este aumento progresivo de objetos en esos rangos de M_B contrasta con una disminución notable de objetos que no emiten emisión coronal. Un comportamiento análogo se aprecia cuando se considera solo el tipo 1 de objetos, lo que no es de extrañar si se tiene en cuenta que la muestra MC17.5 está dominada por los objetos de este tipo. Los objetos Sy2 de la muestra de emisión coronal también reflejan un porcentaje mayor con respecto a la muestra MNC17.5, por encima de magnitudes de -20.5 . Sin embargo, tanto la muestra MNC17.5 como MC17.5, a partir de ese valor comienzan a disminuir en porcentaje, un comportamiento que probablemente se deba al hecho de haber seleccionado los objetos con base a valores de magnitud aparente, haciendo que las Sy2 aparezcan con menor frecuencia a partir de cierto valor de magnitud absoluta.

Estos resultados indican que la presencia de Fe VII se da de forma preferencial en objetos intrínsecamente luminosos en B . Pero también implican que la emisión de Fe VII puede detectarse en objetos Sy2 con grandes z , compensando de esta manera un posible efecto de apertura. Igualmente, el Fe VII podría

no detectarse en objetos Sy2 con z pequeños pero intrínsecamente poco luminosos ya que las líneas de poca intensidad provenientes del AGN no quedarían registradas a causa del fuerte continuo estelar.

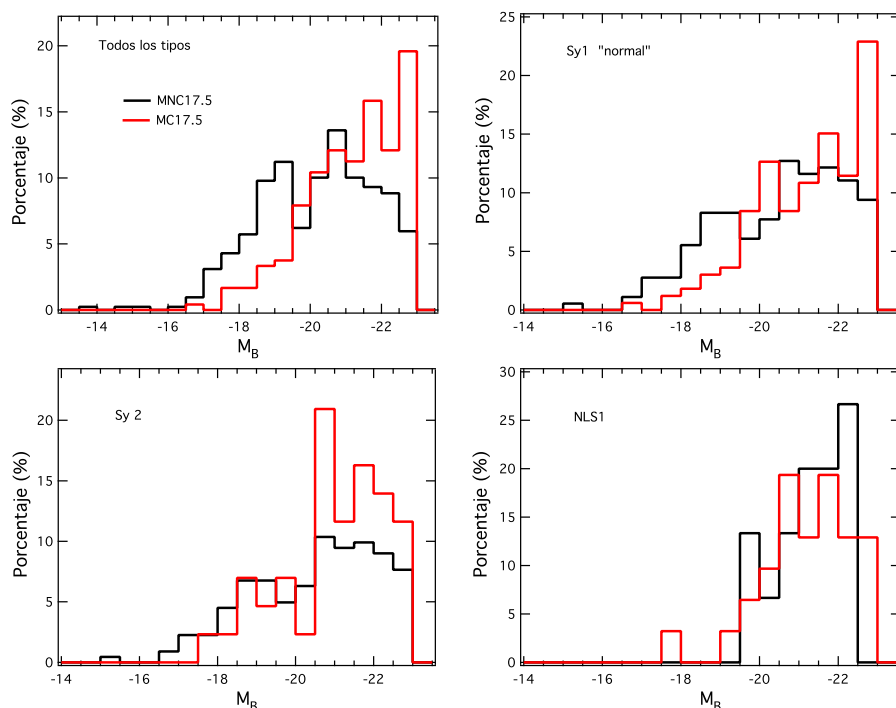


Figura 4.28: Arriba a la izquierda: distribución en porcentaje de las muestra MC17.5 (con emisión coronal) y MNC17.5 (no emisión coronal) en función de la magnitud absoluta en el filtro azul. Los histogramas restantes corresponden a la distribución de ambas muestras discriminados por tipo: Sy 1 “normal” (arriba a la derecha), Seyfert 2 (abajo a la izquierda) y el subtipo NLS1 (abajo a la derecha). El número de objetos es igual al que describe la figura 4.27.

Admitiendo que es posible que exista efecto de apertura en algunos objetos Sy2, creemos que, de existir, no es tan fuerte como para lograr explicar a cabalidad la fuerte desproporción en número de los objetos Sy2 que emiten Fe VII frente a aquellos que no lo hacen, que son la mayoría. Por ello hemos preferido interpretar nuestros resultados en términos de una deficiencia inherente de emisión de Fe VII para los objetos Sy2. Teniendo en cuenta el modelo unificado esto implica que existe una contribución de emisión coronal importante al interior del toroide oscurecedor. Este escenario es consistente con la observación usual de anchos ligeramente mayores de las LCs comparadas con las líneas de baja ionización (ver sección 4.3).

En un principio las LCs parecieron estar en igual proporción en ambos tipos de objetos: Seyfert (1943) observó Fe⁶⁺ tanto en NGC 1068 (Ty2) como en NGC 4151 (Ty1). Koski (1978) detectó emisión de Fe VII (bien en $\lambda 5721$ o en $\lambda 6087$) en 13 de 19 galaxias Sy2. Un buen número de líneas coronales, incluyendo [Fe x] $\lambda 6374$ (Minkowski & Wilson, 1956), fueron detectadas en objetos cosmológicos por vez primera en

galaxias Sy2, aunque huelga decir que en objetos muy cercanos como NGC 1068, Circinus y Cygnus A.

Sin embargo, a medida que los espectros de galaxias Seyfert fueron apareciendo en la literatura se evidencia la tendencia de que las LCs en el óptico tienden a aparecer más en objetos Sy1 que en Sy2. Penston et al. (1984) detecta Fe^{6+} en 9 galaxias Sy1 mientras que para las Sy2 la línea de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ aparece en solo 4 de dichos objetos; una proporción similar, de 13 a 7, se observa para la línea $[\text{Fe X}] \lambda 6374$. Muestras posteriores más robustas realizadas en el óptico indican una tendencia similar: en la muestra de Nagao, Taniguchi & Murayama (2000) el número de galaxias Seyfert 2 siempre es inferior, de forma significativa, con respecto a las Sy1 normales (de 23 % con respecto a 67 %). El trabajo de Gelbord, Mullaney & Ward (2009), basado en 63 espectros del SDSS, evidencia una tendencia parecida (28 % con respecto a 51 %). Nuestros resultados vistos al inicio de esta sección refuerzan la noción de que las LCs en el óptico son preferencialmente observadas en galaxias Sy1, en una proporción aun más significativa que lo que se deduce de trabajos anteriores.

Sin embargo, una excepción a esta tendencia se presentó en el segundo capítulo de esta tesis. Allí se encontró emisión de algunas LCs mayor en objetos Ty2 que en Ty1. Pero los altos porcentajes de emisión coronal presentes en la muestra de espectros NIR en objetos Sy2 pueden ser atribuidos a que las LCs en el NIR no son tan fuertemente absorbidas por zonas de alta extinción (recuérdese que $A_\lambda \propto 1/\lambda$, donde A_λ es la absorción a la longitud de onda λ). Y, por supuesto, hay algo de efecto de selección en aquella muestra dada la presencia de varios objetos Sy2 luminosos, cercanos y emisores intensos de LCs. Puede pensarse que la presencia de LCs en el NIR tiene que ver con el hecho de que las mismas provienen de una mayor variedad de elementos químicos que, a diferencia del Fe, no estarían tan empobrecidos en el medio nebuloso. Sin embargo, elementos como el S, Al, Ca y Si tienden a formar moléculas en nubes con relativa facilidad y pueden, de hecho, estar severamente empobrecidos. Varios trabajos han demostrado que el azufre puede estar notoriamente empobrecido en nubes moleculares presumiblemente haciendo parte de granos de polvo (Joseph et al., 1986; Millar & Herbst, 1990; Caselli, Hasegawa & Herbst, 1994). Lo propio ocurre con el calcio (Villar-Martín & Binette, 1996; Villar-Martín et al., 2001), el aluminio (Casassus, Roche & Barlow, 2000) y ni qué decir del silicio (Henning, 1998; Li, 2006).

Antes de continuar, a manera de paréntesis, debemos comentar el haber encontrado un porcentaje elevado (67 %) de objetos NLS1 que son emisores de Fe VII . De hecho, se encontraron más objetos NLS1 emisores de LCs que aquellos que no lo son. Y esto está en concordancia con la muestra de galaxias NLS1 que se examinó en el capítulo 2 en el que se detectó emisión coronal en 12 de los 19 objetos. Esto sugiere la idea de que tales objetos tienen una manifestación particular con la emisión coronal. Rodríguez-Ardila et al. (2002b) notaron que las NLS1 tienden a producir razones de flujos extremales cuando está involucrada una emisión coronal. En busca de posibles explicaciones a este comportamiento podemos vincular la notable emisión coronal con efectos de abundancia. Varios trabajos se han concentrado en determinar la abundancia de elementos en galaxias Seyfert (Storchi-Bergmann & Pastoriza, 1989; Storchi-Bergmann, Bica & Pastoriza, 1990; Schmitt & Storchi-Bergmann, 1994) encontrando que en el gas alrededor de los núcleos de galaxias Seyfert existe una sobre abundancia de elementos tales como nitrógeno y oxígeno que pueden ser varias veces la solar. De forma notable han sido los estudios de abundancia en galaxias NLS1 (Fields et al., 2005) algunos de los cuales apuntan a sugerir sobre abundancias particularmente mayores en este tipo de objetos con relación a los de las Sy1 “normales” (Ulrich et al., 1999; Nagao et al., 2002). Esta notable sobre abundancia de metales en NLS1 bien puede manifestarse en las fuertes líneas de emisión de Fe II que se observan en estos objetos y por ende, en LCs provenientes de hierro y otros metales.

Retornemos a la discusión sobre la emisión coronal preferencial en las caras internas del toroide. Si bien se aprecia una evidente deficiencia de objetos Sy2 que emiten Fe VII (que, como hemos visto, es de apenas 15%) comparado con casi 50% en los objetos Sy1 “normales” es posible que el porcentaje en galaxias Sy2 que sean emisoras de LCs en el óptico sea mayor. La razón radica en la emisión observada de Ne V en algunos objetos de nuestra muestra. Algunos de los objetos que entraron a formar parte de la muestra MC17.5 lo hicieron por emitir [Ne V] $\lambda 3426$ y no por emitir Fe VII. Como se recordará, solo para objetos con $z \geq 0.1095$ fue posible examinar si eran o no emisores de Ne V. Pero es enteramente posible que objetos que quedaron en la muestra MNC17.5 (no emisores de Fe VII) fueran emisores de Ne V pero no fue posible constatarlo a causa de su bajo corrimiento al rojo. Mientras es posible encontrar objetos que sean emisores de Ne V pero no de Fe VII, no se encontró ninguno en el que se observara emisión de Fe VII y no de Ne V. Esto sugiere que el Ne V aparece con mayor frecuencia en galaxias Seyfert (incluidas las Sy2) comparado con el Fe VII. El hecho de que ambas especies químicas posean virtualmente idéntico PI y posean densidades críticas muy parecidas (ver apéndice A) indica que la diferencia observada ha de atribuirse a otras razones. Una posible razón es la mayor abundancia del Ne con respecto al Fe (la solar es de casi cuatro veces más). Pero es más probable que lo que esté influyendo acá es la naturaleza propia del hierro, ya que este elemento puede estar agotado en la fase gaseosa (Nagao et al., 2003) indicando con ello que está atrapado en partículas sólidas, esto es, polvo. En el caso del neón esto no es posible, dada su condición de elemento noble.

Analizaremos a continuación las posibles zonas de emisión de Fe VII. La observación directa de núcleos activos cercanos ha permitido establecer claramente que la emisión coronal en algunos objetos no está concentrada exclusivamente en la región nuclear (no resuelta): existe emisión coronal a escalas de 10 hasta 200 parsecs del núcleo activo con independencia del tipo de objeto. Se ha detectado Ne V y Fe VII hasta unos 200 parsecs del núcleo en Mrk 3 (Mazzalay, Rodríguez-Ardila & Komossa, 2010) y Fe VII entre 100 y 200 parsecs en NGC 1068 (Rodríguez-Ardila et al., 2006), ambas galaxias de tipo Seyfert 2. En la mayoría de las galaxias escrutadas por estos autores se observa CLR extendida por lo general a unas pocas decenas de parsecs, con la emisión coronal más concentrada a medida que el ión en cuestión crece en PI. Pero es claro que en las galaxias Circinus, NGC 1068 y NGC 1386 (Rodríguez-Ardila et al., 2006) el grueso de la

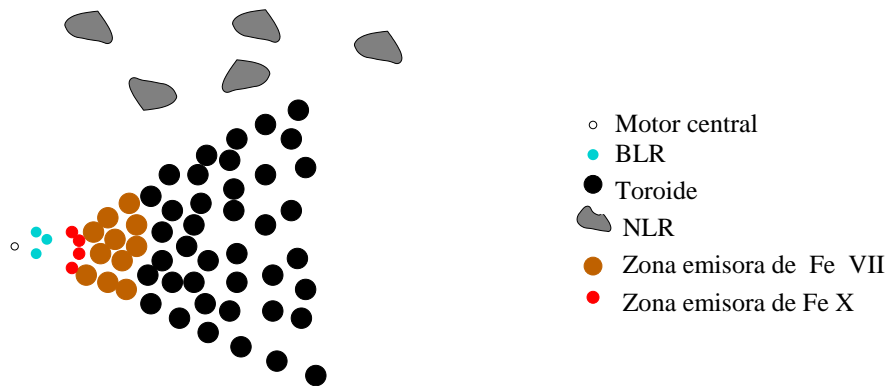


Figura 4.29: Corte transversal en el que se muestra una de las posibles distribuciones de emisión coronal en galaxias Seyfert. Este caso describe la emisión preferencial de Fe VII y Fe X concentrada en la zona interna del toroide oscurecedor, haciendo que la emisión de estos iones se observe de forma exclusiva en galaxias T1.

emisión coronal es emitida en la región nuclear no resuelta y lo es con una cantidad de al menos el doble de lo que se observa en forma extendida. Proporciones de emisión coronal en la región nuclear todavía mayores con respecto a las zonas aledañas son observadas por Mazzalay, Rodríguez-Ardila & Komossa (2010) en Mrk 573, NGC 1068, Mrk 3, NGC 4151, NGC 4507 y NGC 3081.

Es poco probable, dada la amplia diversidad de escenarios, que la zona de emisión coronal se restrinja a una sola zona específica. Es más viable imaginar que la emisión coronal observada sea la contribución de diversas zonas que van desde la NLR interna, pasando por la cara interna del toroide oscurecedor (e incluso el mismo toroide), hasta una zona más exterior a la BLR (Cohen, 1983; O'Brien & Bleackley, 2000). Y que dicha distribución es única y característica para cada objeto en particular. Hemos encontrado aquí que un número significativo de galaxias Sy2 no emiten Fe VII. A la luz del modelo unificado ello indicaría que hay una porción significativa de emisión de Fe VII que ocurre en la cara interna del toroide oscurecedor. Lo mismo podemos afirmar con relación a la emisión de Fe X, aunque es de presumir que la emisión de esta línea provenga de una zona todavía más interna, ver figura 4.29.

Ahora, como es claro que hay galaxias Sy2 que emiten Fe VII, puede ocurrir que en esos objetos haya emisión de esa especie en zonas internas de la NLR aun cuando puede existir una contribución igual o mayor de emisión en la zona interna del toroide (izquierda de la figura 4.30). Pero también podría suceder que ciertos objetos, tanto Sy1 como Sy2, posean en su zona interna (pero exterior a la BLR) una densidad electrónica mayor, del orden de $10^7 - 10^8 \text{ cm}^{-3}$, que haga desexcitar colisionalmente al Fe VII, pero no la emisión de Fe X, Fe XI y, muy probablemente, otras LCs observadas en el NIR (derecha de la figura 4.30). Este último escenario explicaría por qué ciertos objetos seleccionados por su emisión de Fe X (como ocurrió con la muestra de Gelbord, Mullaney & Ward (2009)) no muestran la anisotropía de emisión de Fe VII entre galaxias Sy1 y Sy2 que otros autores han observado y que aquí mismo también observamos.

La distribución de la CLR en varios sectores de la región nuclear no resuelta es un claro hecho observacional: tanto Rodríguez-Ardila et al. (2006) como Mueller Sánchez et al. (2006b) han detectado LCs con dos componentes en la zona de los núcleos de galaxias tales como Circinus, MCG-6-30-15 y NGC 3783. Lo propio hace Schlesinger et al. (2009) con la detección de [Fe X] $\lambda 6374$ en Mrk 573.

Por supuesto, la distribución de la emisión del gas coronal en AGNs ha de ser más complicada de lo que aquí se muestra, si se tiene en cuenta el amplio rango de condiciones físicas, variación de los perfiles de ionización, existencia o no de polvo, grado de abundancia química, interacción con el chorro de radio, existencia de regiones *starburst* en cercanías del AGN, etc. Por lo que aquí respecta, hemos mostrado que hay una notable contribución de Fe VII proveniente del interior del toroide (o incluso al exterior de la BLR) aunque pueden existir otras nubes emisoras anexas que aun no se han logrado resolver con la actual generación de instrumentos.

También hemos mostrado aquí que nuestros resultados favorecen más un mecanismo de fotoionización para la formación de las LCs, soportado en las correlaciones de luminosidades y flujos de las mismas LCs como también entre estas y líneas colisionalmente excitadas de menor ionización, correlaciones fuertes con rayos X suaves, menores índices de color $u' - g'$ y $g' - r'$ para galaxias emisoras de LCs con respecto a aquellas que no lo son y rangos de temperaturas electrónicas de la región emisora de Fe VII que no distan mucho de la que posee una región fotoionizada.

Finalmente, hemos encontrado una relación entre la emisión de las LCs del hierro (y de otras líneas

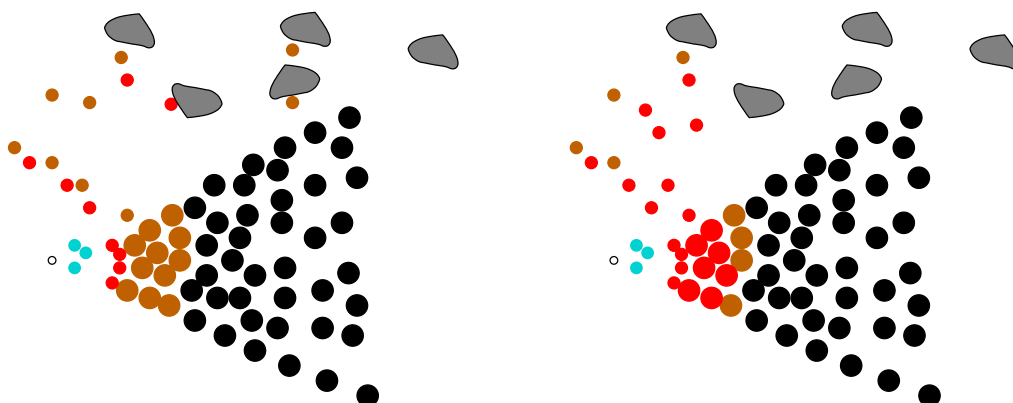


Figura 4.30: Corte transversal en el que se muestran otras dos posibles distribuciones de emisión coronal en galaxias Seyfert. A la izquierda, el caso en el que hay emisión de Fe VII y Fe X que puede extenderse hasta la zona interna de la NLR, pero la emisión predominante de LCs sigue siendo la cara interna del toroide oscurecedor. Derecha: similar al anterior, pero en este caso la densidad reinante en la zona interna desexcita la emisión de Fe VII resultando con ello en una contribución importante de Fe X. La representación en colores de las distintas zonas es idéntica a la de la figura 4.29.

colisionales de baja ionización) frente a la emisión de radio en 1.4 GHz hasta un cierto valor de luminosidad. Aunque esto puede sugerir una participación importante de la ionización por choques, lo hemos atribuido a la formación de un canal que permite que las nubes cercanas vean el continuo ionizante y al mismo tiempo el aumento de compresión del gas anexo que a su vez incrementa la densidad electrónica y con ello la emisividad de la línea. Si la densidad es muy alta, se favorece la formación de LCs de mayor densidad crítica. Sin embargo, si la emisión de radio supera cierto valor en luminosidad, se desfavorece la emisión coronal (y de líneas de baja ionización) lo que puede atribuirse a dispersión de las nubes en zonas que no quedan en la línea de visión de la fuente central fotoionizante.

Capítulo 5

Cinemática de líneas coronales en el óptico

5.1. Introducción

El presente capítulo está dedicado a examinar las propiedades cinemáticas derivadas de perfiles de LCs obtenidas en dos muestras de espectros. La primera está conformada por 14 espectros (con una resolución del orden de ~ 5500) que fueron obtenidos por el autor en el Observatorio de Pico dos Dias (OPD) ubicado en el estado de Minas Gerais, Brasil. La segunda está constituida por 20 espectros pertenecientes a la muestra MC17.5 (ver capítulo 4) y los cuales fueron seleccionados por su intensa emisión coronal y adecuada relación S/R.

Iniciamos con una descripción sobre el estado actual del tema (5.2), para luego comentar sobre la selección de la muestra (sección 5.3); el proceso de observación y de reducción de datos se describe en la sección 5.4, los resultados están contenidos en la sección 5.5 y la discusión de los mismos se reserva para la sección 5.6.

5.2. Cinemática de la CLR en AGNs

Tal y como se ha anotado varias veces en esta tesis, las LCs presentan características morfológicas que las distingue de las líneas de baja ionización propias de la NLR¹. Desde los años 70 del siglo pasado se ha reportado que las LCs en galaxias Seyfert suelen tener anchos mayores 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). Esto, como se observó en el capítulo anterior, se ha visto también en una muestra de 265 espectros de galaxias en el óptico, en particular con el [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Ne V] $\lambda 3426$. Una extensión de este resultado y con frecuencia anotada como característica notable de las LCs es la correlación entre el ancho de la línea y el grado de ionización de la especie química, esto es, mayor ancho a mayor PI (Wilson, 1979; Pelat, Alloin & Fosbury, 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 PI (Wilson & Nath, 1990;

¹El presente análisis está restringido solamente a líneas coronales en el óptico a menos que se indique explícitamente.

Rodríguez-Ardila et al., 2006; Mullaney & Ward, 2008) y, como se discutió en el capítulo 2 de esta tesis, lo mismo se deduce con base en LCs en el NIR.

Otra característica que suele observarse en las LCs de los 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, Alloin & Fosbury, 1981; Kollatschny et al., 1983; Penston et al., 1984; Appenzeller & Wagner, 1991; Erkens, Appenzeller & Wagner, 1997; Vanden Berk et al., 2001). Sin embargo, hay claras indicaciones de que dicho corrimiento de las LCs en AGNs no es universal. Osterbrock (1981) reporta un “significativo” corrimiento al rojo de las líneas de más alta ionización, incluyendo [Fe XIV] $\lambda 5303$, en Mrk 699. Appenzeller & Östreicher (1988) analizan varios perfiles de LCs 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 LCs ligeramente desplazadas hacia el rojo, con la primera revelando estructura de doble pico en Fe VII.

Por su parte, Rodríguez-Ardila et al. (2006) encuentra en AGNs muy cercanos que, en general, las LCs en el óptico que provienen del núcleo no resuelto muestran ligeros corrimientos al azul, que van desde una decena de km s^{-1} hasta seis centenas de 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 km s^{-1}) y otra ancha (con FWHM comprendidos entre 290 y 1380 km s^{-1}). En general, se observa que el centroide de la componente delgada corresponde a la velocidad sistémica de la galaxia.

Recientemente Mullaney & Ward (2008) examinan las propiedades cinemáticas de las líneas de emisión de 10 galaxias Seyfert. Observan corrimiento al azul de todas las LCs con relación a 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 LCs. En general, donde se observa el desplazamiento al azul, se aprecia que es mayor a medida que se incrementa el PI.

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 S/R. Algunos pocos perfiles de [Ne V] $\lambda 3426$ y de [Fe VII] $\lambda 6087$ (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] $\lambda 6374$ es el reporte de Appenzeller & Östreicher (1988) (en el que también aparecen de [Fe XIV] $\lambda 5303$ y [Fe XI] $\lambda 7892$). Estos autores encuentran que los perfiles de las LCs (en 7 galaxias Seyfert) no solo son más simétricos sino que parecen ajustarse más a perfiles gaussianos 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 LCs.

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

Veilleux (1991a) presenta perfiles de $[\text{Fe VII}] \lambda\lambda 5721, 6087$ para Mrk 359 y NGC 4151 en las que se evidencian alas extendidas hacia el azul. En lo que respecta a la línea de $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$ sobresale el trabajo de Wagner (1997). Recientemente 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., 2006a) y en el MIR (Spoon et al., 2009; Spoon & Holt, 2009). Lo que estos estudios muestran es que, en general, las LCs 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*) el cual, debido a la presencia de polvo, impide por lo general observar aquel gas situado en la parte lejana que está en recesión. Sin embargo, es preciso dejar en claro que también es posible explicar las asimetrías observadas en términos de gas que está cayendo (*inflows*), lo que puede ocurrir si la NLR está compuesta de nubes pequeñas y con bastante polvo inmersas en un medio relativamente transparente: si cada nube se ioniza solo en la zona que da de cara al centro activo y si las nubes del lado lejano del núcleo (vistas por el observador) no son oscurecidas por las nubes del lado cercano, puede generarse una asimetría de las líneas hacia el azul.

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, este capítulo aborda varios aspectos relacionados tendientes a estudiar la morfología y el desplazamiento de las líneas de emisión coronal y contrastarlos con líneas de más baja ionización². Para emprender este estudio, disponemos de espectros ópticos de 34 galaxias Seyfert: 14 de ellos obtenidos por el autor en el observatorio de *Pico dos Dias* y otros 20 seleccionados de la muestra MC17.5 examinada en el capítulo anterior. Claramente, por la robustez de la muestra, este estudio se constituye en la caracterización morfológica de LCs más completa realizada hasta la fecha.

Dentro de los interrogantes que nos hemos propuesto estudiar están los siguientes: ¿qué proporción de galaxias Seyfert presentan un pico de emisión coronal desplazado hacia el azul? ¿existe una diferenciación significativa de las LCs comparadas con líneas de más baja ionización en lo que se refiere a la asimetría y grado de agudeza? ¿qué pueden indicar estos resultados con relación a la ubicación y cinemática de la región de emisión coronal? ¿respalda este estudio la posibilidad de una zona única de emisión coronal o, por el contrario, se ajusta más a un modelo donde existen varias regiones de emisión coronal? Iniciamos por lo pronto, con una descripción de la selección de la muestra que nos ocupa.

5.3. Selección de la muestra

Tal y como se comentó en la sección anterior, la muestra que se estudia en este capítulo está integrada por dos submuestras: una, que llamaremos la submuestra P, está integrada por espectros que fueron tomados por el autor en el observatorio de *Pico dos Dias*, en Brasil; la segunda, que llamaremos la submuestra S, está conformada por espectros seleccionados de la muestra MT vista en el capítulo 3.

²Es importante enfatizar que en este capítulo llamaremos líneas de “baja ionización” a la línea de $[\text{O III}] \lambda 5007$ cuyo PI es de 35 eV (lo suficientemente alto como para que algunos autores se refieran a ellas como de “alta” ionización) y a $[\text{O I}] \lambda 6300$ que de hecho proviene de una especie química neutra.

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] $\lambda 6087$ y de ser posible [Fe X] $\lambda 6374$); debían ser, además, galaxias activas del universo cercano, esto es, relativamente brillantes ($m_v \sim 13-14$) 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 de OPD ($\delta \sim 22.5^\circ$ S) y las fechas de observación (agosto y octubre). De particular ayuda en la selección fue el trabajo de Nagao, Taniguchi & Murayama (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).

En cuanto a la submuestra S, la selección de los objetos pertenecientes a la muestra MT (ver tabla 3.1 del capítulo 3) estuvo basada fundamentalmente en la intensidad de la emisión coronal y en la calidad del espectro en cuestión. Debían ser objetos con emisión de [Fe VII] $\lambda 6087$ particularmente notable y en algunos casos de [Fe X] $\lambda 6374$ y de [Fe XI] $\lambda 7892$ 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 (coordenadas ecuatoriales, tipo, corrimiento al rojo, exceso de color debido a la Galaxia, magnitud aparente en el visible) así como el tipo de submuestra a la que pertenece, se encuentran en la tabla 5.1.

En cuanto a los detalles del proceso de selección de los objetos de la muestra MC (de los cuales 20 de ellos constituyen la submuestra S) así como los tratamientos posteriores en IRAF que recibieron dichos espectros y corrección adicional como enrojecimiento galáctico, remitimos al lector al capítulo 3 de esta tesis. De manera importante comentamos que a causa del estudio cinemático requerido, los valores de z de estos veinte objetos fueron calculados (y utilizados para corregir por expansión cosmológica) con base a las líneas de emisión de baja ionización siguientes: [O I] $\lambda 6300$, [S II] $\lambda 6731$ y [O II] $\lambda 3727$. Por ello el lector encontrará diferencias del valor de z referido en la tabla 3.1 (tomados del servidor NED) con respecto al de la tabla 5.1.

La siguiente sección describe los detalles relacionados con la toma, reducción y corrección de los espectros de los objetos que integran la submuestra P.

5.4. 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 *Observatório do Pico das Dias* ($\phi = +45^\circ 34' 57''$, $\lambda = -22^\circ 32' 04''$) ubicado en el municipio de Brazópolis, estado de Minas Gerais (Brasil) y el cual es administrado por el *Laboratório Nacional de Astrofísica* (LNA). 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 5.2, con un espectrógrafo convencional Cassegrain Boller & Chivens

Tabla 5.1: Galaxias que integran la muestra

Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ , 2000 ($^{\circ}$ $'$ $''$)	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 (7)
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 (19)
NPM1G+48.0114	08 39 49.7	48 47 02	T1 (NLS1)	0.039621	0.031	16.70	S (35)
MRK 110	09 25 12.9	52 17 11	T1 N	0.035394	0.013	16.41	S (53)
3C 234.0	10 01 49.6	28 47 09	T1 N	0.185138	0.019	17.27	S (65)
KUG1031+398	10 34 38.6	39 38 29	T1 (NLS1)	0.043778	0.015	16.90	S (86)
MRK 1310	12 01 14.5	-03 40 40	T1 N	0.019697	0.031	14.58	S (126)
IC 3599	12 37 41.2	26 42 27	T1 N	0.021205	0.019	15.50	S (151)
MRK 236	13 00 19.9	61 39 18	T1 N	0.052231	0.013	16.80	S (156)
SBS 1258+569	13 00 52.3	56 41 07	T1 N	0.071872	0.012	17.35	S (158)
IRAS 13144+4508	13 16 39.7	44 52 35	T2	0.091354	0.018	17.45	S (168)
RXSJ13199+5235	13 19 56.9	52 35 34	T1 (NLS1)	0.092430	0.016	17.94	S (169)
SDSSJ13557+6440	13 55 42.8	64 40 45	T1 N	0.075558	0.013	16.71	S (186)
NGC 5548	14 17 59.6	25 08 13	T1 N	0.017142	0.020	13.73	S (194)
MRK 1392	15 05 56.6	03 42 26	T1 N	0.036169	0.047	15.50	S (214)
SBS 1518+593	15 19 21.6	59 08 24	T1 N	0.078269	0.010	15.94	S (219)
SDSSJ15342+3034	15 34 15.4	30 34 35	T1 N	0.094697	0.029	17.22	S (222)
MRK 290	15 35 52.3	57 54 09	T1 N	0.030667	0.015	15.27	S (224)
MRK 699	16 23 45.9	41 04 56	T1 N	0.034091	0.010	16.61	S (240)
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 (260)
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

P: perteneciente a la muestra de *Pico dos Dias*;

S: perteneciente a la muestra del SDSS. El

número entre paréntesis indica su identificación en las tablas 3.1 y 3.2.

y una cámara CCD 2048×2048 . En la tabla 5.3 se encuentran las principales características de dicha cámara. Se utilizó la rejilla de $600 \text{ líneas mm}^{-1}$ 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] $\lambda 6374$, en el primer caso, y [Fe XI] $\lambda 7892$, en el segundo. En todos los casos se utilizó un ancho de rendija de 1" orientado en la dirección oriente-occidente.

Tabla 5.2: Bitácora de observación

Galaxia	Fecha (UT) (UT)	λ_c (Å)	Masa de aire	Tiempo 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

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 estándar 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.

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 5.2. La calibración por flujo fue llevada a cabo mediante observaciones de estrellas estándar de Hamuy et al. (1992, 1994) que fueron tomadas al inicio, mitad y final de la noche.

Tabla 5.3: Características de la cámara CCD

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

Posteriormente los espectros fueron corregidos por extinción Galáctica usando los mapas infrarrojos del COBE/IRAS (Schlegel, Finkbeiner & Davis, 1998) y cuyos valores se encuentran en la sexta columna de la Tabla 5.1. Puesto que en algunos de los espectros no alcanzó a quedar la línea de H β λ 4861, se decidió no corregir los espectros por extinción intrínseca. Se utilizaron los valores de longitud de onda observados de las líneas de baja ionización tales como [O III] λ 5007, [S II] $\lambda\lambda$ 6717, 6731 y [O I] λ 6300 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. 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 flujo y de FWHM fue realizada 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 $\sim 230 \text{ km s}^{-1}$.

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.

5.5. Resultados

Los espectros ópticos de las 14 galaxias que constituyen la submuestra P pueden observarse en las figuras E.1 hasta E.4 (ver apéndice E); en cada uno de ellos se muestra adicionalmente las regiones ampliadas alrededor de las zonas de emisión de las líneas [Fe VII] λ 6087 y [Fe X] λ 6374. La figura E.5 muestra

dos de los cinco espectros tomados en el rojo correspondientes a las galaxias Akn 564 y 1H1934-063A.

Los espectros ópticos de las 20 galaxias de la submuestra S pueden observarse en las figuras F.1 hasta F.6 (ver apéndice F); en cada uno de ellos se muestra adicionalmente las regiones ampliadas alrededor de las zonas de emisión de las líneas [Fe VII] $\lambda 6087$, [Fe X] $\lambda 6374$ y, cuando está presente, en [Fe XI] $\lambda 7892$.

Los valores de los flujos obtenidos de algunas líneas de emisión de los objetos que integran la submuestra P ([O III] $\lambda 5007$, [Fe VII] $\lambda 6087$, [O I] $\lambda 6300$, [Fe X] $\lambda 6374$, [Fe XI] $\lambda 7892$) están contenidos en la Tabla 5.4, con la aclaración de que para la última línea solo se contó con unos pocos espectros tomados en ese sector del rojo. Para la determinación de los flujos integrados de dichas líneas se asumió, como se hizo también con los espectros de la submuestra S, que el perfil se describe individualmente a través de una gaussiana. En cuanto a los valores de los flujos de varias líneas de emisión de la submuestra S remitimos al lector a la tabla 3.2. Cuando fue evidente su necesidad, se requirió de más de una componente para la descripción completa de la forma de la línea; por ello se menciona una componente delgada (n) y una componente ancha (b). Se estableció que una medida significativa de la presencia de una línea, para efectos de la medición de su flujo, es por encima de 3σ con respecto al ruido del continuo adyacente.

Cinco de los objetos que integran la submuestra P (Mrk 335, Mrk 573, 1H1934-063A, Akn 564 y NGC 7569) fueron también observados por Mullaney & Ward (2008). En general observamos con nuestros datos razones de flujos parecidas en aquellos objetos que compartimos con la muestra de Mullaney & Ward (2008). Las razones de líneas son semejantes en aquellos objetos donde hay mediciones de ambas líneas y las diferencias están comprendidas entre los intervalos de error. Con relación a las LCs observamos que las diferencias en razones de flujo son también de poca intensidad, salvo en el caso particular de Mrk 573 (ver más adelante). En algunos objetos la separación de [Fe X] $\lambda 6374$ con [O I] $\lambda 6364$ no fue fácil y se obtuvo fijando la longitud de onda de esta última en 6364 \AA y adjudicándole un ancho semejante del de la línea de 6300 \AA . Aun así advertimos que los valores de flujo y ancho de la línea [Fe X] $\lambda 6374$ están afectados, salvo algunos casos, por fuerte incertidumbre, que se agravó por la dificultad de asignar el continuo alrededor de $H\alpha$ (cuya componente ancha genera alas que en algunos casos afectan el sector que nos ocupa) dado que la mayoría de la submuestra P está constituida por objetos Sy1.

En la tabla 5.5 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 5.1 para una mejor visualización de los datos. Con relación al ancho de las líneas de emisión coronal notamos que el FWHM de [Fe VII] $\lambda 6087$ es, en la mayoría de los casos, mayor que el correspondiente a [O I] $\lambda 6300$ y [O III] $\lambda 5007$. Incluso en algunos casos alcanza y supera el millar de km s^{-1} , como en Mrk 335, Tol 0109 y Mrk 975. 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] $\lambda 6374$ es mayor que el de [Fe VII] $\lambda 6087$; solo alrededor de 1/5 parte de los objetos se observa lo contrario.

La línea de [Fe X] $\lambda 6374$ puede alcanzar valores de FWHM cercanos a 1400 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] $\lambda 6374$, no intentamos desacoplar esta línea ni aun de [O I] $\lambda 6364$, pues están estrechamente mezcladas y esto, junto con la dificultad de establecer un continuo, impidió realizar una medida con algún grado de confiabilidad.

Tabla 5.4: Flujos de algunas líneas de emisión de la submuestra P.
Los flujos están dados en unidades de 10^{-15} erg. cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

Galaxia	[O III] λ 5007	[Fe VII] λ 6087	[O I] λ 6300	[Fe X] λ 6374	[Fe XI] λ 7892
MRK 335	72.0±0.8	7.5±1.8	3.2±1.2	11.8±1.8	†
TOL 0109	212.8±1.6	16.4±1.2	9.9±1.1	13.6±2.0	15.0±1.1
MRK 975	55.4±0.8	5.9±1.0	3.7±0.6	3.6±1.0	†
FAIRALL9	44±0.6	7.4±0.6	4.0±0.8	10.2±2.0	†
MRK 573	748.8±1.8	11.7±1.2	26.1±1.4	5.8±1.4	3.0±0.4
MRK 607	153.8±1.8	16.0±2.0	6.5±2.0	10.3±2.6	†
3C120	279.9±3.6	0.9±0.6	9.2±0.6
ESO 362-G018	101.9±1.8	3.9±0.8	7.2±1.6	2.9±1.8	†
1H1934-063A	197.6±1.0	7.6±1.0	9.3±0.8	...	16.4±3.5
1H2107-097	147.1±1.8	18.5±2.4	3.9±0.6	8.7±1.0	†
AKN 564	59.4±0.6	3.5±0.8	6.9±0.2	8.4±0.2	15.6±2.8
MRK 1126	61.5±0.8	2.5±0.4	2.9±0.2	3.2±0.4	†
NGC 7469	418.4±3.4	13.3±1.8	28.1±1.2	‡	...
NGC 7674	(n) 287.1±0.8 (b) 316±2.4	(n) 3.6±1.0 (b) 8.2±2.4	(n) 12.0±0.6 (b) 10.2±2.0	...	†

† Espectro rojo no disponible.

(n) Componente delgada.

‡ Difícil de desacoplar.

(b) Componente ancha

En cuanto a la línea de más alta ionización aquí observada, [Fe XI] λ 7892, 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] λ 6374 como para [Fe XI] λ 7892, se observa que solo en tres de los quince objetos se presenta un mayor FWHM de esta última (de mayor PI) con relación a la primera.

Para efectos de estudiar el desplazamiento del pico de la emisión con respecto a la velocidad sistémica de la galaxia se presentan las figuras 5.2 a 5.7. Aunque la muestra se ensambló con base a objetos con clara manifestación de emisión coronal, es claro que algunos diagramas muestran una relación S/R baja para algunas líneas, en particular en la región de emisión de [Fe XI] λ 7892. Como comparación se incluyó en cada cuadro el comportamiento de la línea de media ionización [O III] λ 5007. Las líneas provenientes de estados ionizados crecientes en PI se han colocado en orden ascendente, por lo que en algunos cuadros la línea superior corresponde al [Fe XI] λ 7892. En solo en dos casos (RXSJ07424+4656 y 3C234.0), y por su relativamente alto corrimiento al rojo, se incluyó también la línea de [Ne V] λ 3426, cuyo potencial de ionización es apenas inferior en 2 eV con relación al del Fe $^{6+}$. La curva punteada que acompaña en algunos casos a la línea del [Fe X] λ 6374 corresponde a la línea que ha sido aislada (casi siempre a través de una modelación) del [O I] λ 6364.

Es evidente de las figuras que, salvo pocos casos, las LCs tienden a mostrar un desplazamiento hacia el azul, con referencia a una línea de baja ionización. Son varios los casos, incluso, en que se observa que el desplazamiento se va haciendo más progresivo a medida que se consideran líneas de más alta ionización

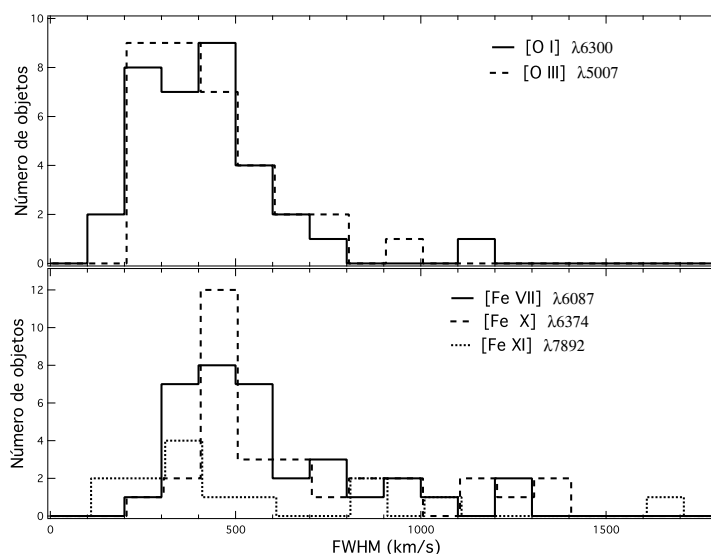


Figura 5.1: Histograma de número de objetos en función del FWHM (en km s^{-1}) para las líneas de emisión [O I] $\lambda 6300$ y [O III] $\lambda 5007$ (arriba) y [Fe VII] $\lambda 6087$, [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$ (abajo).

(esto es, una correlación entre desplazamiento al azul y PI). Este efecto puede observarse claramente (teniendo en consideración al menos tres líneas) en MRK 335, TOL 0109-383, MRK 975, Fairall 9, 3C120, RXSJ07424+4656, NPM1G+48.0114, KUG1031+398, MRK 1310, SBS 1258+569, IRAS 13144+4508, SDSSJ15342+3034, 1H1934-063A, 1H2107-097, SDSSJ22025-0732 y Akn 564; esto es, en casi la mitad de la muestra.

En la tabla 5.6 presentamos los valores de la magnitud de desplazamiento (en km s^{-1}) del pico de emisión. Esto fue realizado para las líneas [O I] $\lambda 6300$, [O III] $\lambda 5007$, [Fe VII] $\lambda 6087$, [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$. 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 5.8 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] $\lambda 6300$ y [O III] $\lambda 5007$ 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 $\pm 100 \text{ km s}^{-1}$. En tres casos se evidenció una componente ancha para [O III] $\lambda 5007$, las cuales pueden alcanzar valores de corrimiento al azul tan grandes como de -600 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 km s^{-1} , con 1/4 de los objetos cuyo desplazamiento alcanza a estar entre los -200 y los -300 km s^{-1} .

En los histogramas para [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Fe XI] $\lambda 7892$ parece manifestarse la existencia de dos pobla-

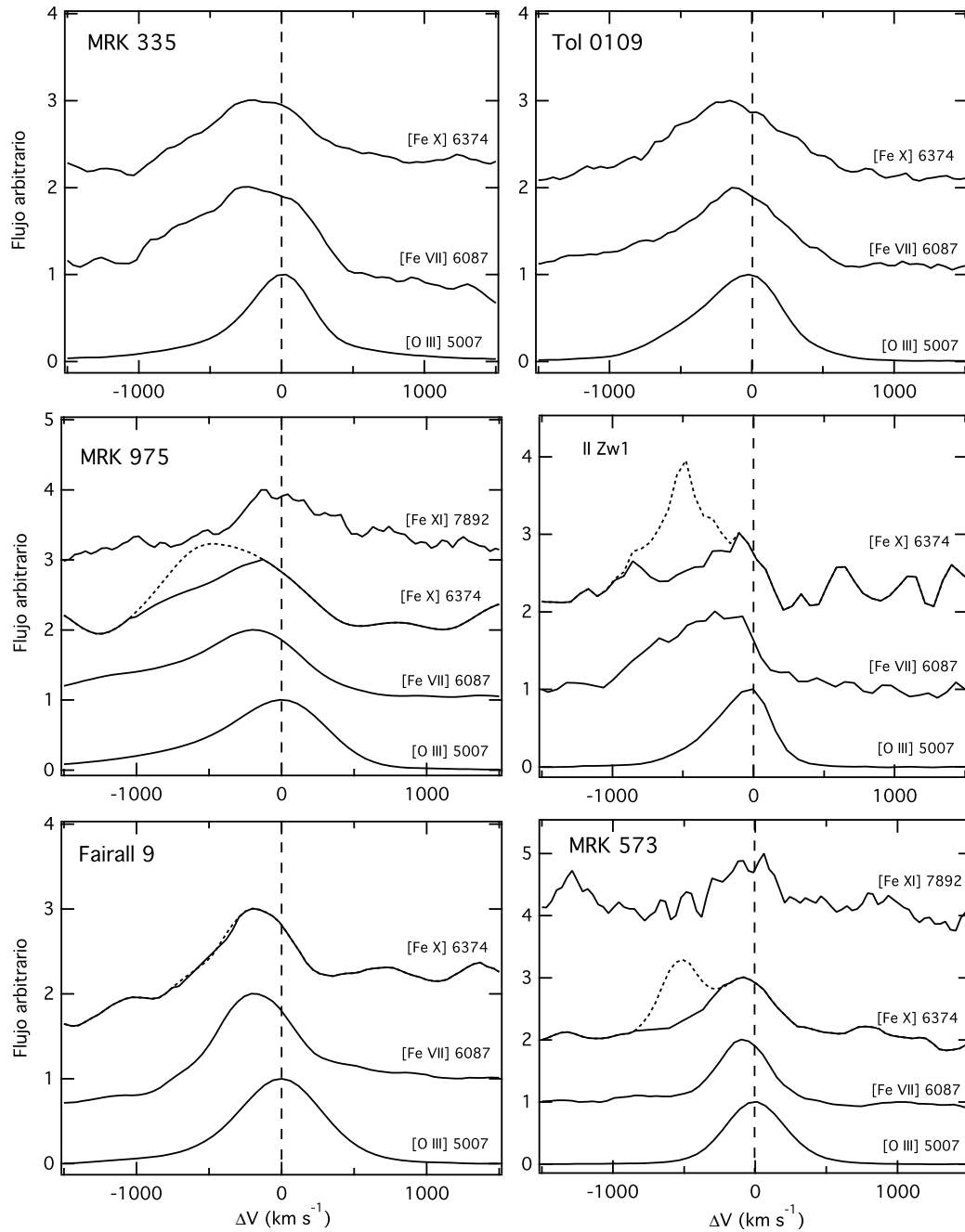


Figura 5.2: Comparación entre los desplazamientos de velocidad para las LCs. Cada cuadro comprende a una galaxia en particular que integra la muestra de la tabla 5.1. La escala de flujo es arbitraria y la velocidad relativa está en unidades de km s^{-1} . En la base de cada cuadro aparece la línea de baja ionización [O III] $\lambda 5007$ a manera de comparación. La curva segmentada presente en algunos cuadros corresponde a la línea de emisión [O I] $\lambda 6364$.

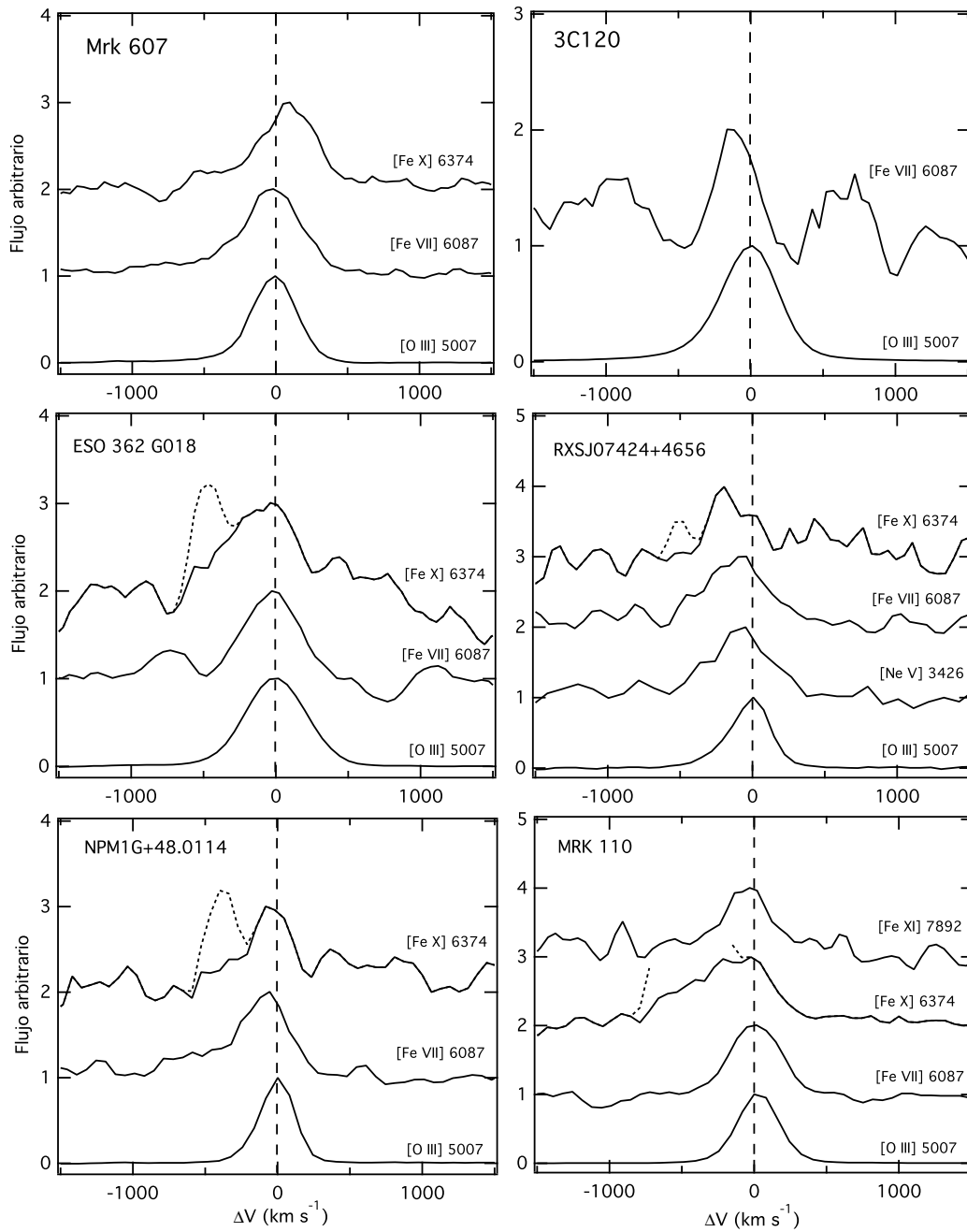


Figura 5.3: Lo mismo que la figura 5.2, continuación.

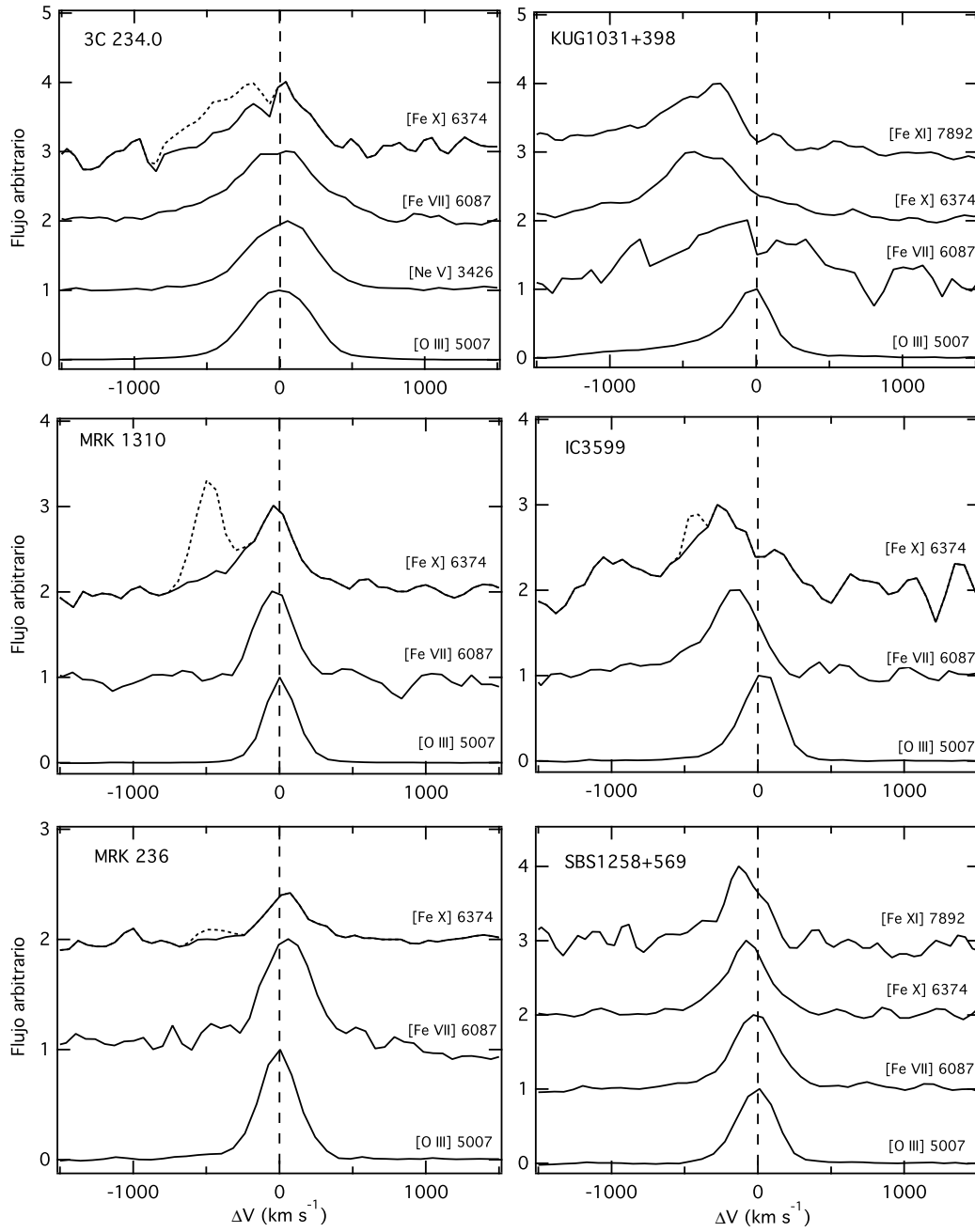


Figura 5.4: Lo mismo que la figura 5.2, continuación.

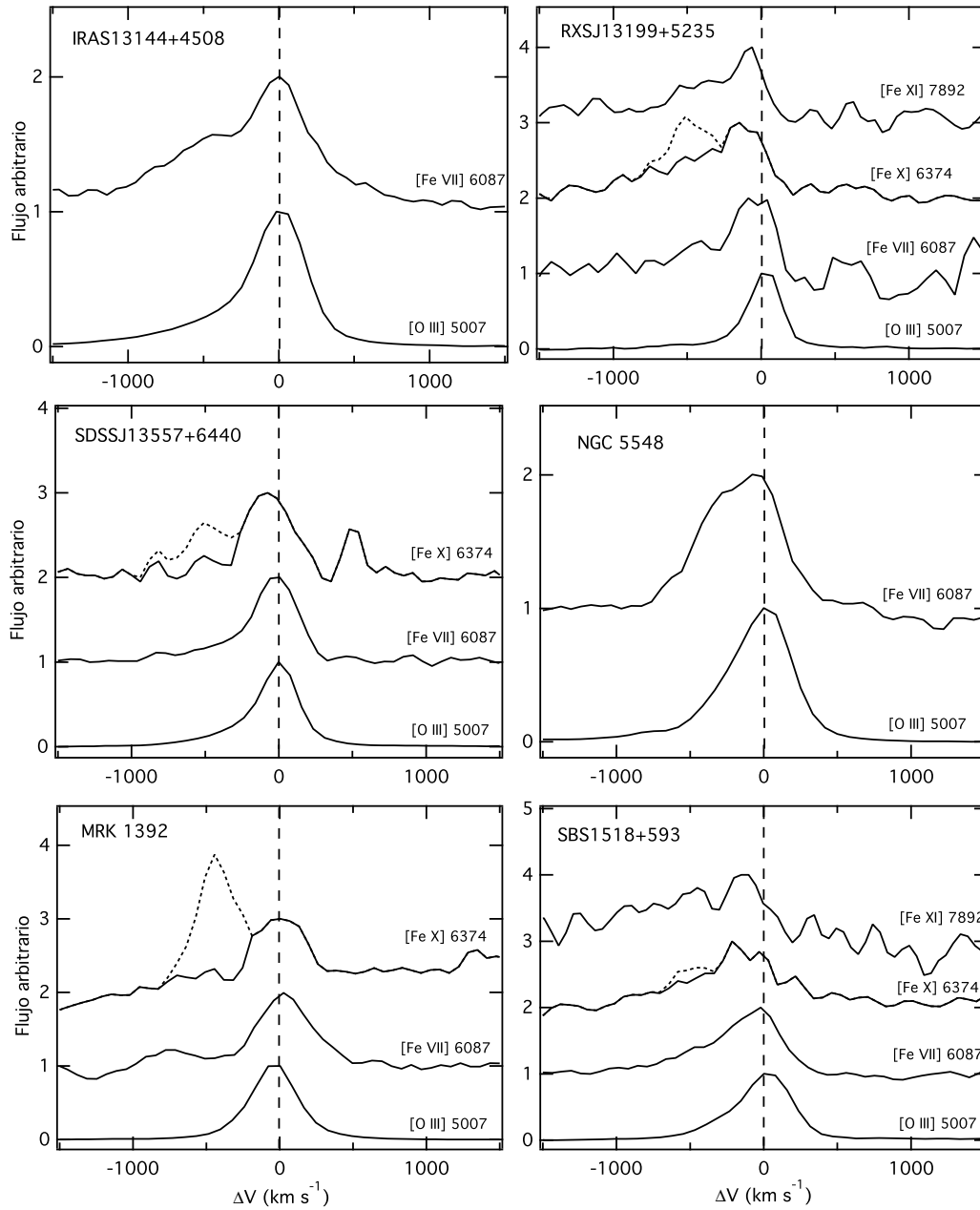


Figura 5.5: Lo mismo que la figura 5.2, continuación.

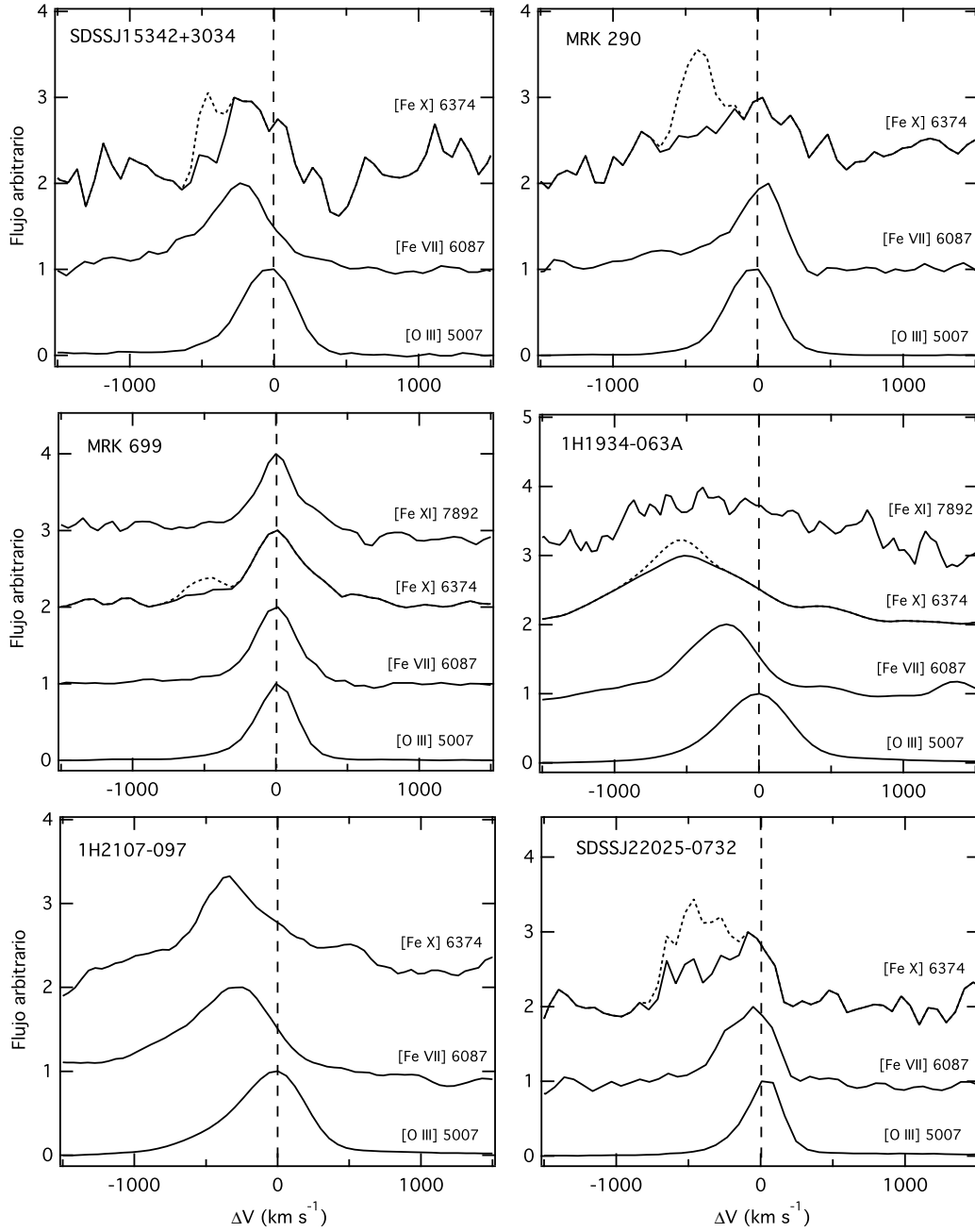


Figura 5.6: Lo mismo que la figura 5.2, continuación.

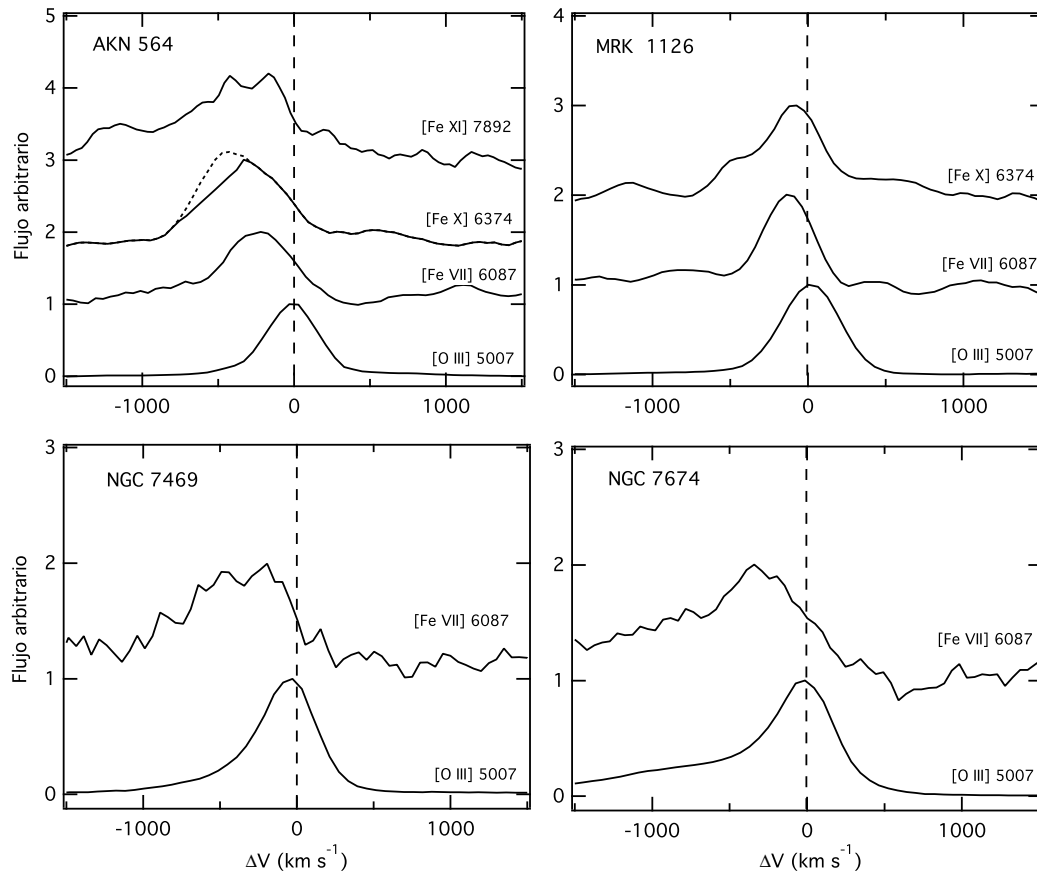


Figura 5.7: Lo mismo que la figura 5.2, continuación.

Tabla 5.5: Anchos completos a mitad de la altura (FWHM) en km s^{-1} de algunas líneas de emisión. Los valores han sido corregidos por ensanchamiento instrumental en cuadratura. El ancho instrumental fue estimado en 210 km s^{-1} (para la submuestra P) y se utilizó el valor de 170 km s^{-1} (ver texto) para la submuestra S.

Galaxia	[O III] $\lambda 5007$	[Fe VII] $\lambda 6087$	[O I] $\lambda 6300$	[Fe X] $\lambda 6374$	[Fe XI] $\lambda 7892$
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 (b) 1060±50	1290±120	430±90	1300±70	810±170
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 (b) 990±10	950±120	400±10	430±40	100±30
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 (b) 1490±20	(n) 580±40 (b) 1460±190	(n) 500±10 (b) 1740±90	...	†

† Espectro rojo no disponible.

§ En zona donde no hay información.

‡ Difícil de desacoplar.

(n) Componente delgada.

(b) Componente ancha.

ciones: una, en la que el desplazamiento al azul está alrededor de los $-50/ -100 \text{ km s}^{-1}$ con un ancho comprendido entre $+100$ y -150 km s^{-1} ; la segunda, un poco menos numerosa, posee un pico alrededor de -250 km s^{-1} con un ancho comprendido entre -150 km s^{-1} y -350 km s^{-1} . Para la línea del [Fe X] $\lambda 6374$ no es clara la existencia de dos poblaciones como en los dos casos anteriores pero se notan algunos

Tabla 5.6: Magnitud del desplazamiento de los picos de las líneas de emisión en términos de velocidades

Galaxia	[O I]	[O III]	[Fe VII]	[Fe X]	[Fe XI]
	$\lambda 6300.30$ (km s^{-1})	$\lambda 5006.84$ (km s^{-1})	$\lambda 6086.92$ (km s^{-1})	$\lambda 6374.53$ (km s^{-1})	$\lambda 7891.94$ (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.

objetos cuyos desplazamientos al azul alcanzan los -550 km s^{-1} .

Con el propósito de comparar entre sí la forma de las líneas de emisión para un mismo objeto, hemos elaborado las figuras 5.9 a 5.14, en el espacio de las velocidades. Hasta donde fue posible, se procuró incluir en todos los casos las líneas [O I] $\lambda 6300$, [O III] $\lambda 5007$ y [Fe VII] $\lambda 6087$. Pero es claro que hubo casos en los que no se incluyó una determinada línea debido a su escasa relación S/R, aunque sí se haya realizado una lectura de flujo y de FWHM a través de un modelamiento gaussiano. Esto fue particularmente claro con la línea de [Fe XI] $\lambda 7892$, que incluimos solo en aquellos casos en los que su perfil estaba claramente definido. Pocos objetos incluyen la línea de [Fe X] $\lambda 6374$, que resulta en la mayoría de

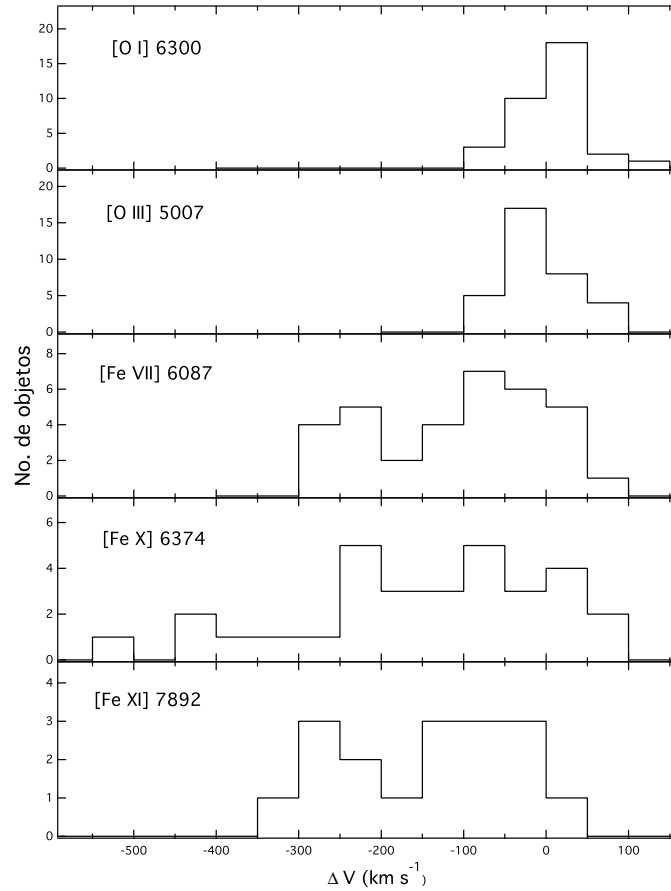


Figura 5.8: Histogramas de número de objetos en función del desplazamiento del pico de línea (en km s⁻¹) para las líneas de emisión [O I] λ 6300, [O III] λ 5007, [Fe VII] λ 6087, [Fe X] λ 6374 y [Fe XI] λ 7892. Para líneas con varias componentes se incluyó solo la componente delgada.

los casos fuertemente alterada por la presencia de [O I] λ 6364. La inclusión de esta línea coronal se hizo en los casos en donde fue claro que la emisión de esa línea del oxígeno neutro fue nula o al menos marginal.

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, ver figura 5.15. 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

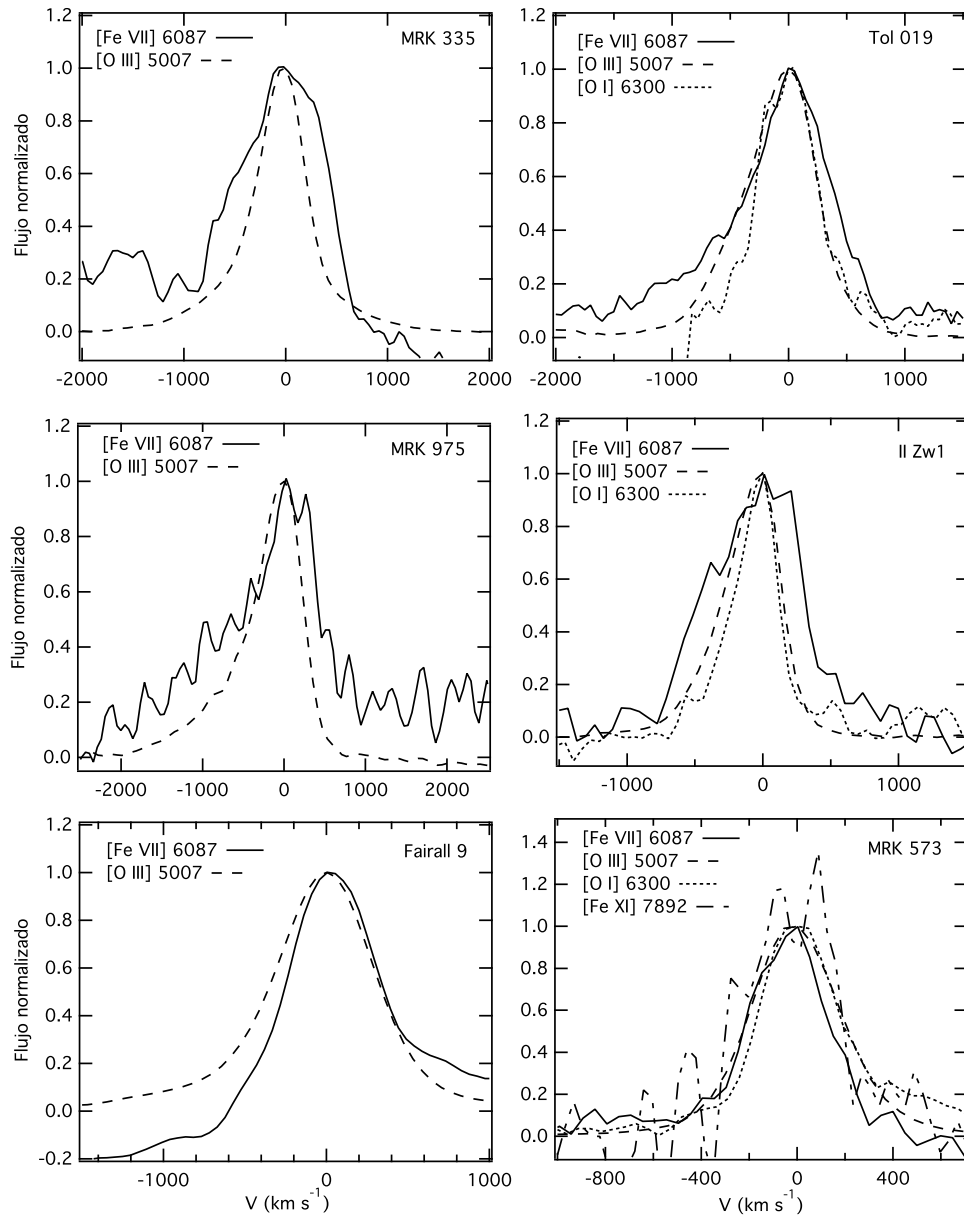


Figura 5.9: Comparación de perfiles de líneas para cada una de las galaxias que integran la muestra de la tabla 5.1. El centro de la línea fue fijado en $v = 0 \text{ km s}^{-1}$ para facilitar la comparación.

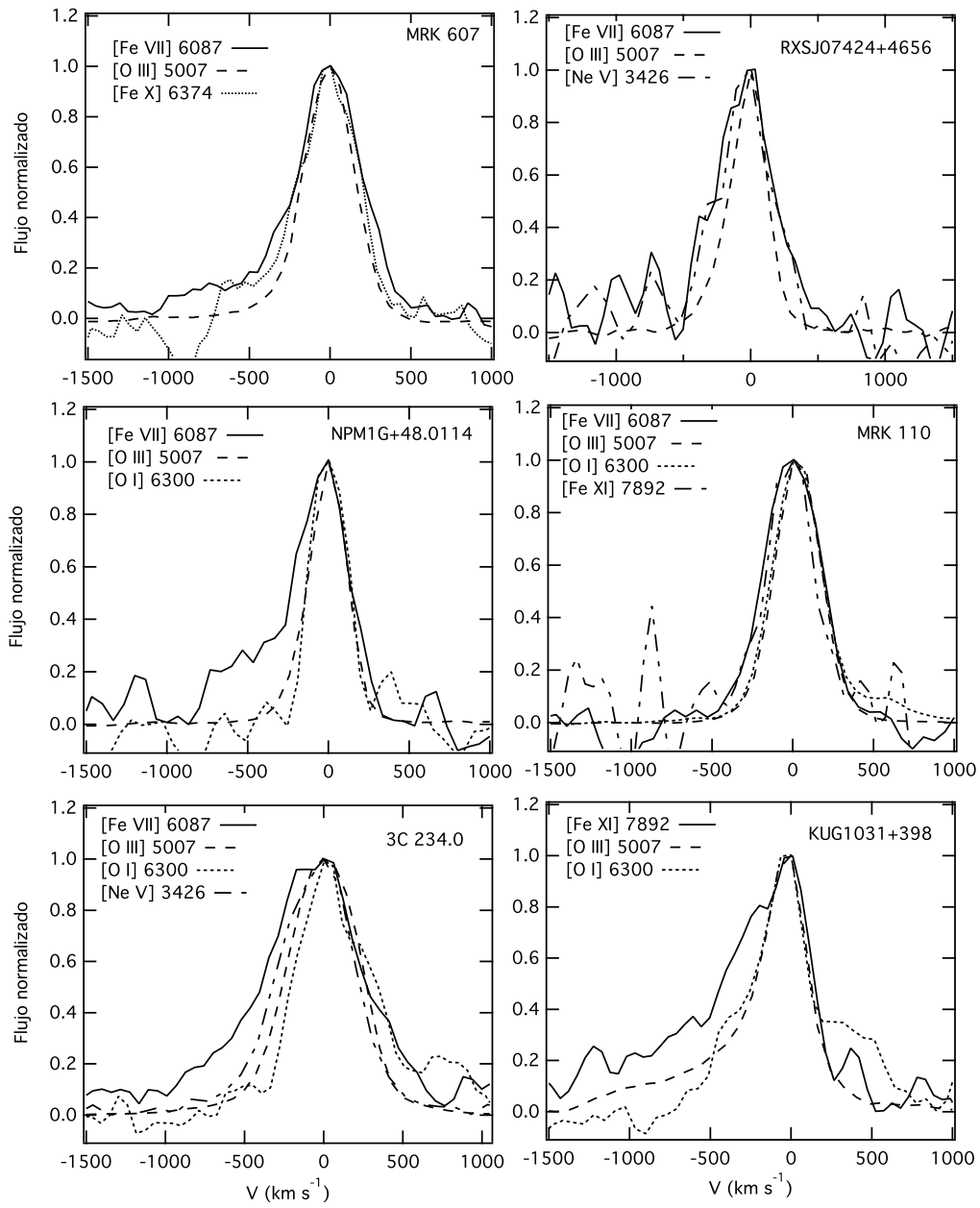


Figura 5.10: Comparación de perfiles de líneas (continuación).

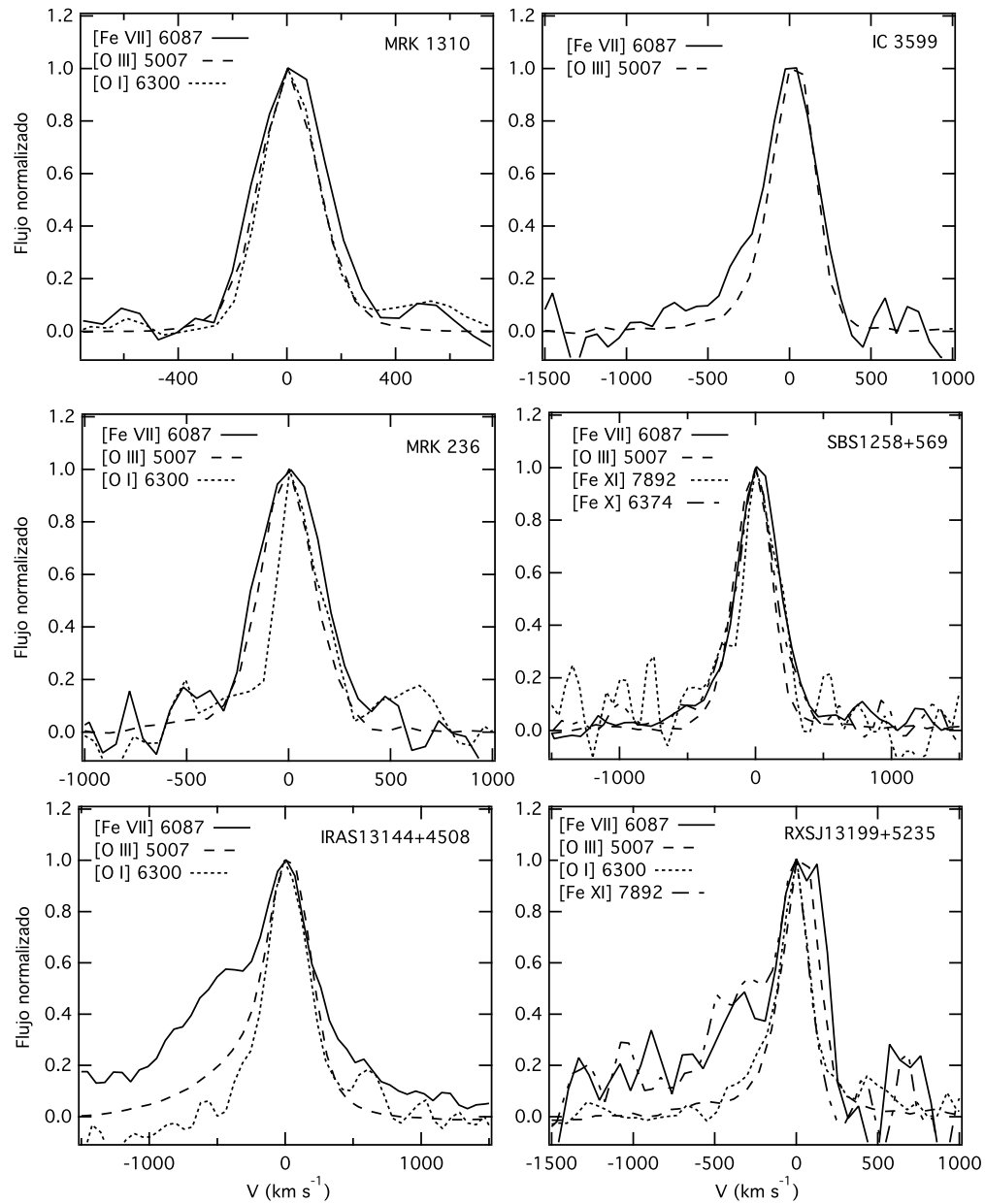


Figura 5.11: Comparación de perfiles de líneas (continuación).

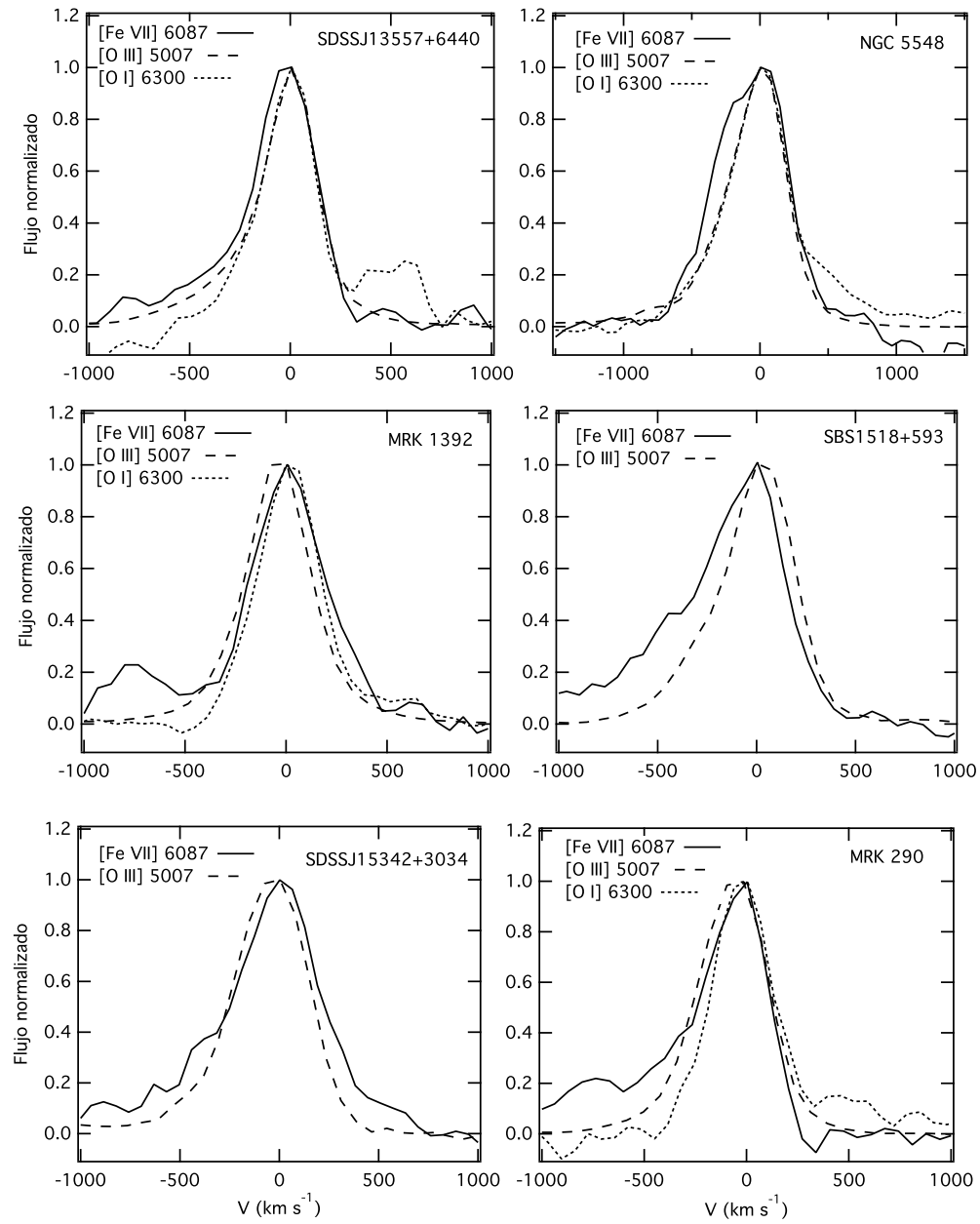


Figura 5.12: Comparación de perfiles de líneas (continuación).

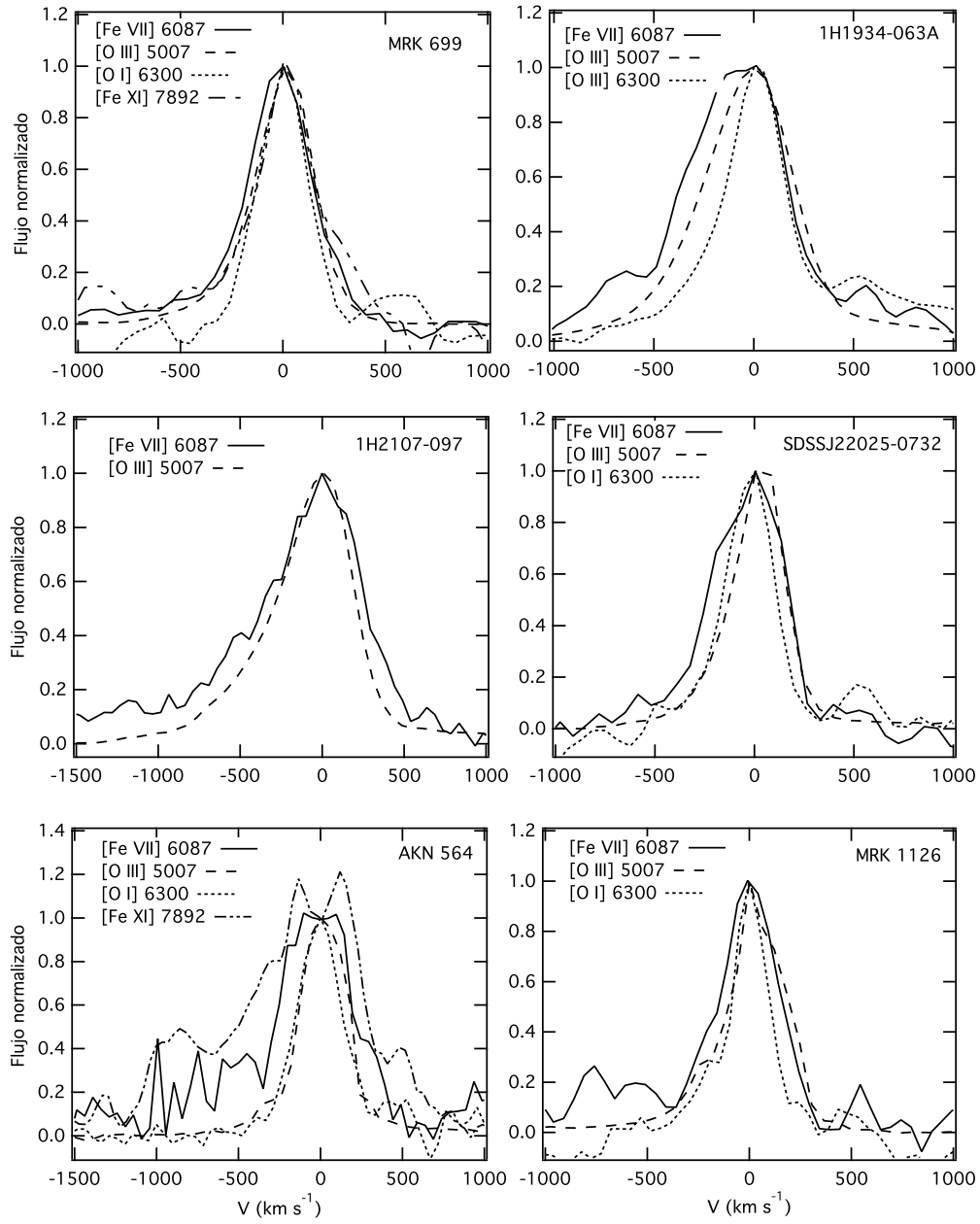


Figura 5.13: Comparación de perfiles de líneas (continuación).

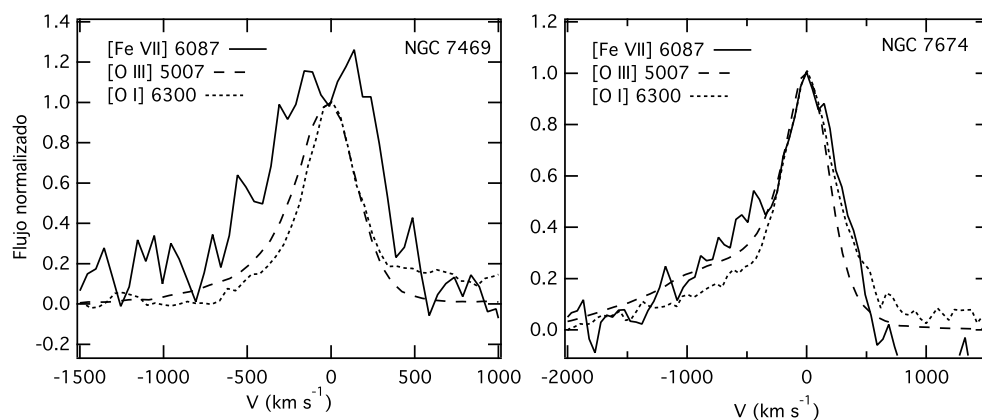


Figura 5.14: Comparación de perfiles de líneas (continuación).

izquierda es más larga que la de la derecha y, por lo tanto, el grueso de los valores tienden a 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.

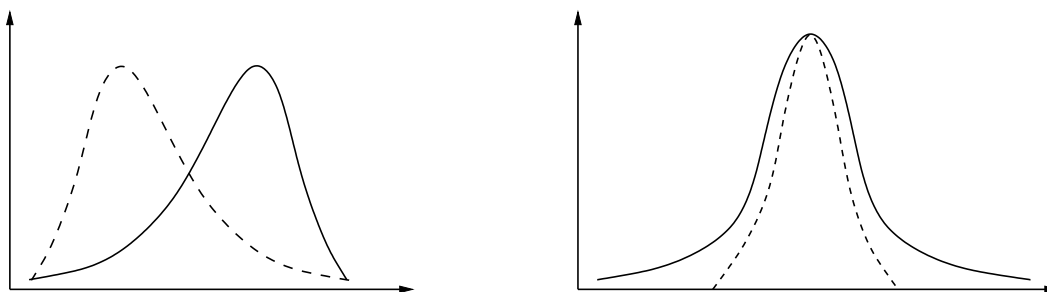


Figura 5.15: Izquierda: índice de asimetría con valor positivo (curva segmentada) y con valor negativo (curva continua). Derecha: dos curvas con diferentes valores de kurtosis: la curva segmentada posee un valor de kurtosis mayor que el de la curva continua (ver pie de página).

Es importante subrayar que la determinación numérica tanto de la kurtosis 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, y después de examinar varias definiciones (Heckman et al., 1981; Veilleux, 1991b; Brotherton, 1996; Dong et al., 2007; Sulentic et al., 2007) –y esto solo por nombrar unas cuantas– se adoptó, más por la razón de escoger alguna que por poseer una ventaja o conveniencia con respecto a las otras, las definiciones utilizadas por Marziani et al. (1996)³:

³Advertimos que en esta definición de kurtosis, entre más pequeño sea su valor indica mayor prolongación de las alas a

$$K = \frac{\lambda_{R,3/4} - \lambda_{A,3/4}}{\lambda_{R,1/4} - \lambda_{A,1/4}}, \quad (5.1)$$

$$IA = \frac{\lambda_{R,1/4} + \lambda_{A,1/4} - 2\lambda_P}{\lambda_{R,1/4} - \lambda_{A,1/4}}, \quad (5.2)$$

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: $\text{FWHM} = \lambda_{R,1/2} - \lambda_{A,1/2}$, 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 (ver figura 5.16). 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] $\lambda 4959$, 5007, [Ne III] $\lambda 3869$ y [O II] $\lambda 3726$, como son las LCs propiamente dichas, pronunciarse sobre su forma se reserva solo en aquellos casos donde la línea en cuestión sea particularmente intensa.

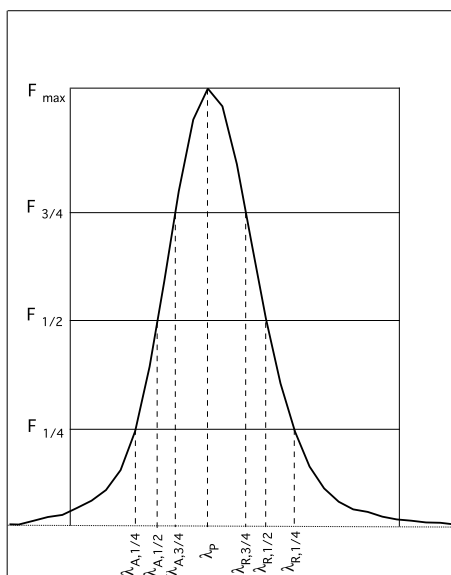


Figura 5.16: Longitudes de onda a distintas intensidades requeridas para la determinación de la kurtosis y del índice de asimetría (ver texto).

los lados. En otras definiciones de kurtosis es justamente lo opuesto.

La tabla 5.7 contiene los valores de la kurtosis y el índice asimétrico para las líneas coronales [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Fe XI] $\lambda 7892$ 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] $\lambda 6300$ y [Fe XI] $\lambda 7892$. La línea de [Fe X] $\lambda 6374$ no fue considerada puesto que casi siempre aparece severamente mezclada con [O I] $\lambda 6364$. Como referencia se incluyeron las líneas de [O I] $\lambda 6300$ y [O III] $\lambda 5007$ 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.

Tabla 5.7: Valores de kurtosis (K) e índice de asimetría (IA)

Galaxia	[O III] $\lambda 5007$		[Fe VII] $\lambda 6087$		[O I] $\lambda 6300$		[Fe XI] $\lambda 7892$	
	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.

En las figuras 5.17 y 5.18 se muestran los histogramas de número de objetos en función del valor de

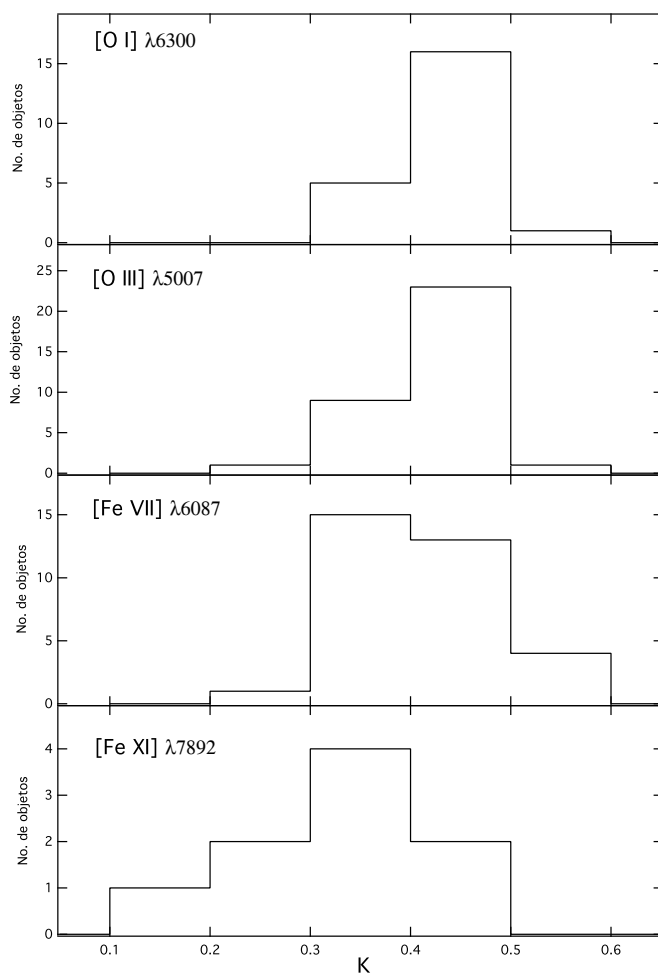


Figura 5.17: Histogramas de número de objetos en función de la kurtosis.

la kurtosis y del índice de asimetría, respectivamente, con base a los valores de la tabla 5.7. 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] $\lambda 6087$, se observa una distribución 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] $\lambda 7892$ 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.

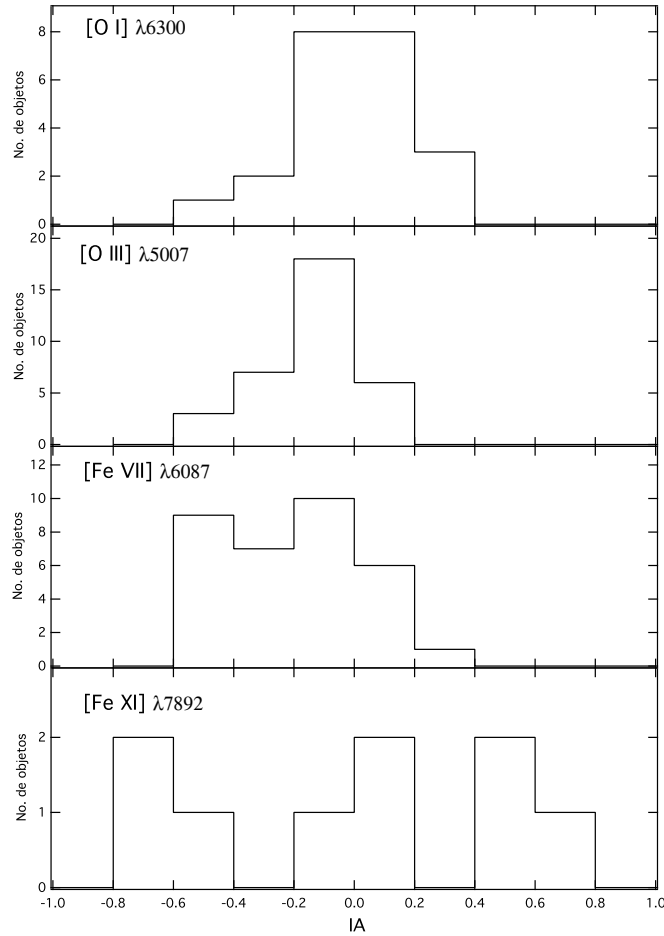


Figura 5.18: Histogramas de número de objetos en función del IA.

Pruebas K-S comparando mutuamente las distribuciones entre las líneas de baja ionización con relación a la de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ arrojan p-valores relativamente altos⁴ 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 LCs y líneas de más baja ionización. Sin embargo, se observa una tendencia de la línea de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ (y de $[\text{Fe XI}] \lambda 7892$) a presentar valores más bajos de K. El valor para un perfil gaussiano, 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 $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ parecen adoptar picos achatados, más parecidos a los de un perfil lorentziano

⁴Comparando la distribución entre $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ con $[\text{O III}] \lambda 5007$ y de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ con $[\text{O I}] \lambda 6300$ ambos dan p-valores de 0.56.

(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] $\lambda 6087$ y el [O III] $\lambda 5007$ obtenidos en esta tesis tienden a caer entre 0.3 y 0.5 en tanto que las líneas de H β 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] $\lambda 6300$ presenta valores que en su mayoría están comprendidos entre -0.2 y 0.2 . La línea de [O III] $\lambda 5007$ 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] $\lambda 5007$ consistente en presentar alas más extendidas hacia el azul que hacia al rojo (Heckman et al., 1981; Vrtilik & Carleton, 1985; Véron-Cetty, Véron & Gonçalves, 2001; Bian, Yuan & Zhao, 2006; Komossa et al., 2008b). Si bien cerca de una tercera parte de los objetos presentan valores de IA para la línea de [Fe VII] $\lambda 6087$ entre -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] $\lambda 7892$ 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] $\lambda 6087$ 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] $\lambda 5007$ y de [Fe VII] $\lambda 6087$ con [O I] $\lambda 6300$ 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] $\lambda 6087$ con respecto al que emite [O I] $\lambda 6300$.

5.6. Discusión e interpretación

Tal y como se puede observar de la figura 5.1, los valores de FWHM correspondientes a las LCs de [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Fe X] $\lambda 6374$ 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] $\lambda 6087$ es 38% y 42% mayor que el de [O III] $\lambda 5007$ y [O I] $\lambda 6300$, respectivamente. El valor promedio de FWHM para [Fe X] $\lambda 6374$ es un 13% mayor que el del [Fe VII] $\lambda 6087$. Sin embargo, la línea de [Fe XI] $\lambda 7892$ no sigue la tendencia de aumento de FWHM conforme aumenta el PI: el valor promedio para esta línea es menor en un 8% al del [Fe VII] $\lambda 6087$. Estos resultados están en coherencia con lo que se vio en la sección 4.3 y tomados en su conjunto sugieren una producción mayoritaria de [Fe VII] $\lambda 6087$ proveniente de zonas ligeramente más internas con respecto a la zona de emisión de [O III] $\lambda 5007$ y otras líneas comúnmente atribuidas a la NLR. El hecho de que los valores de FWHM para [Fe XI] $\lambda 7892$ no sean mayores que los que tienen el [Fe VII] $\lambda 6087$ y el [Fe X] $\lambda 6374$ puede, en un primer momento, indicar que la emisión principal de este ión proviene de zonas de la CLR más externas. Sin embargo, este resultado está de acuerdo con lo que se encontró en líneas del NIR (ver sección 2.4.1), en la cual líneas de PI $\gtrsim 300$ eV

tenían FWHM más bajos en relación a las líneas de menor PI. Puede entonces que lo que esté ocurriendo es que la correlación entre el FWHM y el PI 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.

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, Rodríguez-Ardila & Komossa, 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 LCs 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] $\lambda 6087$). En dicho trabajo, en los casos en que se reporta doble componente, es interesante observar que la componente delgada (FWHM $\sim 100\text{-}600 \text{ km s}^{-1}$) posee siempre un menor desplazamiento que la componente gruesa (FWHM $\sim 700\text{-}1700 \text{ km s}^{-1}$) 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. (2006b) para varias líneas del NIR 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 LCs claramente definidas, nuestra gráfica 5.8 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 ($\Delta V \sim -200 \text{ km s}^{-1}$) 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 5.19 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 LCs. Es evidente que para las líneas de baja ionización no parece existir una correlación entre ambas cantidades. En general, tanto para el [O I] $\lambda 6300$ como para el [O III] $\lambda 5007$ 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 LCs 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.

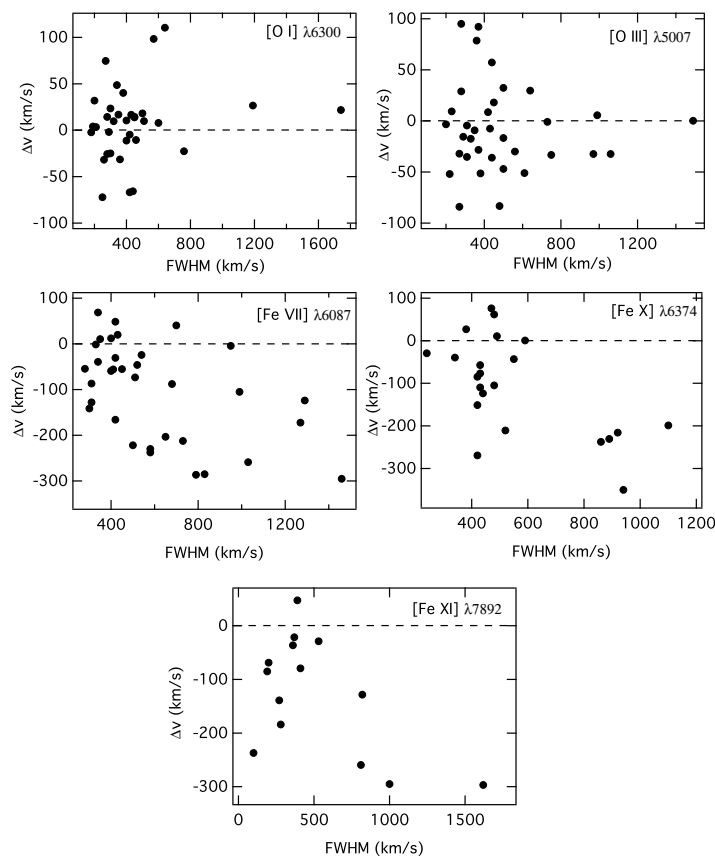


Figura 5.19: Relación entre Δv vs. FWHM para las líneas de interés. En el caso de líneas con varios componentes se incluyó solo la componente ancha.

La correlación entre el FWHM y el PI (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 PI 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] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$ 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), así como resultados derivados en el capítulo 4 de esta tesis que tienden a favorecer al proceso de fotoionización como mecanismo principal de ionización.

Los resultados de la distribución del índice de asimetría sugieren que el comportamiento cinemático del [O I] $\lambda 6300$ difiere del de [O III] $\lambda 5007$ y [Fe VII] $\lambda 6087$. 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] $\lambda 6300$ y [S II] $\lambda 6731$ son prominentes. En tal caso, el comportamiento dinámico del [O I] $\lambda 6300$ es distinto de aquel gas que se genera mayoritariamente cerca de la fuente (como las LCs) e incluso de la línea de [O III] $\lambda 5007$ 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 LCs proviene siempre del sector no resuelto del centro activo, la observación de la línea de [O I] $\lambda 6300$ en núcleos tales como Cygnus A (Taylor, Tadhunter & Robinson, 2003), NGC 1068 y NGC 1386 (Rodríguez-Ardila et al., 2006) indica que puede emitirse en igual o mayor cantidad (comparada con las LCs) en las zonas anexas que pueden extenderse hasta del orden de una centena de parsecs.

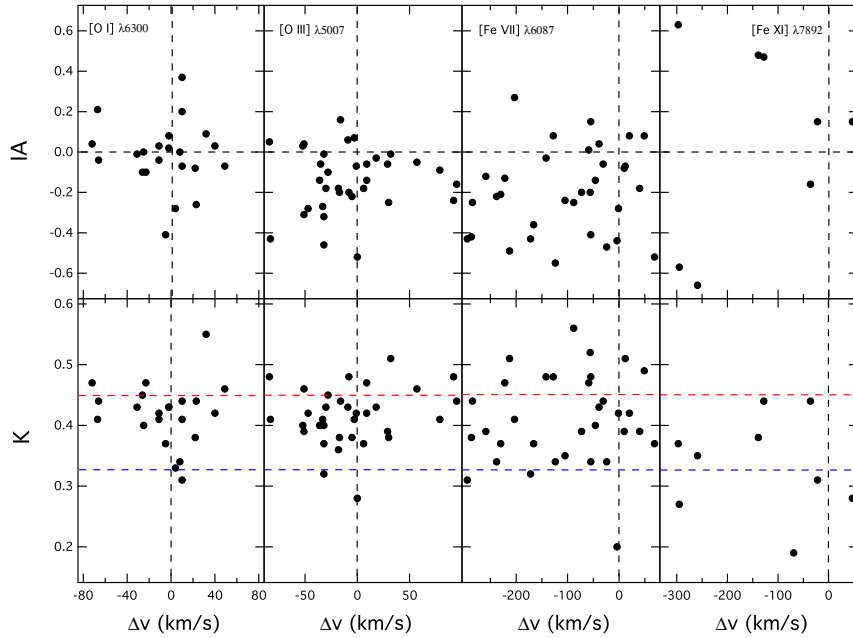


Figura 5.20: Relación entre el índice de asimetría (arriba) y la kurtosis (abajo) con respecto al desplazamiento del pico de línea para las líneas [O I] $\lambda 6300$, [O III] $\lambda 5007$, [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Fe XI] $\lambda 7892$. Las líneas roja y azul en los paneles de la kurtosis corresponden a los valores de una gaussiana y lorentziana, respectivamente, de acuerdo con la definición adoptada aquí.

La semejanza en muchos casos de los perfiles de línea de [Fe VII] $\lambda 6087$ y [O III] $\lambda 5007$ observados en las

figuras 5.9-5.14 sugieren en principio un estado cinemático común. Esto es compatible con observaciones de núcleos activos cercanos realizadas por el *Hubble Space Telescope* (HST) (Mazzalay, Rodríguez-Ardila & Komossa, 2010) en las que se observa un comportamiento cinemático semejante de estas dos líneas. Pero es claro que en nuestras gráficas (al igual que con las observaciones del HST) que la línea coronal tiende a presentar un ancho un poco mayor. Sería importante examinar si existen diferencias adicionales de parámetros entre estas dos líneas. La figura 5.20 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 $[O III] \lambda 5007$ en los que, para aquellos con IA negativo, hay una fracción importante de objetos con Δv positivo. La distribución del $[O I] \lambda 6300$ 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 $[Fe VII] \lambda 6087$. Mientras que para el $[O I] \lambda 6300$ y el $[O III] \lambda 5007$ las líneas tienden a presentar perfiles con alas relativamente poco extendidas, más semejantes a un perfil gaussiano, la línea de $[Fe VII] \lambda 6087$ tiende a presentar valores más dispersos, lo que sugiere la presencia tanto de una población con perfiles parecidos a los gaussianos 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 $[Fe XI] \lambda 7892$, es difícil asegurar si el comportamiento extremo en los valores que adopta tanto en IA como en K observado en la figura 5.20 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., 2010). 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, Kotilainen & Prieto, 2003; Prieto, Marco & Gallimore, 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, Rodríguez-Ardila & Komossa (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, Kotilainen & Prieto, 2003) indica que la emisión de LCs 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

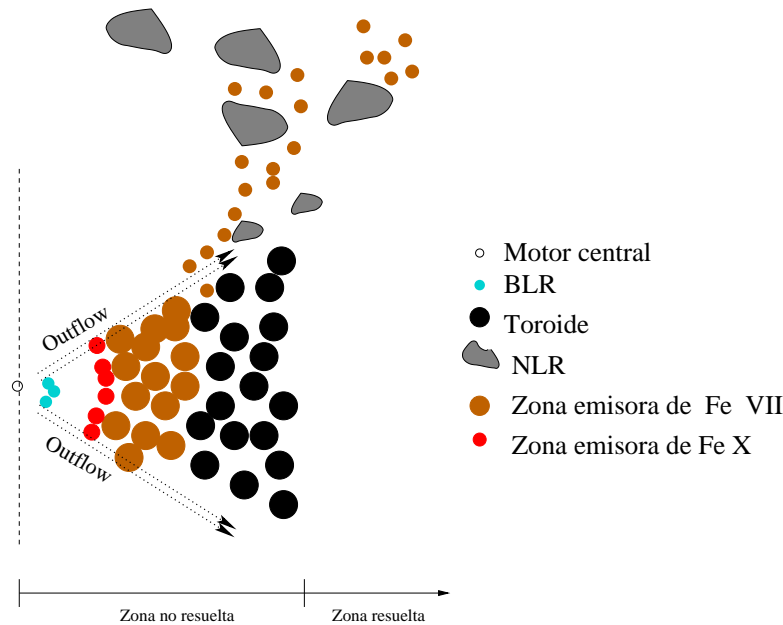


Figura 5.21: Corte transversal en el que se muestra un posible modelo cinemático de la CLR. Obsérvese que es en esencia la figura 4.29 con algunas modificaciones adicionales.

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 LCs bien podría ser semejante a lo que describimos en la figura 5.21. 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 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 radio⁵, el hecho de que existan correlaciones entre las luminosidades de las LCs con la luminosidad en radio en 1.4 GHz (ver sección 4.6) sugieren una participación del chorro de radio en la producción del LCs 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.

Las zonas más internas de emisión de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$, 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.

⁵Entre dichos mecanismos están supervientos provenientes de zonas *starburst* (Heckman, Armus & Miley, 1990) y expansión de nubes que integran la BLR para explicar la formación de polvo (Elvis, Marengo & Karovska, 2002).

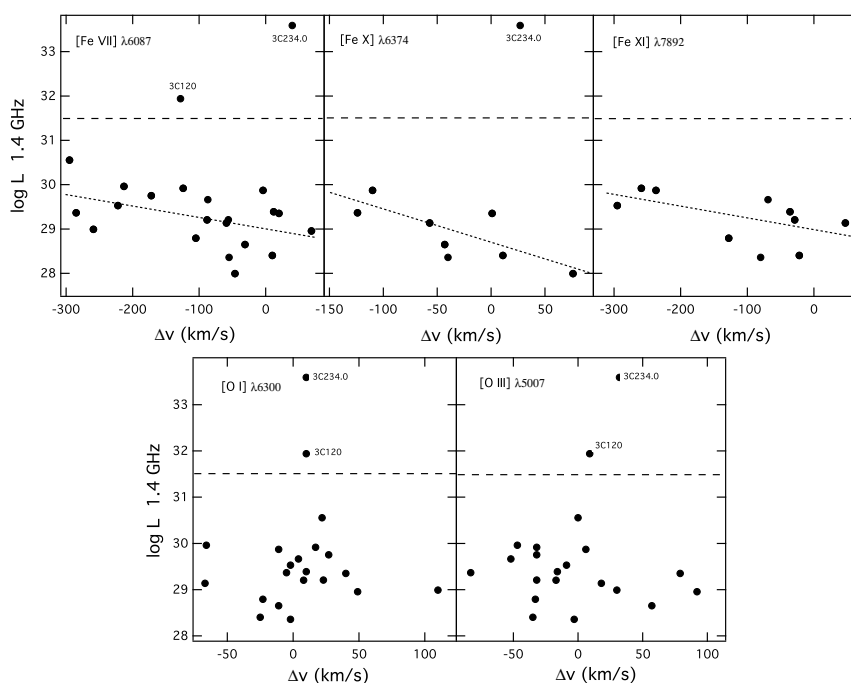


Figura 5.22: Luminosidad en radio en 1.4 GHz ($\text{erg. s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$) con relación al desplazamiento del pico de línea en km s^{-1} . Valores de flujo en radio fueron tomados de: Condon et al. (1998) (MRK 335, TOL 0109-383, MRK 607, ESO 362-G018, MRK 110 y KUG1031+398), Condon, Cotton & Broderick (2002) (MRK 975, MRK 573, 3C120, NGC 5548, AKN 564 y NGC 7674), Rafter, Crenshaw & Wiita (2009) (II Zw1, IRAS 13144+4508, MRK 1392 y MRK 290), servidor FIRST (MRK 1310, RXSJ13199+5235 y SDSSJ22025-0732), White & Becker (1992) (3C234.0), Becker, White & Helfand (1995) (MRK 699) y Greene, Lim & Ho (2004) (NGC 7469).

Para reforzar nuestra hipótesis de interacción entre el chorro de radio como responsable del desplazamiento al azul de las LCs, hemos elaborado la figura 5.22 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 LCs 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] $\lambda 6087$, [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$, respectivamente). Esto contrasta con los bajos índices de correlación para [O III] $\lambda 5007$ y [O I] $\lambda 6300$, 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. También está en coherencia con lo encontrado en la sección 4.6, ya que aquellos puntos que se alejan de la tendencia general corresponden a objetos radio ruidosos cuyas luminosidades exceden el valor de $10^{31.5} \text{ erg. s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$, valor por encima del cual comienza a manifestarse luminosidades de la línea coronal constante o con tendencia a disminuir.

Ya hemos dicho que, basados en varias consideraciones, es poco probable que la presencia de choques surgidos por interacción del chorro con el medio interestelar intervengan en la ionización de las especies químicas de las LCs. Pero es claro que la luminosidad en radio interviene directamente en la luminosidad de las LCs 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 LCs: entre mayor luminosidad, mayor desplazamiento al azul, siempre y cuando $\log L_{1.4 \text{ GHz}} (\text{erg. s}^{-1}\text{Hz}^{-1}) < 31.5$. Esto puede sugerir que el chorro de radio tiene el efecto de impulsar hacia afuera las zonas más internas de emisión de LCs 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 LCs, 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 es 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 esta sección, 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 Sy1 en la muestra de estudio (85 %). Como se dijo al comienzo de este capítulo, 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] $\lambda 6087$ sino también de [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$, esto es, de objetos con ionización que llega a extenderse hasta 260 eV. Por lo tanto, es poco factible que este comportamiento pueda ser extrapolado a aquellos objetos con emisión coronal marginal solo en Ne V y Fe VII o en muestras constituidas fundamentalmente por objetos Sy2.

5.6.1. ¿Variabilidad de emisión coronal?

En este espacio presentamos una discusión sobre la posibilidad de variabilidad en una línea coronal observada en uno de los espectros de la submuestra P (Mrk 573). Reportes de variabilidad en la emisión coronal no son raros en la literatura. Netzer (1974) no detectó emisión de [Fe X] $\lambda 6374$ en NGC 4151 aun cuando fue observada por otros autores pocos años antes. Algo semejante fue reportado también en 3C 390.3 (Barr et al., 1980). Ward & Morris (1984) si bien no reportan valores de flujos, sostienen que detectaron, en la galaxia NGC 3783, cambios en los perfiles de las líneas [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Fe XI] $\lambda 7892$ entre observaciones que mediaron un lustro. Posteriormente, Veilleux (1988), después de buscar variabilidad coronal en una muestra de 18 galaxias activas, concluye que solo existe variación significativa de [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Fe X] $\lambda 6374$ en NGC 5548, con posible variaciones en otras siete, en períodos de tiempo que se han extendido por tres o cuatro años. Wagner (1997) presenta perfiles y flujos de línea de espectros de 17 objetos y los compara con los publicados en la literatura y encuentra que algunas LCs “claramente” han cambiado. Grupe et al. (1995) en su observación de IC 3599 reportan una significativa disminución en flujo de [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Fe X] $\lambda 6374$ correlacionada también con una disminución en la emisión de rayos X suaves en un periodo de tiempo que abarca tres años. Pero el ejemplo más notorio de variación de emisión coronal es reportado por Komossa et al. (2008a, 2009) quienes observaron en SDSS J095209.56214313.3 un cambio notorio en la emisión coronal (en apenas transcurridos dos años) particularmente en [Fe X] $\lambda 6374$. Esto fue acompañado por inusuales cambios en el continuo y de las líneas de Balmer y del helio.

Aunque es probable que este cambio sea la manifestación de un evento transitorio asociado a un colapso o disrupción estelar, prueba que la variación de emisión coronal en núcleos activos puede observarse en tiempos tan breves como dos años.

Volviendo al caso de Mrk 573, disponemos de una observación que sugiere variabilidad de emisión coronal para este objeto. Nuestro espectro no presenta una emisión tan intensa de [Fe X] $\lambda 6374$ (que resultó inferior a la de [O I] $\lambda 6364$, ver figura E.2) como el que obtuvieron Mullaney & Ward (2008) en donde el pico de la línea coronal es mayor que el de O I (ver figura A8 de dicho artículo). Aunque la apertura⁶ utilizada por estos autores fue de 0.5" (la mitad del valor utilizado por nosotros) la variación observada no puede atribuirse a este hecho ya que la distribución de la emisión de estos iones alrededor del núcleo obtenida por Mazzalay, Rodríguez-Ardila & Komossa (2010) (ver figura 2 de dicho artículo) indica que la emisión de ambos es casi nula más allá de 0.4" a ambos lados del núcleo. Observaciones adicionales realizadas con el HST indican que la emisión de [Fe X] $\lambda 6374$ supera a la emisión de [O I] $\lambda 6364$ en el núcleo propiamente dicho (Kraemer et al., 2009; Schlesinger et al., 2009). Sin embargo, son varias las observaciones realizadas desde el terreno que indican que, en la zona nuclear, la línea de [Fe X] $\lambda 6374$ es de menor intensidad que la de [O I] $\lambda 6364$: Wilson & Nath (1990) (con una apertura de 4.2") y Storchi-Bergmann et al. (1996) (con una apertura de 1.5"). Por supuesto, son numerosas las variables involucradas de carácter observacional y de difícil control que pueden dar cuenta de la aparente variabilidad entre los distintos espectros que se han tomado. Pero ello no significa que no haya espacio para albergar la posibilidad de que la variación de la emisión de Fe X respecto a la de O I pueda ser debida a una emisión variable en sí de la línea coronal.

La ionización de Mrk 573 es notable, pasando por [Fe XI] $\lambda 7892$ detectado por nosotros y que se extiende hasta emisión de varias líneas en el NIR que alcanza [S XI] $\lambda 19196$, ver Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006) y tabla 2.2 de esta tesis. También se observa emisión de Ne V y Ne VI en el MIR (Sturm et al., 2002). Pocos años atrás Ramos-Almeida et al. (2008) sugirieron reclasificar a Mrk 573 (con un claro espectro óptico de tipo Sy2) como una NLS1 oscurecida y propusieron, como explicación a sus particulares características, el hecho de poseer un toroide grumoso, el cual puede desaparecer de tanto en tanto y permitir transmutaciones entre T1 y T2. A la luz de esa propuesta, la variación de emisión coronal bien podría explicarse en términos de la creación-desaparición de este toroide. Esto conduciría a pensar que un buen porcentaje de la emisión de Fe X puede ubicarse en el interior del toroide, de acuerdo con el análisis realizado en la sección 4.8. Sin embargo, esto es difícil de conciliar con las velocidades relativamente bajas de la emisión coronal observadas tanto en el NIR como en el óptico a menos que estemos dispuestos a admitir un valor relativamente bajo de la masa del agujero negro en dicha galaxia, el cual es de $1.3 \times 10^7 M_{\odot}$ (Wu & Han, 2001) esto es, de una masa no tan baja, ya que es del orden o mayor que el de objetos tales como NGC 4151 y NGC 4051, respectivamente.

Pero es más probable que en Mrk 573, donde las LCs tienen poco desplazamiento o incluso algo de desplazamiento hacia el rojo, la emisión coronal provenga fundamentalmente no del toroide (por su naturaleza de Sy2) sino del sector interno de la NLR (lo que es coherente con los FWHMs relativamente pequeños que se ven en este objeto). Si bien la variabilidad de las LCs detectadas en este objeto pueden atribuirse a un cambio en la emisión del flujo ionizante proveniente del centro activo, bien podría ocurrir también que se deba a que el gas coronal en movimiento en su paso por la NLR interior (ya no necesariamente afectado por *outflows*) atraviese zonas con alta extinción que hagan variar significativamente el

⁶Lamentablemente los autores no indican la dirección del slit.

flujo para un observador terrestre. De hecho, observaciones de NGC 1068 indican que existen zonas de la NLR interior con fuerte extinción que hacen variar los flujos de línea hasta por un factor de 10 (Mazzalay, Rodríguez-Ardila & Komossa, 2010).

Tomados en su conjunto, estos cambios, tanto en los flujos como en los perfiles de línea, observados en tiempos del orden de dos a cinco años, podrían indicar que las principales zonas de emisión coronal en algunas galaxias poseen un tamaño relativamente pequeño, de unos cuantos años luz y está en concordancia con lo que se analizó en la sección 4.8 sobre la posible ubicación de región de emisión coronal en sectores inferiores a 1 parsec o menos del núcleo activo propiamente dicho.

Un aspecto que conspira contra la hipótesis de variabilidad de emisión coronal en Mrk 573 es que todos los objetos en los que parecen existir evidencias sólidas de variabilidad coronal (comentados al inicio de esta sección) son de T1, lo que es coherente con una emisión mayoritaria en la zona entre la BLR y el toroide oscurecedor en posible interacción con el chorro de radio. En resumidas cuentas, se posee en conjunto una serie de observaciones en el tiempo que sugieren variabilidad en la línea de [Fe x] $\lambda 6374$ pero que no son contundentes. Más observaciones detalladas de este objeto en el futuro serán necesarias para aclarar esta cuestión.

5.7. Conclusión

Varios aspectos cinemáticos de las LCs en el óptico han sido abordados en este capítulo. Primeramente, la correlación entre el FWHM y el PI, tan invocada en varios estudios, solo parece ser extensiva hasta determinados valores de PI. Este aspecto ya había sido observado en LCs en el NIR (capítulo 2). Hemos encontrado que el FWHM para el [Fe xi] $\lambda 7892$ no suele tener FWHM mayores que el de otras LCs con menor PI, lo que sugiere la posible intervención de valores de densidad por encima del de la densidad crítica.

Nuestros resultados revelan que en una gran mayoría la línea coronal de [Fe vii] $\lambda 6087$ muestra un perfil semejante al del [O iii] $\lambda 5007$ sugiriendo una zona de emisión común, aunque es claro que la primera presenta una dispersión un poco mayor en FWHM que indicaría una tendencia de esta zona a estar ligeramente más cercana al centro activo.

Cerca de un 80% de los objetos presentan asimetría en la línea [Fe vii] $\lambda 6087$, 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 $\pm 100 \text{ km s}^{-1}$ y asimetrías menos pronunciadas. Cuando se tienen en cuenta dos o más LCs, se observa que el mayor porcentaje de ellas presentan mayores corrimientos al azul a medida que aumenta el PI de las líneas, lo que sugiere estratificación de la región emisora con aquellas de más alto PI 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 los resultados encontrados en el capítulo 4 que confirman 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 LCs. 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 LCs (sección 4.6).

Por último, la observación de posible variabilidad de emisión coronal vista en Mrk 573 y en otros objetos que han sido reportados en la literatura, está en concordancia con la ubicación principal de emisión comprendida en una zona cercana al centro activo, del orden o fracción de 1 parsec.

Capítulo 6

Conclusiones

Tres aspectos fundamentales tendientes al estudio de las líneas coronales en las galaxias Seyfert fueron abordados en esta tesis: el primero de ellos fue el estudio de líneas coronales en el infrarrojo cercano ($0.8\text{-}2.4\ \mu\text{m}$); el segundo, conformado por el estudio más ambicioso hasta ahora realizado de líneas coronales en el óptico, basado en una muestra uniforme de espectros de galaxias obtenidos por el SDSS; y el tercero, por una muestra de espectros de galaxias Seyfert de buena y mediana resolución para efectos de estudio de perfil de línea y otros aspectos cinemáticos.

Tal y como se estructuró esta tesis, pasaremos a continuación a describir los principales resultados encontrados aquí.

6.1. Emisión en el infrarrojo cercano

Emisión coronal fue detectada en 34 de los 54 objetos principalmente en forma de $[\text{Si VI}] \lambda 1.963\ \mu\text{m}$ y de $[\text{S VIII}] \lambda 0.9913\ \mu\text{m}$. Dicha emisión es preferencialmente observada en objetos T2 que en los T1. Igualmente, se observa, para líneas de emisión de alto PI ($[\text{S IX}] \lambda 1.252\ \mu\text{m}$ y de $[\text{Si X}] \lambda 1.4301\ \mu\text{m}$), que se presentan en proporciones semejantes para los dos tipos de galaxias. Esta observación puede tener las siguientes interpretaciones: la primera es que, a la luz del modelo unificado, sugeriría que la zona de emisión coronal en estos objetos no puede concentrarse mayormente en la cara interna del toroide oscurecedor. Sin embargo, es importante señalar que puede existir algo de efecto de selección en la muestra estudiada, ya que dentro de los objetos que la conforman, en particular de tipo 2, se caracterizan por mostrar emisión particularmente notable de LCs. Otra posibilidad es que exista emisión preferencial de LCs en la cara interna del toroide y aun así las LCs en el NIR puedan atravesar amplias zonas oscurecidas.

Por otro lado, se observa que la proclamada correlación entre el FWHM y el PI no es tan evidente para las líneas coronales observadas en el infrarrojo cercano. En este sector se pueden observar con relativa frecuencia y de forma clara LCs con PIs por encima de 300 eV, cosa que en el óptico no es frecuente (aun cuando está la línea de $[\text{Fe XIV}] \lambda 5303$, pero esta es solo observada en pocos objetos y cuando lo hace, es muy poco definida). Se ha encontrado que una correlación entre el FWHM y el PI es observada solo en pocos objetos. Sin embargo, resulta interesante la observación de que en no pocos objetos se aprecia

un aumento de FWHM con PI hasta valores cercanos a 300 eV, por encima del cual el valor del FWHM comienza a disminuir. Esto puede interpretarse como la existencia de un gradiente de densidad electrónica conforme se avanza hacia el centro a través de la extensión espacial del gas coronal. En este escenario, una línea de PI cercano a 280 como el [S VIII] 0.9913 μm podrá prevalecer en zonas internas, presumiblemente con velocidades elevadas, a causa de su elevada densidad crítica ($\sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$), mientras que otras líneas, con PI por encima de 300 eV, tales como [Si X] 1.4301 μm y [S XI] 1.9196 μm , no podrán sobrevivir en esas zonas internas por la sencilla razón de que sus densidades críticas son casi unas 100 veces menor, pero sí podrán hacerlo en zonas externas donde las velocidades son menores.

Observamos una tendencia definida entre el incremento de las luminosidades coronales ([Si VI] 1.9630 μm , [S VIII] 0.9913 μm , [Si X] 1.4301 μm y [S IX] 1.2520 μm) y el incremento de la luminosidad de rayos X suaves (0.1-2.4 keV) y rayos X duros (2-10 keV), en estos últimos si los objetos son T1. Los objetos T2 fuertemente oscurecidos no siguen esa tendencia y tienden a mostrar mayor luminosidad de emisión coronal para la misma cantidad de rayos X. La relación entre luminosidad de LC con respecto a la de rayos X está en consonancia con la explicación de una formación directa de las LCs a través del proceso de fotoionización. Esto se ve aún más reforzado por la observación de una correlación entre el índice fotónico (Γ) y la luminosidad de las LCs.

6.2. Emisión en el óptico

Con base a espectros del SDSS, hemos recolectado una muestra consistente de 265 galaxias Seyfert emisoras de LCs en el óptico que cuadruplica en número a la muestra uniforme previamente existente. Del modo como se seleccionó la muestra se encontró que de 659 espectros de galaxias Seyfert con magnitudes aparentes hasta 17.5, 214 (32%) muestran emisión de Fe VII. Se concluye que las probabilidades de emisión de ese ión son de 43%, 15% y 56% para las galaxias Sy1 “normales” Sy2 y NLS1, respectivamente. La notable deficiencia de emisión de Fe VII entre los dos tipos clásicos de galaxias puede interpretarse en términos de una emisión notable en la cara interior del toroide oscurecedor. Pero es factible que parte de la deficiencia de Fe VII en objetos Sy2 se deba a que las líneas de emisión queden enmascaradas por las líneas de absorción estelar. Aunque en la muestra no hay forma de cuantificarlo, hay indicios de que la línea de Ne V está presente con más frecuencia en los espectros de galaxias Seyfert con relación a la del Fe VII. Ello implica que si el porcentaje de galaxias con emisión coronal se hiciera con base en Ne V el número de las mismas probablemente sería mayor.

Hemos confirmado la diferencia en emisión de [Fe VII] $\lambda 6087$ entre objetos Sy1 y Sy2, consistente en notar mayor cantidad de emisión en los primeros que en los segundos. Dicha diferencia también se observó tanto en la línea de [Ne V] $\lambda 3426$ como de [Fe X] $\lambda 6374$. Esto tradicionalmente se ha explicado en términos de sugerir notoria emisión coronal en las paredes internas del toroide oscurecedor y está en consonancia con la deficiencia de emisión de Fe VII en objetos Sy2 anotada atrás. Postulamos entonces dos zonas principales de emisión coronal: una en la cara interior del toroide y otra ubicada en la zona más interna de la NLR. Una extensión de esta última ha sido observada (tanto con telescopios en tierra como con satélites artificiales) con un tamaño usual de pocas decenas de parsecs. Es posible que en algunos objetos con líneas de más alta excitación (Fe X y Fe XI) particularmente intensas y con condiciones de densidad electrónica altas hagan desexcitar la emisión de Fe VII en la zona interna del toroide oscurecedor.

Con base a valores de índices de color (principalmente $u' - g'$) observamos que para las galaxias

emisoras de LCs, las Sy1 tienden a ser más azuladas que las galaxias Sy2. Esto está en consonancia con la idea de colocar la principal región de emisión de Fe VII en la cara interna del toroide, pues en tal escenario se espera, para una Sy1, una mayor probabilidad de detección de esa especie química junto con un incremento de la emisión de radiación UV, no tan atenuada, proveniente del centro activo.

Los flujos obtenidos permiten encontrar fuertes correlaciones entre las líneas coronales de PI cercano a 0.1 keV ([Fe VII] $\lambda 6087$ y [Ne V] $\lambda 3426$) y líneas provenientes de especies de baja ionización tales como O III, Ne III y S II. Esto se constituye en un indicio fuerte de que la ionización está principalmente gobernada por fotoionización. También se observan significativas correlaciones entre [Fe VII] $\lambda 6087$ y [Ne V] $\lambda 3426$, sugiriendo que cualesquiera que sea el proceso que domina la excitación de Fe⁺⁶ es también responsable de la excitación de Ne⁺⁴. Se observa también una correlación fuerte entre las líneas de PI mayor a 0.2 keV ([Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$).

La influencia de los rayos X suaves (0.1-2.4 keV) es directa en la luminosidad de las LCs observadas, en particular en [Fe VII] $\lambda 6087$, [Fe X] $\lambda 6374$ y [Ne V] $\lambda 3426$ donde se encuentra una correlación entre las dos cantidades. Dicha correlación puede sugerir una relación causa-efecto entre las mismas, teniendo en cuenta el PI de las líneas involucradas y favorece notablemente la idea de que las LCs son el últimas formadas por el proceso de fotoionización. Con relación a los rayos X duros (2-10 keV), aunque los datos no son tan abundantes como en rayos X suaves, también tiende a existir una correlación entre estos y la luminosidad del [Fe VII] $\lambda 6087$ y el [Ne V] $\lambda 3426$.

Valores de luminosidad en radio en 1.4 GHz permitieron encontrar la existencia de una correlación entre esta y la luminosidad de [Fe VII] $\lambda 6087$ (como también de [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XI] $\lambda 7892$) hasta valores cercanos a $\log L \approx 31.5 \text{ erg. s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ por encima del cual comienza a manifestarse una anticorrelación o un comportamiento errático. Para el caso de [Ne V] $\lambda 3426$ la correlación es baja, lo que probablemente tenga que ver con su naturaleza de elemento noble. Esto sugiere que hay un papel importante del chorro de radio en la emisión de las líneas coronales del hierro que puede estar relacionado con la apertura de un canal que haga visible la NLR al centro activo o la compresión del gas que aumente las emisividades. Sin embargo, a partir de cierto valor en luminosidad en radio, se desestimula la emisión coronal posiblemente porque un chorro de radio tan intenso dispersa la NLR. Bien importante es que varias líneas de emisión de bajo PI también presentan un comportamiento semejante a las LCs del hierro frente a la emisión del radio en 1.4 GHz, lo que refuerza la idea de que la fotoionización es el mecanismo responsable de la fotoionización.

A partir de medidas de los flujos de líneas de Fe VII en 3759, 5158, 5721 y 6087 Å contrastadas con los valores teóricos de las mismas permitió determinar condiciones físicas reinantes para aquellos objetos con notable emisión coronal. Se observa que la gran mayoría de los objetos de la muestra, esto es, de tipo Sy1, poseen temperaturas comprendidas entre 20000 y 50000K con densidades electrónicas del orden de 10^7 cm^{-3} o menos. Estos valores de temperaturas son consistentes con un gas que está siendo fotoionizado.

Se realizó un estudio cinemático de las zonas de emisión coronal con dos conjuntos de espectros de media y buena resolución. Se estableció que en general el comportamiento de las LCs es ligeramente diferente del que presentan líneas de baja ionización como O III y O I. Las LCs tienden a presentar un FWHM ligeramente mayor, IA negativo, valor de kurtosis más pequeño y desplazamiento de pico de línea pronunciado hacia el azul. El estudio del desplazamiento del pico de línea sugiere la existencia de dos poblaciones de galaxias con relación a la emisión de [Fe VII] $\lambda 6087$: una de ellas posee una componente

delgada (bien única o predominante) en la que el desplazamiento al azul no es tan significativo ($\Delta v \sim -200$ km s⁻¹); la otra población se caracteriza porque en ella domina la componente gruesa ($\Delta v \sim -200$ a -400 km s⁻¹). Ello implica la existencia de una correlación (aunque se determinó que no es fuerte) entre el FWHM y el Δv hacia el azul para las LCs. Se pudo establecer que para el [Fe VII] $\lambda 6087$ el desplazamiento del pico de línea hacia al azul viene acompañado por un marcado IA con alas extendidas también hacia el azul. Ello se ha interpretado como que el gas coronal hace parte de *outflows* producidos posiblemente por interacción con el chorro de radio. El hecho de que se haya encontrado anticorrelaciones moderadas entre luminosidades en radio a 1.4 GHz y desplazamiento del pico de línea de las LCs sugiere una participación del chorro de radio en desplazar el gas coronal en dirección hacia el observador. Objetos ruidosos en radio no siguen ese patrón.

Apéndice A

Líneas coronales

En este apéndice hemos colocado información relacionada con datos atómicos de las líneas de alta ionización estudiadas en esta tesis. La mayoría de los datos fueron tomados de la página del *NIST Atomic Spectra Database Lines Data*, excepto cuando se indique.

Línea	λ (μm)	$\log N_c$ (cm^{-3})	PI (eV)	A (s^{-1})	Configuración	Término	$J_i - J_k$
[S VIII]	0.9913	10.6	280.9	18.6	$2s^2 2p^5 - 2s^2 2p^5$	$^2P^0 - ^2P^0$	$3/2 - 1/2$
[S IX]	1.2520	9.4	328.2	11.3	$2s^2 2p^4 - 2s^2 2p^4$	$^3P - ^3P$	2-1
[Si X]	1.4301	8.8	351.1	2.69	$2s^2 2p - 2s^2 2p$	$^2P^0 - ^2P^0$	$1/2 - 3/2$
[Fe XIII]	1.0747	8.8	330.8	14.0	$3s^2 3p^2 - 3s^2 3p^2$	$^3P - ^3P$	0-1
[S XI]	1.9196	8.5	447.1	2.51	$2s^2 2p^2 - 2s^2 2p^2$	$^3P - ^3P$	0-1
[Si VI]	1.9630	8.8	166.8	2.38	$2s^2 2p^5 - 2s^2 2p^5$	$^2P^0 - ^2P^0$	$3/2 - 1/2$
[Al IX]	2.0450	8.3	284.6	1.05	$2s^2 2p - 2s^2 2p$	$^2P^0 - ^2P^0$	$1/2 - 3/2$
[Ca VIII]	2.3213	7.9	127.7	0.716	$3s^2 3p - 3s^2 3p$	$^2P^0 - ^2P^0$	$1/2 - 3/2$

Tabla A.1: Líneas coronales estudiadas en esta tesis en el rango entre 0.8 a 2.4 μm . N_c representa el valor de la densidad crítica, PI el potencial de ionización, A el coeficiente de emisión de Einstein y las tres últimas columnas representan la configuración, los términos y los números cuánticos de los momentos angulares totales, respectivamente, que dan lugar a la emisión correspondiente.

Línea	λ (Å)	$\log N_c$ (cm^{-3})	PI (eV)	A (s^{-1})	Configuración	Término	$J_i - J_k$
[Ne v]	3346	7.2	97	0.122	$2s^2 2p^2 - 2s^2 2p^2$	$^3P^{-1}D$	1-2
[Ne v]	3426	7.2	97	0.350	$2s^2 2p^2 - 2s^2 2p^2$	$^3P^{-1}D$	2-2
[Fe vii]	3759		99	0.503†	$3p^6 3d^2 - 3p^6 3d^2$	$^3F^{-1}G$	4-4
[Fe vii]	5159		99	0.076†	$3p^6 3d^2 - 3p^6 3d^2$	$^3F^{-3}P$	3-1
[Fe xiv]	5303		361	60.2	$3s^2 3p - 3s^2 3p$	$^2P^0 - ^2P^0$	$1/2 - 3/2$
[Fe vii]	5721	7.6	99	0.372†	$3p^6 3d^2 - 3p^6 3d^2$	$^3F^{-1}D$	2-2
[Fe vii]	6087	7.6	99	0.603†	$3p^6 3d^2 - 3p^6 3d^2$	$^3F^{-1}D$	3-2
[Fe x]	6374	9.7	235	69.4	$3s^2 3p^5 - 3s^2 3p^5$	$^2P^0 - ^2P^0$	$3/2 - 1/2$
[Fe xi]	7892	10.4	262	43.7	$3s^2 3p^4 - 3s^2 3p^4$	$^3P^{-3}P$	2-1

† Tomado de <http://www.chianti.rl.ac.uk>

Tabla A.2: Líneas coronales estudiadas en esta tesis en el rango entre 3300 Å a 7900 Å. El significado de las distintas columnas es idéntico al de la tabla A.1.

Apéndice B

Razones de flujo de Fe VII en función de T y N_e

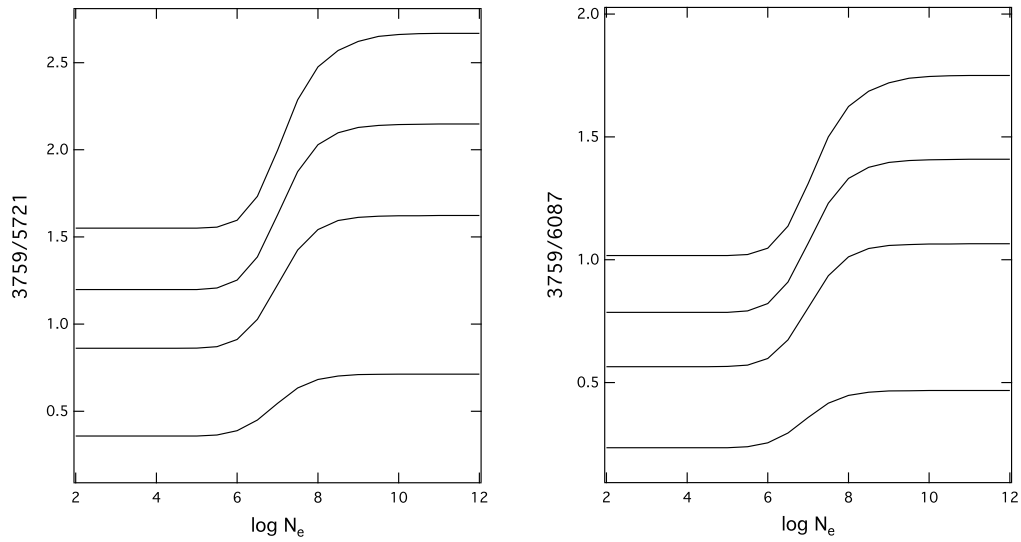


Figura B.1: Razones de flujo teóricas de Fe VII: 3759/5721 (izquierda) y 3759/6087 (derecha) elaboradas con datos del CHIANTI que a su vez fueron tomados de Berrington, Nakazaki & Norrington (2000). Las curvas corresponden a temperaturas entre 10000 K (abajo), pasando por 20000, 30000 y 50000 K (arriba). La densidad electrónica está en unidades de cm^{-3} .

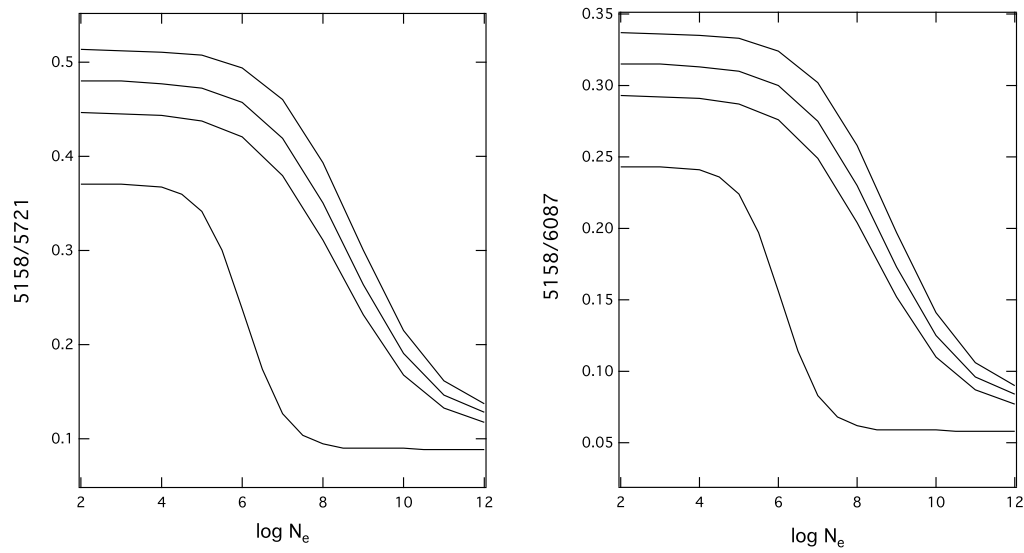


Figura B.2: Razones de flujo teóricas de Fe VII: 5158/5721 (izquierda) y 5158/6087 (derecha) elaboradas con datos del CHIANTI que a su vez fueron tomados de Berrington, Nakazaki & Norrington (2000). Las curvas corresponden a temperaturas entre 10000 K (abajo), pasando por 20000, 30000 y 50000 K (arriba). La densidad electrónica está en unidades de cm^{-3} .

Tabla C.1: Referencias para datos de flujos en [Ne V] 24.3 μ m y de radio en 1.4 GHz correspondientes a la figura C.1

Galaxia	Referencia para Ne v	Referencia para radio en 1.4 GHz
3C33	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Kuehr et al. (1981)
3C234	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	White & Becker (1992)
3C381	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	White & Becker (1992)
3C433	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	White & Becker (1992)
CEN A	Weedman et al. (2005)	Tingay et al. (2005)
F01475-0740	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon et al. (1998)
Mrk 3	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 9	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon et al. (1998)
Mrk 79	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 266	Dudik et al. (2007)	White & Becker (1992)
Mrk 273	Dudik et al. (2007)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 334	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 463	Armus et al. (2004)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 471	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
Mrk 1014	Armus et al. (2004)	Condon et al. (1998)
NGC 931	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 424	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon et al. (1998)
NGC 1194	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 1320	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon et al. (1998)
NGC1365	Dudik et al. (2007)	Condon et al. (1998)
NGC 3227	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 3516	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 3627	Dudik et al. (2007)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 3786	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 4051	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 4151	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Becker, White & Helfand (1995)
NGC 4725	Dudik et al. (2007)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 5033	Dudik et al. (2007)	Pérez-Torres & Alberdi (2007)
NGC 5194	Dudik et al. (2007)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 5256	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	White & Becker (1992)
NGC 5548	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 7469	Weedman et al. (2005)	Greene, Lim & Ho (2004)
NGC 7603	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
NGC 7674	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
PG1119+120	Dudik et al. (2007)	Condon et al. (1998)
PG2130+099	Dudik et al. (2007)	Condon, Cotton & Broderick (2002)
UGC 05101	Armus et al. (2004)	Baan & Klöckner (2006)
UGC 7064	Ogle, Whysong & Antonucci (2006)	Condon, Cotton & Broderick (2002)

Apéndice D

Muestra de galaxias del SDSS sin emisión de Fe VII

Tabla D.1: Muestra de galaxias MNC17.5

ID	Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ , 2000 ($^{\circ}$ ' ")	z	Tipo
1	NGC 7808	00 03 32.1	-10 44 41	0.029	T1 N
2	Zw 433.025	00 08 05.6	14 50 23	0.045	T2
3	SDSSJ00097-0908	00 09 43.2	-09 08 39	0.210	T2
4	FIRSTJ00124-1022	00 12 24.0	-10 22 26	0.220	T2
5	SDSSJ00135-0951	00 13 35.3	-09 51 20	0.062	T2
6	SDSSJ00197+0035	00 19 47.3	00 35 27	0.018	T1 N
7	MARK 955	00 37 35.8	00 16 51	0.035	T1 N
8	2MASSJ00414+1343	00 41 25.3	13 43 35	0.033	T1 N
9	SDSSJ00479+1344	00 47 59.7	13 44 33	0.056	T1 N
10	SDSSJ00508-0841	00 50 51.4	-08 40 59	0.097	T1 N
11	NGC 291	00 53 29.8	-08 46 04	0.019	T1 N
12	SDSSJ00537-0105	00 53 42.6	-01 05 06	0.047	T1 N
13	SDSSJ00582+1602	00 58 12.8	16 02 01	0.211	T2
14	UGC615	00 59 40.1	15 19 51	0.018	T1 N
15	SDSSJ01103+0007	01 10 18.9	00 07 49	0.066	T1 N
16	SDSSJ01111-1016	01 11 10.1	-10 16 31	0.179	T2
17	SDSSJ01155+0108	01 15 35.5	01 08 39	0.064	T1 N
18	2E0114-0015	01 17 03.6	00 00 28	0.046	NLS1
19	NPM1G-09.0062	01 37 06.9	-09 08 57	0.070	T1 N
20	SDSSJ01469+1307	01 46 59.1	13 07 29	0.018	T1 N
21	SDSSJ01517+0105	01 51 44.9	01 05 44	0.059	T1 N
22	SDSSJ01553+0029	01 55 18.7	00 29 12	0.047	T1 N
23	SDSSJ02057+0052	02 05 44.5	00 52 40	0.042	T1 N
24	KUG0207-092	02 10 11.4	-09 03 36	0.042	T1 N
25	SDSSJ02260+0101	02 26 01.3	01 01 05	0.023	T1 N
26	UGC2024	02 33 01.2	00 25 14	0.022	T1 N
27	SDSSJ02331-0748	02 33 10.7	-07 48 13	0.031	T1 N
28	SDSSJ02338+0108	02 33 51.6	01 08 13	0.022	T2
29	SDSSJ02446-0907	02 44 40.7	-09 07 35	0.023	T1 N
30	SDSSJ02523-0830	02 52 23.4	-08 30 37	0.017	T1 N
31	SDSSJ02590-0645	02 59 00.1	-06 45 38	0.029	T1 N
32	NGC 1194	03 03 49.2	-01 06 15	0.013	T1 N
33	SDSSJ03051-0104	03 05 10.6	-01 04 32	0.045	T1 N
34	SDSSJ03085+0033	03 08 34.3	00 33 03	0.031	T2
35	SDSSJ03110-0825	03 11 00.8	-08 25 27	0.035	T1 N
36	SDSSJ03178+0113	03 17 49.4	01 13 37	0.037	T1 N
37	SDSSJ03234-0629	03 23 29.6	-06 29 43	0.034	T1 N
38	MARK 609	03 25 25.4	-06 08 39	0.032	T1 N
39	SDSSpJ03261+0114	03 26 06.7	01 14 30	0.127	NLS1
40	SDSSJ03302-0532	03 30 13.2	-05 32 35	0.013	T2
41	SDSSJ03349-0548	03 34 58.0	-05 48 53	0.018	T2
42	SDSSJ03399-0632	03 39 56.0	-06 32 29	0.031	T1 N
43	SDSSJ03457-0715	03 45 45.2	-07 15 27	0.022	T1 N
44	SDSSJ03511-0526	03 51 07.6	-05 26 36	0.069	T2
45	SDSSJ07350+3249	07 35 02.3	32 49 19	0.015	T1 N
46	SDSSJ07413+3413	07 41 18.1	34 13 55	0.016	T1 N
47	SDSSJ07467+3743	07 46 46.7	37 43 00	0.041	T1 N
48	RXSJ07476+2456	07 47 38.4	24 56 36	0.130	T2

Tabla D.1 continuación

ID	Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ , 2000 ($^{\circ}$ ' ")	z	Tipo
49	RXSJ07498+3454	07 49 48.2	34 54 44	0.132	T2
50	MCG+08.15.009	07 51 51.8	49 48 51	0.024	T1 N
51	NPM1G+46.0092	07 52 44.2	45 56 58	0.052	T2
52	RXSJ07527+2617	07 52 45.5	26 17 37	0.082	NLS1
53	SDSSJ07531+4341	07 53 11.2	43 41 11	0.046	T2
54	FIRSTJ0755+3929	07 55 16.7	39 29 20	0.075	T1 N
55	UGC4155	08 00 21.0	26 36 49	0.025	T2
56	SDSSJ08017+4200	08 01 42.6	42 00 19	0.032	T1 N
57	SDSSJ08027+3104	08 02 43.4	31 04 03	0.041	T2
58	SDSSJ08028+4502	08 02 48.2	45 02 04	0.039	T1 N
59	MS08019+2129	08 04 52.7	21 20 50	0.118	T2
60	3C192.0	08 05 35.0	24 09 51	0.060	T1 N
61	SDSSJ08059+2606	08 06 00.0	26 06 02	0.136	T2
62	MARK 622	08 07 41.0	39 00 13	0.023	T1 N
63	SDSSJ08106+4812	08 10 40.2	48 12 33	0.078	T2
64	SBS0807+581	08 11 53.1	57 57 05	0.028	T1 N
65	MCG+10.12.091	08 12 50.6	57 55 18	0.027	T1 N
66	SDSSJ08128+4611	08 12 51.4	46 11 57	0.054	T1 N
67	RXSJ08173+5202	08 17 18.5	52 01 47	0.040	T2
68	1WGAJ0820.1+3728	08 20 07.7	37 28 39	0.082	T1 N
69	3C198.0	08 22 32.0	05 57 07	0.081	T1 N
70	SBS0818+544	08 22 36.8	54 18 37	0.086	T2
71	SDSSJ08240+5132	08 24 00.6	51 32 25	0.081	T1 N
72	SDSSJ08251+3759	08 25 10.2	37 59 19	0.021	T2
73	KUG0826+225	08 29 44.3	22 25 27	0.025	T1 N
74	SDSSJ08327+5226	08 32 42.8	52 26 32	0.017	T1 N
75	SDSSJ08350+4950	08 35 05.8	49 50 51	0.044	T1 N
76	SDSSJ08355+5247	08 35 34.5	52 47 19	0.044	T1 N
77	SDSSJ08358+0553	08 35 53.5	05 53 16	0.204	T2
78	UGC 4498	08 37 26.6	40 02 07	0.024	T1 N
79	MARK 1218	08 38 11.1	24 53 45	0.028	T2
80	SDSSJ08390+5026	08 39 04.2	50 26 45	0.049	T1 N
81	SDSSJ08416+5455	08 41 37.9	54 55 06	0.045	T2
82	SDSSJ08448+5503	08 44 53.5	55 03 14	0.026	T1 N
83	HS0843+2533	08 46 54.1	25 22 13	0.051	T2
84	SDSSJ08480+5426	08 48 05.8	54 26 15	0.047	T1 N
85	SDSSJ08506+5721	08 50 36.9	57 21 34	0.026	T1 N
86	SDSSJ08531+0214	08 53 09.5	02 14 47	0.035	T1 N
87	SDSSJ08536+0143B	08 53 37.3	01 43 04	0.058	T1 N
88	SDSSJ08543+5522	08 54 20.5	55 22 50	0.084	T1 N
89	SDSSJ08549+4908	08 54 58.9	49 08 32	0.052	T1 N
90	SDSSJ08584+0001	08 58 28.5	00 01 24	0.028	T2
91	SDSSJ08585+5112	08 58 32.1	51 12 51	0.074	T1 N
92	SDSSJ08596+5333	08 59 37.7	53 33 49	0.091	T1 N
93	SDSSJ09007+5014	09 00 46.3	50 14 05	0.041	T1 N
94	RXSJ09016+5320	09 01 38.0	53 20 49	0.162	NLS1
95	SDSSJ09046+5536	09 04 36.9	55 36 02	0.037	T2
96	SDSSJ09078+5212	09 07 48.6	52 12 09	0.061	T1 N
97	SDSSJ09101+5154	09 10 06.6	51 54 44	0.036	T1 N
98	SDSSJ09135+5651	09 13 30.4	56 51 28	0.041	T1 N
99	SDSSJ09157+5153	09 15 43.0	51 53 33	0.059	T1 N
100	SDSSJ09176+5259	09 17 39.9	52 59 34	0.008	T1 N
101	SDSSJ09212+1017	09 21 15.5	10 17 41	0.039	T2
102	RXSJ09318+2937	09 31 47.7	29 37 41	0.140	T2
103	MCG+05.23.016	09 34 06.4	27 21 00	0.044	T1 N
104	UGC5101	09 35 51.7	61 21 12	0.040	T2
105	SDSSJ09372+5953	09 37 16.8	59 53 08	0.144	T1 N
106	SDSSJ09382+0743	09 38 12.2	07 43 39	0.022	T2
107	MCG+06.21.068	09 39 17.2	36 33 44	0.020	T2
108	SBS0936+562	09 39 43.8	56 02 31	0.117	T2
109	3C223.1	09 41 24.0	39 44 42	0.107	T1 N
110	SDSSJ09421+0228	09 42 07.7	02 28 05	0.048	T1 N
111	NPM1G+37.0232	09 43 13.5	37 23 29	0.052	T1 N
112	NGC 2965	09 43 19.1	36 14 52	0.022	T2
113	SDSSJ09446+0349	09 44 39.9	03 49 40	0.155	T2
114	Zw 063.060	09 45 29.3	09 36 10	0.013	T2
115	IRASF09427+4252	09 45 54.3	42 38 40	0.074	NLS1
116	MARK 124	09 48 42.6	50 29 31	0.056	T2
117	Q0946+4753	09 50 02.2	47 39 27	0.083	T1 N
118	SDSSJ09504+0134	09 50 26.0	01 34 57	0.025	T2
119	SDSSJ09505+4418	09 50 33.2	44 18 51	0.015	T2
120	MCG+06.22.032	09 55 52.5	35 57 55	0.042	T1 N
121	SDSSJ09592+0503	09 59 15.6	05 03 55	0.162	T2
122	SBS0956+510	09 59 31.8	50 44 50	0.143	T2
123	SDSSJ09596+4915	09 59 41.3	49 15 29	0.065	T2
124	NGC 3080	09 59 55.8	13 02 40	0.035	T2
125	SDSSJ10004+0042	10 00 24.3	00 42 16	0.033	T1 N
126	IRAS09583+4714	10 01 31.2	46 59 47	0.086	T2
127	2MASSJ10060+0711	10 06 02.5	07 11 32	0.120	T1 N
128	NPM1G+29.0185	10 07 46.6	29 20 16	0.051	T1 N
129	RXSJ10117+5049	10 11 47.8	50 49 57	0.079	T2
130	SDSSJ10137+0116	10 13 45.4	01 16 13	0.106	T2
131	SDSSJ10165+0132	10 16 32.6	01 32 02	0.049	T1 N
132	SDSSJ10181+0005	10 18 06.7	00 05 59	0.048	T2
133	AH12	10 19 13.4	52 42 00	0.133	T1 N
134	SBS1016+592	10 19 31.7	58 57 18	0.042	T1 N
135	RXJ10209+3844	10 20 56.9	38 44 05	0.086	T2
136	AXJ1025+4714	10 25 54.6	47 14 24	0.062	T1 N

Tabla D.1 continuación

ID	Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ , 2000 ($^{\circ}$ ' ")	z	Tipo
137	SBS1026+576	10 29 14.9	57 23 54	0.186	T2
138	SDSSJ10325+6502	10 32 34.9	65 02 27	0.006	T1 N
139	SDSSJ10363+1217	10 36 20.6	12 17 34	0.189	T2
140	SDSSJ10373+0218	10 37 23.7	02 18 45	0.040	T1 N
141	SDSSJ10409+6524	10 40 58.2	65 24 58	0.052	T1 N
142	MCG+07.22.039	10 40 00.6	39 07 20	0.031	T1 N
143	SBS1038+580	10 41 19.3	57 45 00	0.067	T1 N
144	CG64	10 41 20.4	31 40 39	0.036	T2
145	SDSSJ10434+1105	10 43 26.5	11 05 23	0.048	T2
146	NGC 3367	10 46 34.9	13 45 02	0.010	T1 N
147	Q1047+067	10 49 36.8	06 29 22	0.148	T2
148	HS1047+3714	10 50 02.8	36 58 29	0.035	T1 N
149	MS10473+3518	10 50 10.6	35 02 03	0.040	T2
150	CSO292	10 50 53.7	34 43 38	0.147	T2
151	SBS1047+598	10 50 57.3	59 32 15	0.086	T2
152	SDSSJ10510+6546	10 51 03.0	65 46 53	0.011	T1 N
153	RXSJ10514+3820	10 51 24.5	38 20 45	0.089	T2
154	Arp 107A	10 52 15.0	30 03 28	0.035	T1 N
155	1WGAJ1053.3+5712	10 53 24.8	57 12 31	0.080	T1 N
156	SDSSJ10579+6659	10 57 54.7	66 59 50	0.041	T1 N
157	MARK 728	11 01 01.8	11 02 50	0.036	T2
158	MS10588+1003	11 01 26.5	09 47 20	0.028	T2
159	UGC 6100	11 01 34.0	45 39 14	0.029	T1 N
160	FIRSTJ1103+3729	11 03 40.3	37 29 25	0.074	T2
161	SDSSJ11079+4744	11 07 56.5	47 44 34	0.073	T2
162	MARK 732	11 13 49.8	09 35 10	0.030	T2
163	1AXGJ111432+4055	11 14 31.9	40 56 14	0.153	T2
164	SDSSJ11158+0051	11 15 49.4	00 51 37	0.046	T2
165	SDSSJ11161+4123	11 16 07.7	41 23 53	0.021	T2
166	RXSJ11180+4506	11 18 03.3	45 06 46	0.106	T2
167	Q1116+4755	11 18 49.2	47 39 07	0.034	T1 N
168	SBS1116+518	11 19 38.1	51 33 16	0.103	T2
169	SDSSJ11222+6713	11 22 15.4	67 13 18	0.056	T1 N
170	SDSSJ11241-0109	11 24 08.7	-01 09 28	0.029	T2
171	MARK 40	11 25 36.1	54 22 56	0.020	T2
172	UM 428	11 26 40.7	-01 41 38	0.048	T1 N
173	RXSJ11272+1909	11 27 16.2	19 09 20	0.105	T1 N
174	SDSSJ11282+1023	11 28 13.0	10 23 07	0.050	T2
175	SBS1127+575	11 30 03.4	57 18 29	0.036	T1 N
176	MARK 176	11 32 40.3	52 57 01	0.027	T1 N
177	NPM1G+10.0264	11 32 49.3	10 17 47	0.041	T2
178	SDSSJ11333+5504	11 33 24.0	55 04 16	0.008	T2
179	SBS1133+572	11 35 49.1	56 57 08	0.051	T1 N
180	SBS1136+594	11 39 09.0	59 11 55	0.060	T2
181	A1136+486	11 39 38.6	48 20 46	0.102	T1 N
182	RXSJ11401+4115	11 40 03.4	41 15 04	0.071	T2
183	SDSSJ11401+0307	11 40 08.7	03 07 11	0.081	NLS1
184	CSO 1208	11 40 48.0	46 22 05	0.115	T2
185	RXSJ11411+0241	11 41 05.8	02 41 17	0.093	T2
186	4C 37.32	11 44 27.1	37 08 36	0.114	T1 N
187	CG 855	11 44 30.0	36 53 09	0.040	T2
188	MARK 1457	11 47 21.6	52 26 59	0.049	T1 N
189	B2 1144+35B	11 47 22.1	35 01 08	0.063	T1 N
190	MARK 1457	11 47 21.6	52 26 59	0.049	T1 N
191	SDSSJ11477+0149	11 47 43.7	01 49 34	0.029	T1 N
192	SDSSJ11529+1307	11 52 59.3	13 07 19	0.104	T2
193	MARK 42	11 53 41.8	46 12 43	0.024	NLS1
194	Q1151+4641	11 53 45.6	46 25 01	0.055	T1 N
195	SBS1152+523	11 55 07.6	52 01 30	0.156	NLS1
196	KISSR1154	11 56 32.9	42 59 38	0.072	T1 N
197	NGC 3982	11 56 28.1	55 07 30	0.003	T1 N
198	UGC 6972	11 58 52.5	42 34 15	0.031	T1 N
199	SDSSJ11590+0154	11 59 05.3	01 54 35	0.047	T1 N
200	SDSSJ12014+6830	12 01 24.2	68 30 00	0.063	T2
201	SDSSJ12015+0111	12 01 30.4	01 11 38	0.078	T2
202	MARK 646	12 05 49.8	35 10 46	0.054	T2
203	SDSSJ12064+4244	12 06 26.3	42 44 25	0.052	T2
204	NGC 4117	12 07 46.2	43 07 36	0.003	T1 N
205	SBS1205+556	12 08 04.7	55 24 28	0.052	T1 N
206	NGC 4135	12 09 08.8	44 00 11	0.038	T1 N
207	MARK 198	12 09 14.2	47 03 31	0.024	T1 N
208	RXSJ12102+3918	12 10 16.6	39 18 16	0.022	T1 N
209	NGC 4156	12 10 49.7	39 28 22	0.022	T1 N
210	KUG 1209+360	12 11 36.0	35 44 18	0.059	T2
211	NGC 4168	12 12 17.3	13 12 18	0.008	T2
212	IRASF12108+3703	12 13 16.5	36 47 34	0.087	T1 N
213	MARK 764	12 16 00.0	12 41 14	0.065	T2
214	MARK 1469	12 16 07.1	50 49 30	0.031	T2
215	SDSSJ12161-0214	12 16 07.3	-02 14 17	0.100	T2
216	PKS1215+013	12 18 27.8	01 02 38	0.117	T1 N
217	MCG+09.20.143	12 18 36.5	51 24 53	0.049	T1 N
218	SDSSJ12189+5132	12 18 55.2	51 32 32	0.083	T2
219	SBS1218+550	12 21 19.7	54 49 23	0.036	T1 N
220	MS12209+1601	12 23 30.8	15 45 08	0.081	T2
221	SDSSJ12260-0327	12 26 00.3	-03 27 54	0.025	T1 N
222	GNV49	12 29 12.8	00 49 03	0.079	T2
223	2E1226+1336	12 29 26.5	13 20 21	0.150	NLS1
224	Zw 244.025	12 30 11.9	47 00 23	0.039	T1 N

Tabla D.1 continuación

ID	Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ , 2000 ($^{\circ}$ ' ")	z	Tipo
225	KISSR 1321	12 30 31.6	42 58 21	0.064	T1 N
226	SDSSJ12318+4504	12 31 52.1	45 04 42	0.062	T2
227	IRASF12295+1413	12 32 04.5	13 57 21	0.063	T1 N
228	GB6 J12342+5054	12 34 16.3	50 54 26	0.172	T1 N
229	IC3528	12 34 55.9	15 33 56	0.046	T2
230	SDSSJ12408+0100	12 40 53.6	01 00 30	0.023	T1 N
231	Q1240+1546	12 42 38.5	15 29 35	0.070	T2
232	SDSSJ12433+0514	12 43 23.8	05 14 46	0.164	T2
233	IRAS12438+4124	12 46 12.1	41 08 12	0.067	T2
234	Q1245+4643	12 47 55.1	46 26 49	0.088	T1 N
235	SDSSJ12482-0319	12 48 13.0	-03 19 59	0.004	T2
236	SDSSJ12489-0109	12 48 59.9	-01 09 35	0.089	T2
237	SDSSJ12504+0013	12 50 27.4	00 13 45	0.047	T2
238	RXJ12548+5644	12 54 51.6	56 44 29	0.124	T1 N
239	SDSSJ12580+0134	12 58 01.2	01 34 33	0.004	T1 N
240	SDSSJ13049-0219	13 04 54.5	-02 19 01	0.086	T1 N
241	IC4165	13 04 56.9	39 55 30	0.028	T2
242	SDSSJ13055+6710	13 05 34.5	67 10 08	0.078	T1 N
243	SDSSJ13063+5318	13 06 21.0	53 18 23	0.024	T2
244	SDSSJ13070+0243	13 07 05.0	02 43 37	0.048	T1 N
245	SDSSJ13078+0311	13 07 50.8	03 11 40	0.038	T1 N
246	RXSJ13080+0351	13 08 03.1	03 51 14	0.071	NLS1
247	SDSSJ13094-0103	13 09 27.5	-01 03 41	0.075	T1 N
248	SDSSJ13130+0127	13 13 05.8	01 27 56	0.029	T2
249	RXSJ13134+4332	13 13 25.8	43 32 15	0.057	T1 N
250	SDSSJ13138-0336	13 13 50.9	-03 36 22	0.027	T1 N
251	SDSSJ13138+0207	13 13 52.3	02 07 57	0.030	T1 N
252	Q1315+4754	13 17 48.5	47 38 57	0.059	T1 N
253	KISSR268	13 20 28.2	29 36 06	0.050	T1 N
254	SDSSJ13227-0225	13 22 42.5	-02 25 21	0.121	T2
255	NPM1G+29.0274	13 24 42.6	29 02 59	0.023	T1 N
256	MS13274+3209	13 29 43.6	31 53 36	0.093	T2
257	SDSSJ13302+5251	13 30 16.1	52 51 01	0.162	T2
258	SDSSJ13321+6242	13 32 06.9	62 42 02	0.010	T1 N
259	SDSSJ13354+0124	13 35 24.6	01 24 37	0.017	T1 N
260	SDSSJ13358+0259	13 35 48.2	02 59 56	0.022	T1 N
261	SBS1334+549	13 35 52.0	54 44 50	0.107	T2
262	RXSJ13366+4209	13 36 36.7	42 09 34	0.224	T2
263	UGC8621	13 37 39.8	39 09 17	0.020	T2
264	NGC 5252	13 38 15.9	04 32 33	0.022	T1 N
265	MARK 266 SW	13 38 17.3	48 16 34	0.028	T1 N
266	SDSSJ13388+6026	13 38 48.2	60 26 43	0.071	T2
267	SBS1340+569	13 42 10.1	56 42 10	0.040	T2
268	SDSSJ13444+4416	13 44 26.5	44 16 19	0.055	T2
269	MARK 273	13 44 42.1	55 53 13	0.037	T1 N
270	MARK 69	13 46 08.1	29 38 10	0.076	T2
271	RXSJ13463+6220	13 46 17.6	62 20 46	0.117	T2
272	SDSSJ13465+6423	13 46 32.2	64 23 25	0.024	T2
273	NPM1G+52.0197	13 46 40.8	52 28 36	0.030	T1 N
274	MARK 1361	13 47 04.4	11 06 23	0.023	T1 N
275	Zw 045.099	13 47 09.2	03 38 38	0.023	T1 N
276	NGC 5371	13 55 39.9	40 27 43	0.007	T1 N
277	SDSSJ14006+6221	14 00 37.1	62 21 32	0.075	T2
278	SDSSJ14017+6610	14 01 42.9	66 10 22	0.091	T1 N
279	SDSSJ14031+3758	14 03 08.8	37 58 27	0.184	T2
280	SBS1403+546	14 05 15.6	54 24 58	0.082	T2
281	MARK 1370	14 08 04.1	07 19 41	0.024	T1 N
282	I Zw 81	14 08 13.6	48 51 45	0.051	T1 N
283	IRASF14071+5446	14 08 55.5	54 43 05	0.041	T1 N
284	CRSS1412.5+4355	14 12 31.6	43 55 36	0.094	T1 N
285	NGC 5515	14 12 38.1	39 18 34	0.026	T2
286	SDSSJ14143+0258	14 14 23.0	02 58 40	0.026	T1 N
287	SDSSJ14165+0137	14 16 30.9	01 37 07	0.054	T2
288	PG1415+451	14 17 00.8	44 56 06	0.114	T2
289	MS14149+1337	14 17 22.8	13 23 28	0.088	T2
290	RXSJ14179+4311	14 17 55.5	43 11 55	0.079	NLS1
291	SDSSJ14193+0436	14 19 20.7	04 36 22	0.055	T2
292	SDSSJ14209+0352	14 20 56.5	03 52 17	0.035	T2
293	SDSSJ14250+0313	14 25 05.5	03 13 59	0.036	T2
294	SDSSJ14262+0051	14 26 13.0	00 51 38	0.032	T1 N
295	RXSJ14265+3903	14 26 30.7	39 03 43	0.081	T2
296	SDSSJ14265+0245	14 26 32.1	02 45 06	0.039	T1 N
297	KISSR 2311	14 27 12.2	35 36 29	0.077	T1 N
298	SDSSJ14274+0446	14 27 29.6	04 46 46	0.028	T1 N
299	SDSSJ14278+0502	14 27 48.3	05 02 22	0.106	T1 N
300	SBS 1428+529	14 30 31.3	52 42 24	0.045	T1 N
301	KISSR 2365	14 32 08.2	35 32 55	0.084	T1 N
302	SDSSJ14336+0341	14 33 38.2	03 41 45	0.032	T1 N
303	KISSR 2385	14 34 34.9	32 47 04	0.085	T1 N
304	SDSSJ14349+5723	14 34 55.3	57 23 46	0.175	T2
305	MARK 686	14 37 22.1	36 34 04	0.014	T1 N
306	SBS 1436+597	14 37 40.5	59 34 46	0.060	T1 N
307	KISSR 2395	14 35 44.1	35 04 34	0.029	T1 N
308	SDSSJ14396+0308	14 39 37.9	03 08 48	0.029	T1 N
309	1AXG J144109+3520	14 41 08.7	35 19 59	0.077	T1 N
310	HE 1438-0159	14 41 11.5	-02 12 35	0.083	T2
311	SDSSJ14427+0119	14 42 42.6	01 19 10	0.034	T2
312	SDSSJ14464+5001	14 46 30.0	50 01 30	0.043	T2

Tabla D.1 continuación

ID	Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ , 2000 ($^{\circ}$ ' ")	z	Tipo
313	RXSSJ14484+3559	14 48 25.1	35 59 47	0.113	T2
314	3C 305.0	14 49 21.6	63 16 14	0.042	T1 N
315	SDSSJ14504+0436	14 50 24.1	04 36 55	0.047	T1 N
316	SDSSJ14531+0332	14 53 07.3	03 32 17	0.033	T1 N
317	SDSSJ14571+4940	14 57 06.8	49 40 08	0.013	T2
318	SDSSJ14590+6113	14 59 01.4	61 13 53	0.039	T2
319	SDSSJ15014+0204	15 01 26.3	02 04 10	0.042	T2
320	SDSSJ15071+0206	15 07 08.0	02 06 54	0.078	T1 N
321	MARK 845	15 07 45.1	51 27 11	0.042	T2
322	SDSSJ15081+0114	15 08 09.7	01 14 57	0.035	T1 N
323	SDSSJ15097+0123	15 09 43.8	01 23 23	0.028	T1 N
324	MARK 1395	15 11 05.0	04 17 39	0.043	T1 N
325	SDSSJ15137+0421	15 13 43.3	04 21 43	0.038	T2
326	SDSSJ15216+0337	15 21 39.7	03 37 28	0.126	T2
327	KISSR 722	15 24 20.4	29 07 08	0.074	T1 N
328	KISSR 726	15 24 42.6	29 27 01	0.034	T1 N
329	SBS1524+604	15 25 15.2	60 14 09	0.079	T1 N
330	NPM1G+29.0343	15 25 54.1	29 27 51	0.075	T1 N
331	SDSSJ15262+0353	15 26 13.1	03 53 05	0.086	T1 N
332	SDSSJ15267+0337	15 26 45.1	03 37 19	0.051	T1 N
333	HS 1526+3729	15 28 12.3	37 19 17	0.033	T1 N
334	SDSSJ15295+0303	15 29 32.7	03 03 11	0.039	T1 N
335	MARK 1098	15 29 40.5	30 29 08	0.036	T2
336	SDSSJ15377+0302	15 37 47.9	03 02 09	0.039	T1 N
337	MCG+10.22.028	15 38 10.0	57 36 13	0.074	T2
338	MCG+06.34.024	15 38 38.5	36 57 30	0.019	T1 N
339	RXSSJ15396+5042	15 39 41.5	50 42 55	0.202	T2
340	SDSSJ15428+0040	15 42 51.9	00 40 22	0.087	T1 N
341	IRAS 15438+2715	15 45 59.1	27 06 29	0.031	T1 N
342	NPM1G+41.0408	15 47 44.1	41 24 08	0.033	T1 N
343	SDSSJ15508+0521	15 50 53.1	05 21 11	0.110	T2
344	SDSSJ15561+0309	15 56 09.8	03 09 22	0.131	NLS1
345	MARK 863	15 56 25.9	09 03 18	0.043	T2
346	CG 1331	15 56 42.8	29 48 48	0.085	T2
347	MARK 1102	15 57 10.5	41 32 36	0.035	T1 N
348	MARK 1103	15 57 23.9	41 31 54	0.034	T1 N
349	2E 1556+2725	15 58 29.3	27 17 14	0.090	T2
350	SDSSJ15589+0248	15 58 55.8	02 48 33	0.047	T2
351	MARK 493	15 59 09.6	35 01 47	0.032	NLS1
352	2E 1557+2712	15 59 22.5	27 03 37	0.065	T2
353	SDSSJ16020+5233	16 02 05.5	52 33 17	0.038	T1 N
354	MARK 867	16 02 09.0	26 19 45	0.072	T2
355	SDSSJ16037+2646	16 03 44.4	26 46 51	0.086	T2
356	1E 1602+2410	16 04 52.4	24 02 42	0.087	T2
357	NPM1G+28.0373	16 09 05.6	27 53 34	0.031	T1 N
358	SDSSJ16099+3723	16 09 56.7	37 23 18	0.099	T2
359	SDSSJ16119+5211	16 11 56.3	52 11 17	0.041	T2
360	KISSR997	16 12 16.7	29 34 23	0.054	T1 N
361	KISSR1004	16 13 47.8	29 09 11	0.031	T1 N
362	SDSSJ16143+5027	16 14 19.7	50 27 56	0.060	T1 N
363	SDSSJ16164+5156	16 16 24.7	51 56 59	0.034	T1 N
364	NGC 6104	16 16 30.7	35 42 29	0.028	T2
365	KUG1618+410	16 19 51.3	40 58 47	0.038	T2
366	KUG1618+402	16 20 12.8	40 09 06	0.038	T2
367	KUG1619+3523B	16 21 38.1	35 16 17	0.051	T1 N
368	HS1620+4003	16 22 32.7	39 56 50	0.063	T1 N
369	EXO1622.0+2611	16 24 09.2	26 04 33	0.040	T2
370	KUG1624+351	16 26 36.5	35 02 42	0.034	T2
371	NGC 6159	16 27 25.2	42 40 47	0.032	T1 N
372	MARK 883	16 29 52.8	24 26 39	0.038	T2
373	NPM1G+39.0412	16 30 32.7	39 23 03	0.030	T1 N
374	MS16285+2140	16 30 41.3	21 34 59	0.087	T1 N
375	RXSSJ16333+4718	16 33 23.5	47 19 00	0.116	NLS1
376	SDSSJ16372+4425	16 37 16.4	44 25 05	0.031	T2
377	SDSSJ16431+4550	16 43 09.5	45 50 44	0.018	T1 N
378	NGC 6212	16 43 23.1	39 48 24	0.030	T2
379	SDSSJ16451+4208	16 45 07.1	42 08 24	0.059	T1 N
380	SDSSJ16491+3613	16 49 09.6	36 13 26	0.031	T1 N
381	IRAS 16492+2200	16 51 21.9	21 55 26	0.055	T1 N
382	SDSSJ16545+3302	16 54 35.9	33 02 51	0.122	T1 N
383	NPM1G+44.0343	16 55 47.3	44 47 25	0.076	T1 N
384	NPM1G+21.0507	16 56 01.6	21 12 42	0.049	T2
385	SDSSJ16562+4225	16 56 12.0	42 25 53	0.069	T2
386	SDSSJ17002+4008	17 00 13.7	40 08 55	0.094	T2
387	SDSSJ17012+3549	17 01 16.1	35 49 44	0.113	T2
388	SDSSJ17126+5719	17 12 38.1	57 19 20	0.027	T1 N
389	SDSSJ17153+5739	17 15 18.5	57 39 31	0.028	T2
390	RXSSJ17159+3112	17 16 02.0	31 12 13	0.111	T2
391	SDSSJ17173+6417	17 17 23.8	64 17 23	0.034	T2
392	SDSSJ17183+5521	17 18 23.8	55 21 35	0.062	T1 N
393	IRAS17242+6339	17 24 36.6	63 37 24	0.175	T1 N
394	SDSSJ17286+5708	17 28 37.5	57 08 42	0.028	T1 N
395	SDSSJ17299+5823	17 29 56.6	58 23 50	0.027	T1 N
396	NGC 6393	17 30 21.6	59 38 22	0.028	T1 N
397	SDSSJ17319+5958	17 31 59.2	59 58 18	0.029	T2
398	MCG+10.25.061	17 32 12.2	59 56 29	0.028	T1 N
399	NGC 6418	17 38 09.3	58 42 53	0.029	T2
400	SDSSJ21093-0607	21 09 18.4	-06 07 54	0.029	T1 N

Tabla D.1 continuación

ID	Galaxia	A.R., 2000 (h m s)	δ , 2000 ($^{\circ}$ ' ")	z	Tipo
401	SDSSJ21409+0025	21 40 54.6	00 25 38	0.084	T2
402	RXSSJ21594+0113	21 59 24.0	01 13 05	0.100	T2
403	SDSSJ22020+0007	22 02 01.6	00 07 47	0.063	T1 N
404	SDSSJ22052-0107	22 05 15.4	-01 07 33	0.032	T1 N
405	FIRSTJ22060-0821	22 06 02.6	-08 21 06	0.067	T1 N
406	IIZw177	22 19 18.5	12 07 54	0.082	NLS1
407	SDSSJ22227-0819	22 22 46.6	-08 19 43	0.082	T2
408	SDSSJ22330-0843	22 33 02.7	-08 43 49	0.058	T2
409	NPM1G+12.0561	22 33 38.5	13 12 44	0.094	T2
410	SDSSJ22404-0106	22 40 28.9	-01 06 50	0.127	T2
411	RXSSJ22484+0009	22 48 24.7	00 09 22	0.053	T2
412	SDSSJ22548+0046	22 54 52.3	00 46 31	0.091	T2
413	IC5287	23 09 20.3	00 45 22	0.032	T2
414	SDSSJ23182+0015	23 18 15.6	00 15 40	0.030	T2
415	RXJ23273+1524	23 27 22.0	15 24 37	0.044	T2
416	SDSSJ23328+0111	23 32 53.0	01 11 57	0.028	T1 N
417	HS2338+1459	23 40 54.3	15 16 28	0.170	T2
418	NPM1G-09.757	23 48 01.6	-09 11 56	0.093	T1 N
419	SDSSJ23577+0039	23 57 43.8	00 39 18	0.023	T1 N

Apéndice E

Espectros de la submuestra P

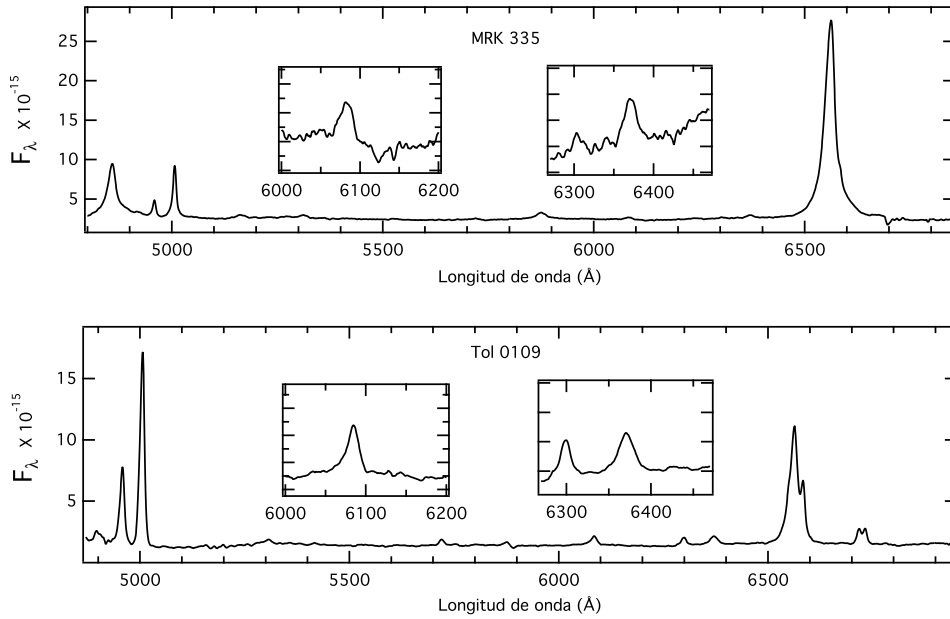


Figura E.1: Espectros ópticos de las galaxias MRK 335 y Tol 0109. Las dos gráficas insertadas dentro de cada espectro corresponden a la zona ampliada alrededor de 6087 Å (izquierda) y 6374 Å (derecha), respectivamente. El flujo está en unidades de $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$. La longitud de onda está en Å.

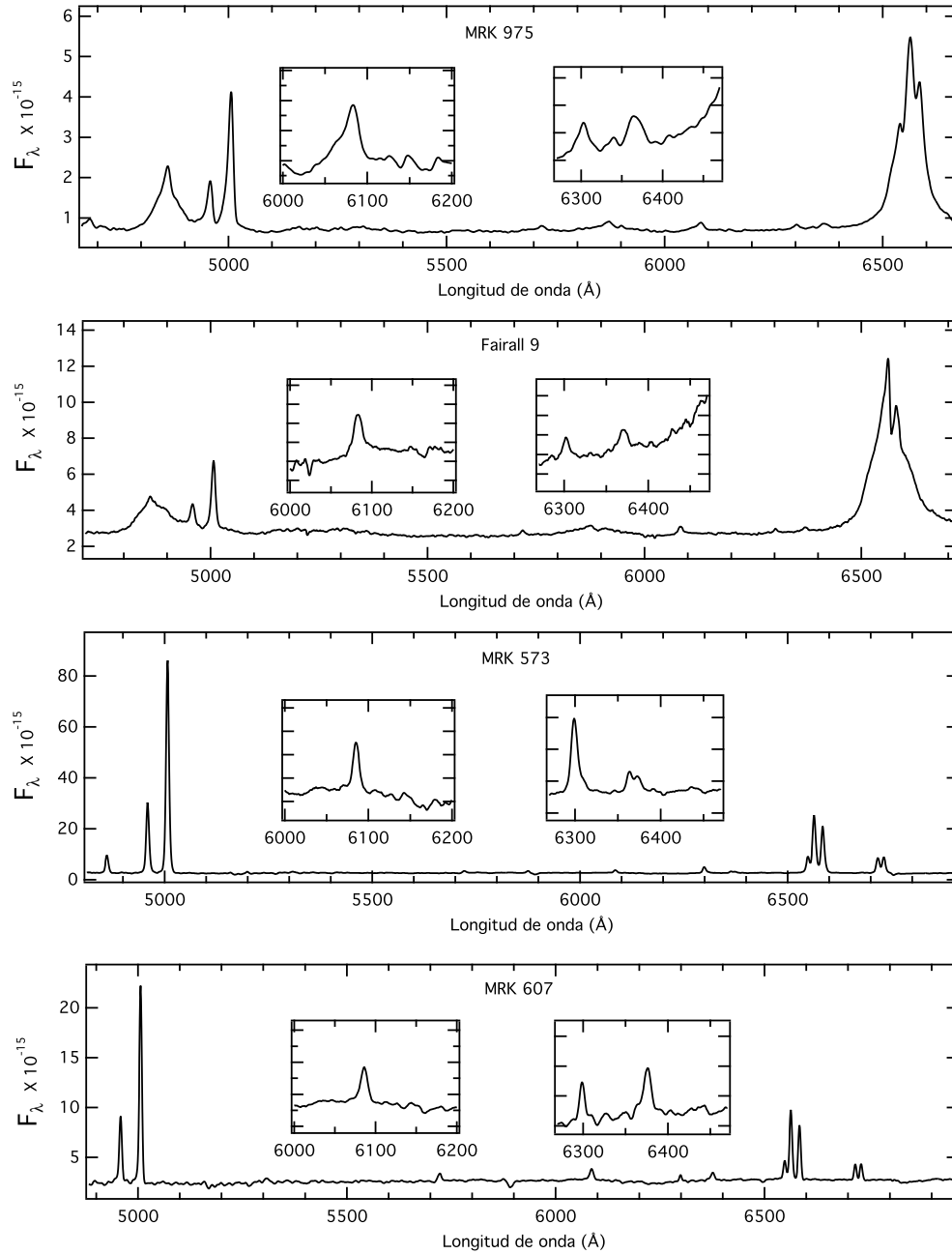


Figura E.2: Espectros ópticos de las galaxias MRK 975, Fairall 9, MRK 573 y MRK 607. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la figura E.1.

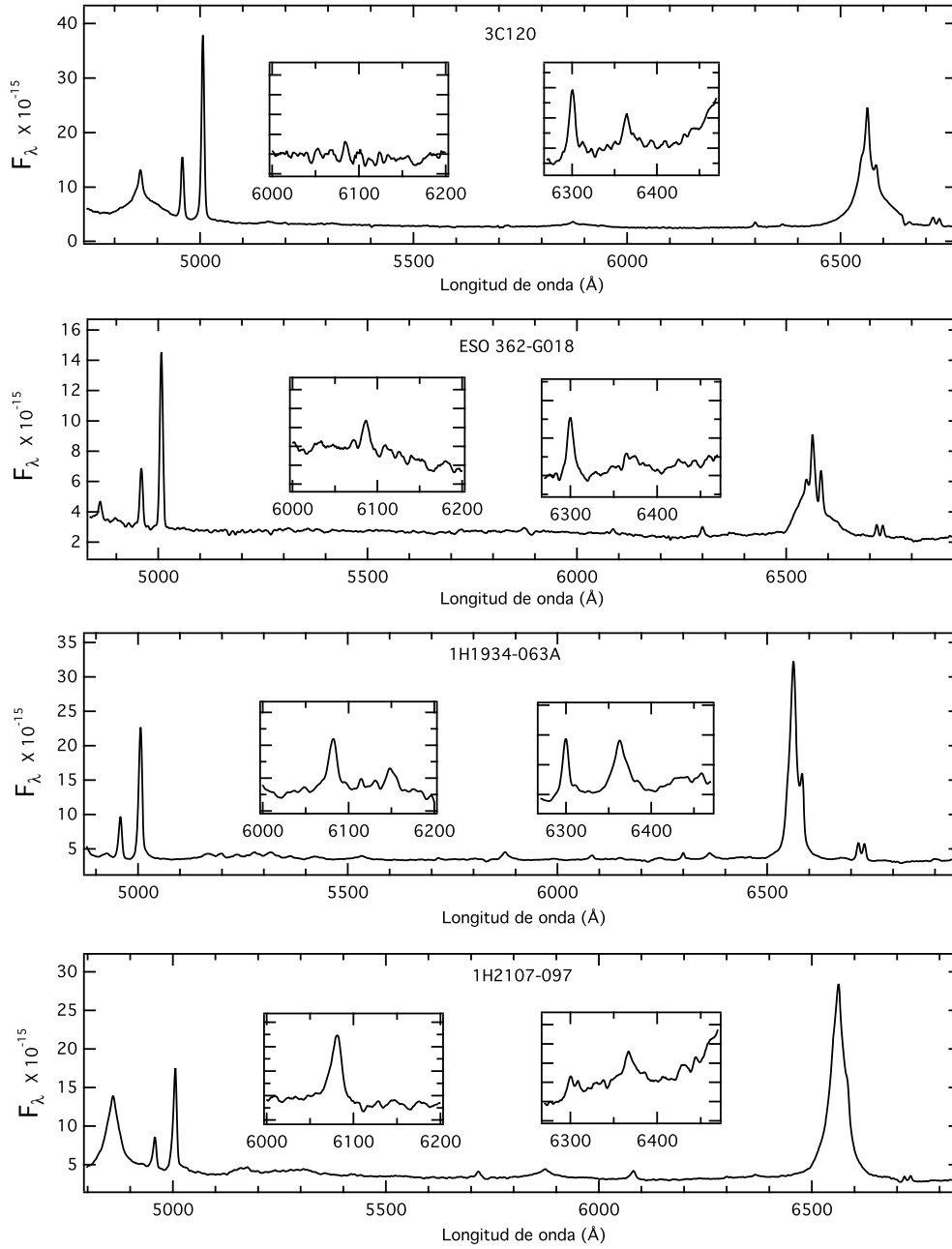


Figura E.3: Espectros ópticos de las galaxias 3C120, ESO 362-G018, 1H1934-063A y 1H2107-097. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la figura E.1.

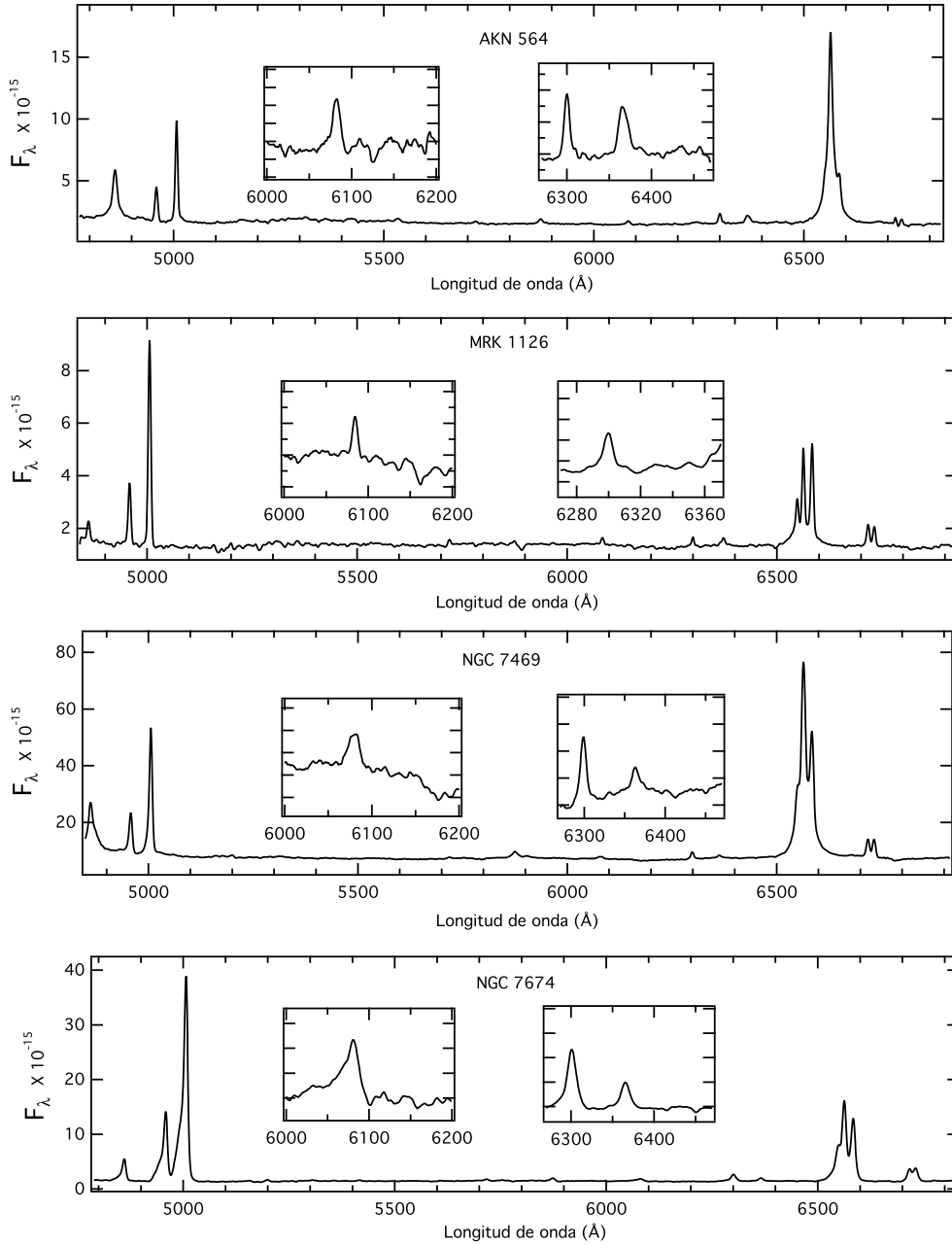


Figura E.4: Espectros ópticos de las galaxias AKN 564, MRK 1126, NGC 7469 y NGC 7674. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la Figura E.1.

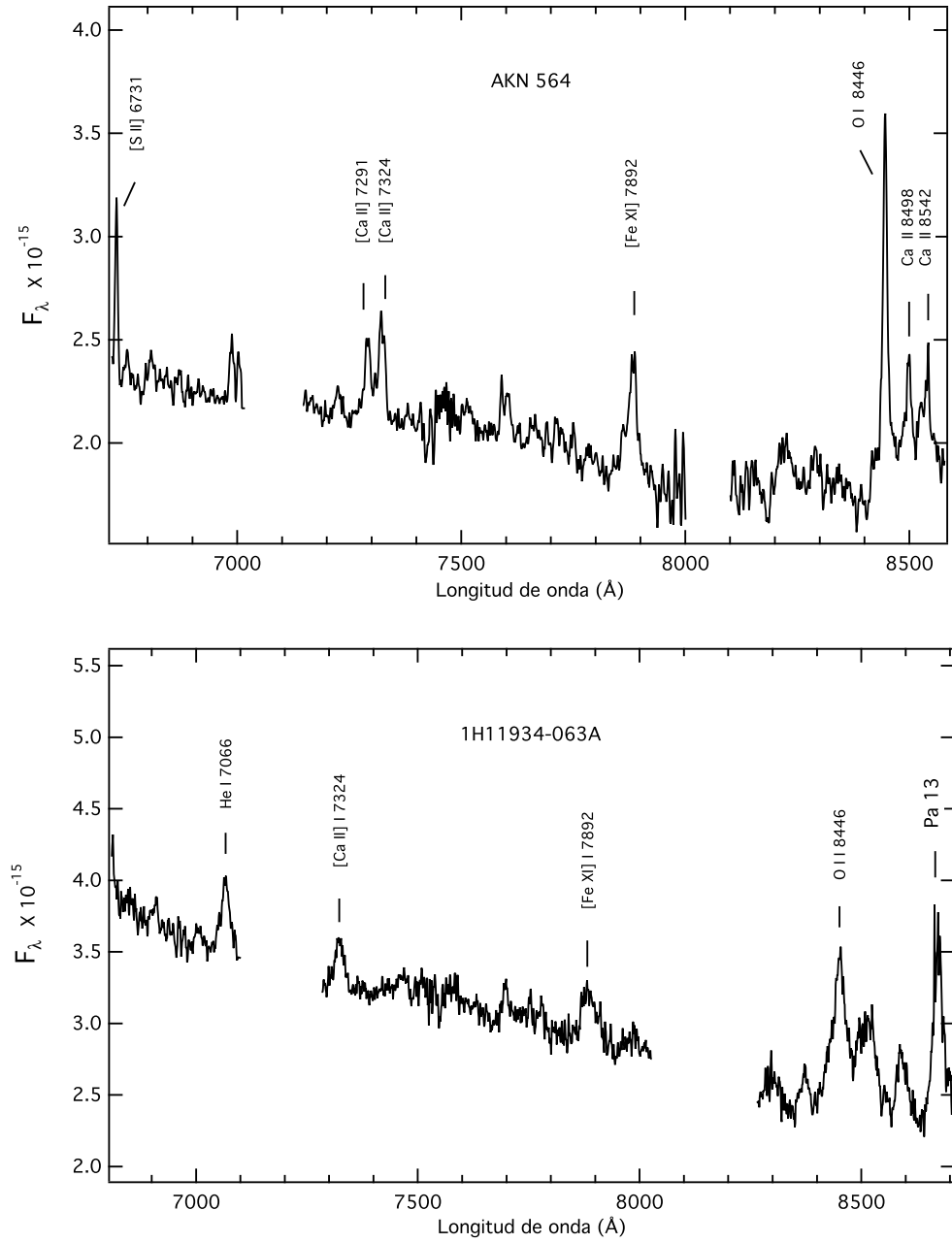


Figura E.5: Espectro en la región del rojo de AKN 564 y de 1H11934-063A. Las unidades son las mismas que en la Figura E.1.

Apéndice F

Espectros de la submuestra S

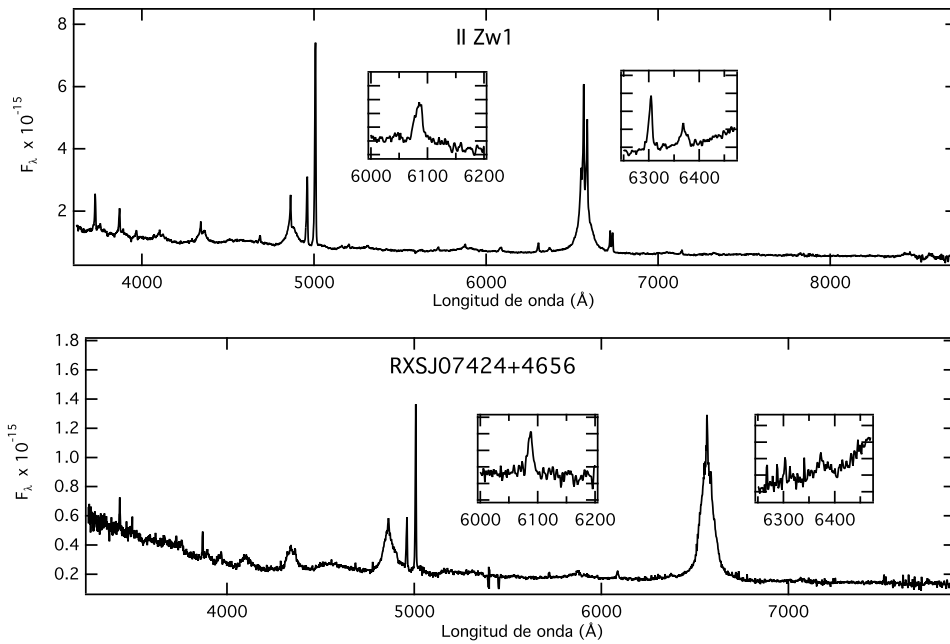


Figura F.1: Espectros ópticos de las galaxias II Zw1 y RXSJ07424+4656. Las gráficas insertadas dentro de cada espectro son zonas ampliadas centradas, de izquierda a derecha, alrededor de 6090 Å, 6380 Å y, en algunos casos, de 7890 Å. El flujo está en unidades de $\text{erg. cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$. La longitud de onda está en Å.

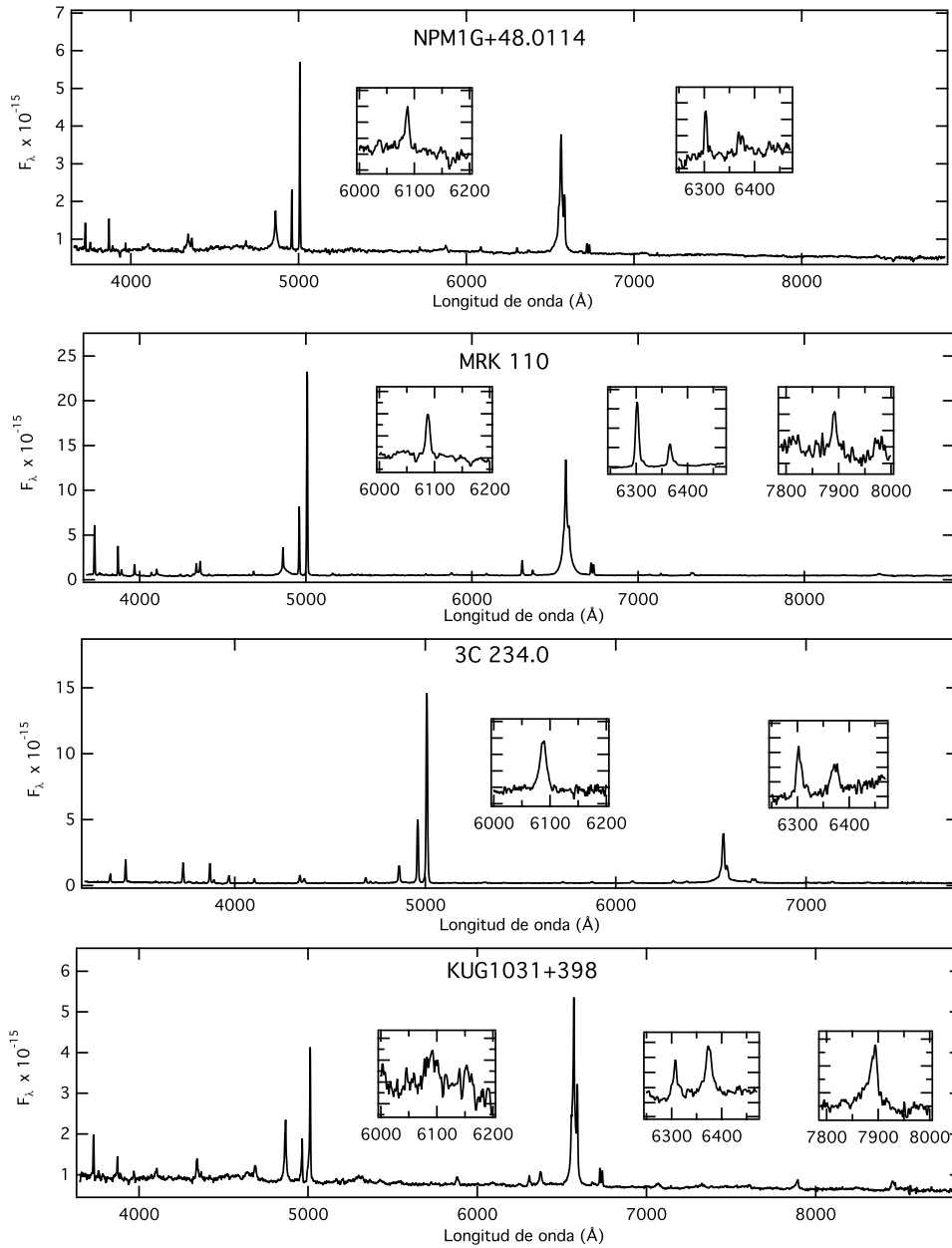


Figura F.2: Espectros ópticos de las galaxias NPM1G+48.0114, MRK 110, 3C 234.0 y KUG1031+398. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la Figura F.1.

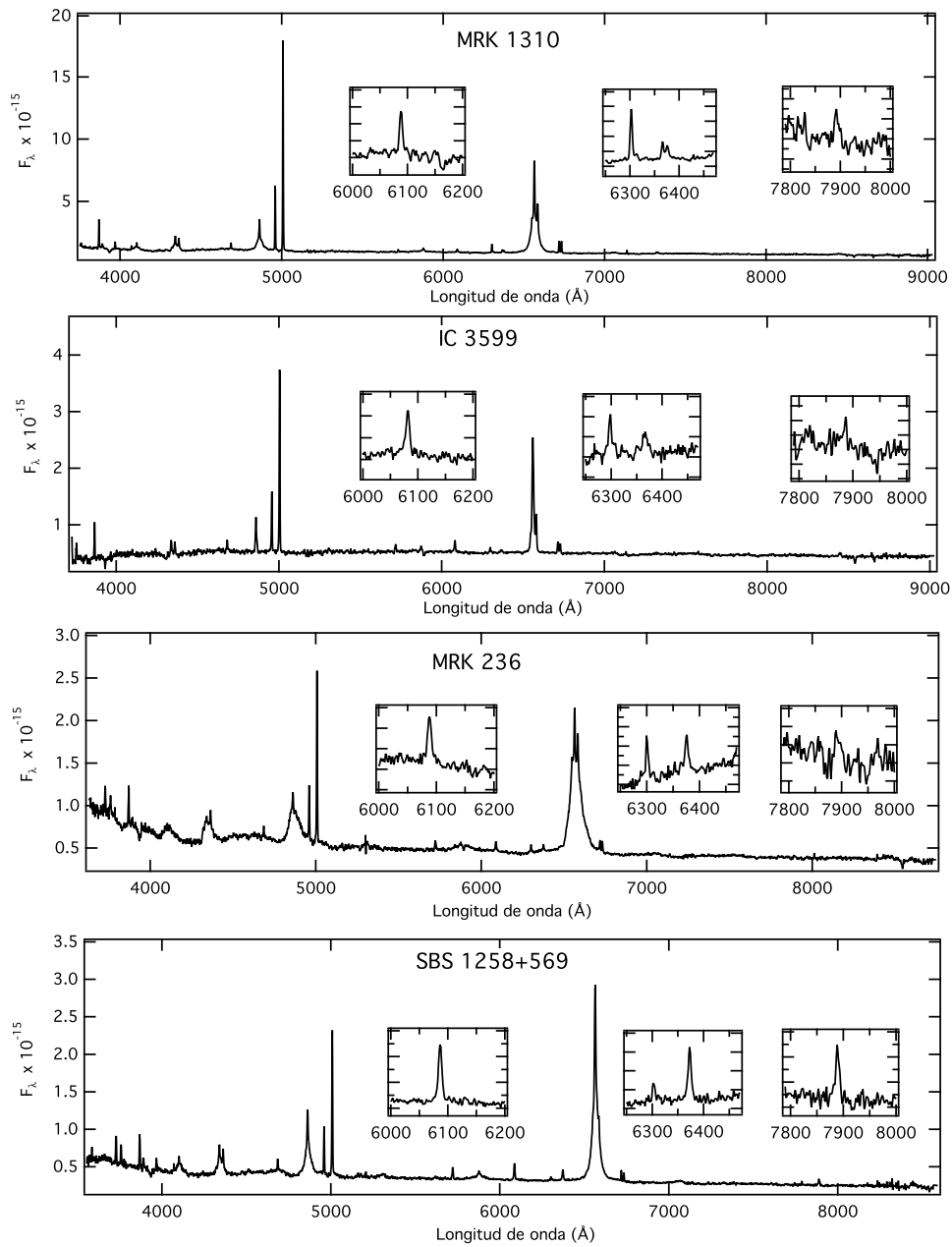


Figura F.3: Espectros ópticos de las galaxias MRK 1310, IC 3599, MRK 236 y SBS 1258+569. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la Figura F.1.

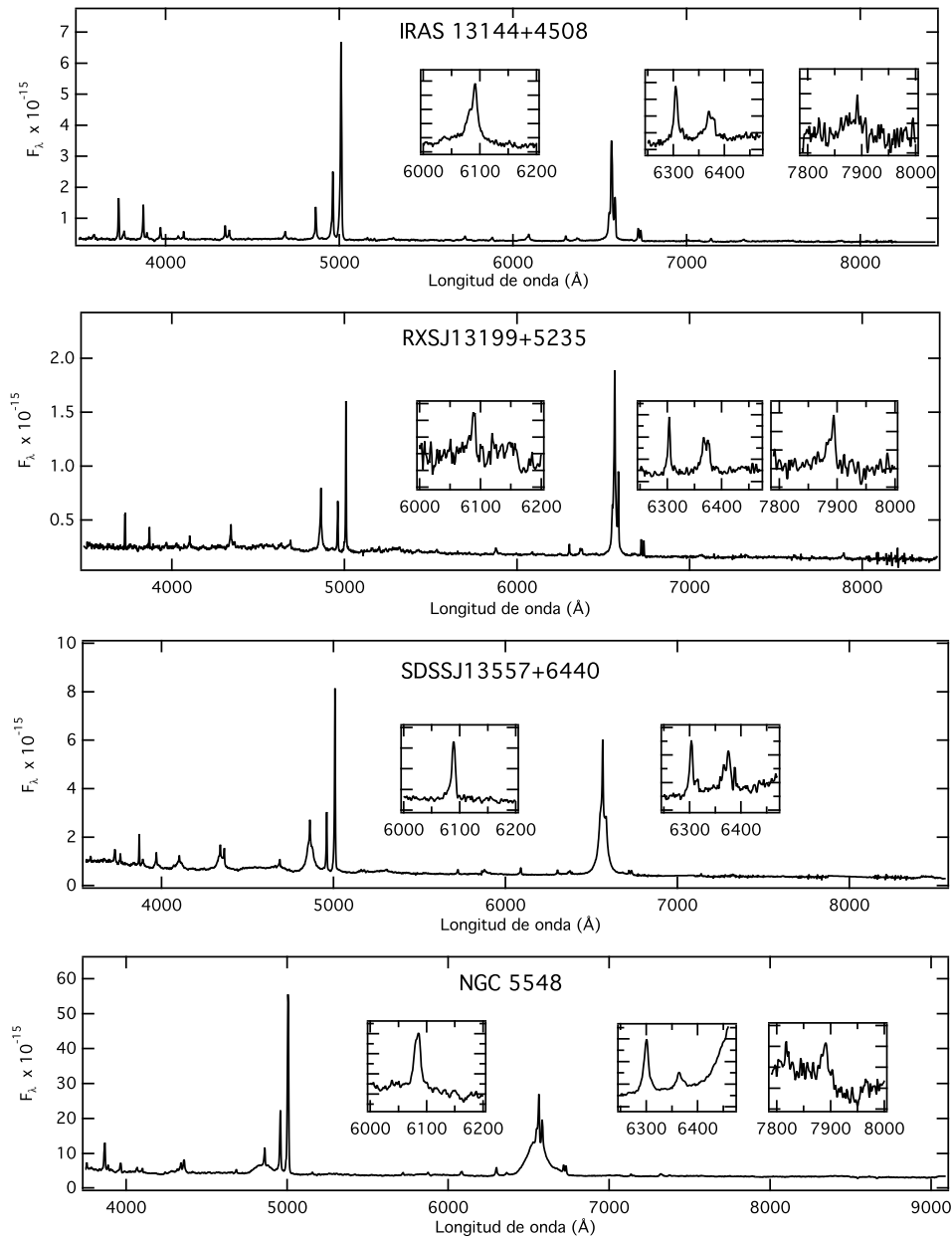


Figura F.4: Espectros ópticos de las galaxias IRAS 13144+4508, RXSJ13199+5235, SDSSJ13557+6440 y NGC 5548. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la Figura F.1.

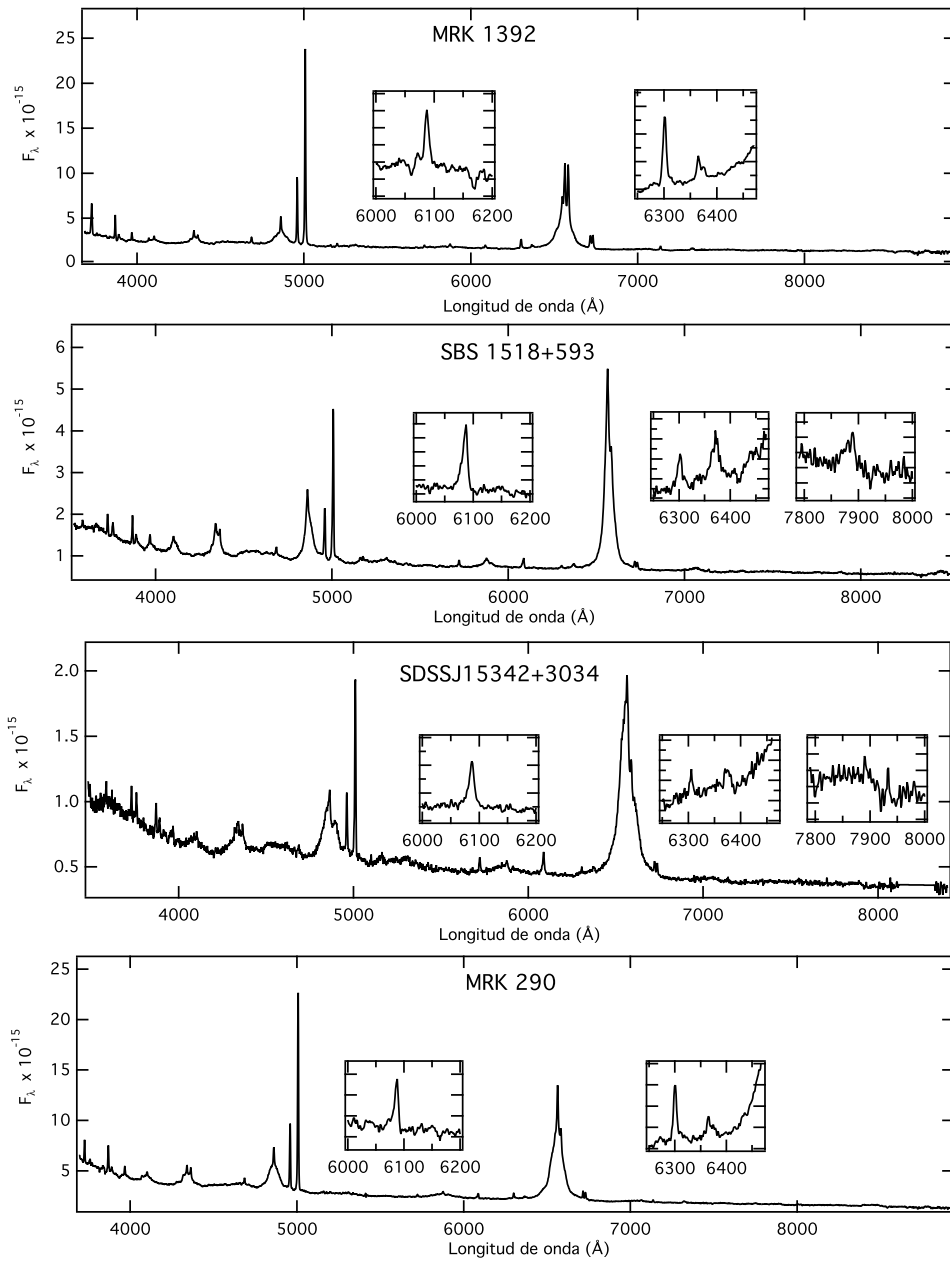


Figura F.5: Espectros ópticos de las galaxias MRK 1392, SBS 1518+593, SDSSJ15342+3034 y MRK 290. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la Figura F.1.

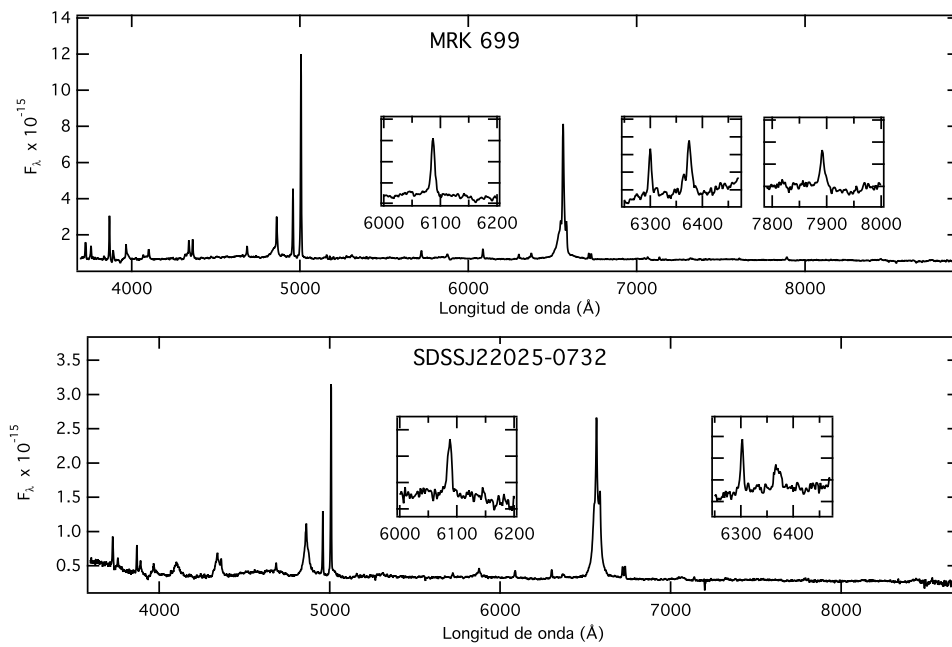


Figura F.6: Espectros ópticos de las galaxias MRK 699 y SDSSJ22025-0732. Las indicaciones y unidades son las mismas que en la Figura F.1.

Referencias bibliográficas

- Abazajian K., et al., *The first data release of the Sloan Digital Sky Survey*, 2003, *Astronomical Journal*, 126, 2081
- Abazajian K., et al., *The seventh data release of the Sloan Digital Sky Survey*, 2009, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 182, 543
- Alexander D. M., Young S., Hough J. H., *Polarized broad He I and Paschen lines in NGC 1068*, 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 304, L1
- Aller L. H., 1984, *Physics of thermal gaseous nebulae*, Reidel Pu. Co., Dordrecht
- Ambartsumián V. A. et al., 1966, *Astrofísica teórica*, Vol. I, Eudeba, Buenos Aires
- Antonucci R., *Unified models for galactic nuclei and quasars*, 1993, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 31, 473
- Antonucci R., Miller S., *Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068*, 1985, *Astrophysical Journal*, 297, 621
- Appenzeller I. 2009 *High-redshift galaxies*, Springer-Verlag, Berlín
- Appenzeller I., Östreicher R., *High-ionization line profiles of Seyfert galaxies*, 1988, *Astronomical Journal*, 95, 45
- Appenzeller I., Wagner S., *Forbidden high-ionization lines in QSO spectra*, 1991, *Astronomy & Astrophysics*, 250, 57
- Armus L., Charmandaris V., Spoon H. W. W., Houck J. R., Soifer B. T., Brandl B. R., Appleton P. N., Teplitz H. I., Higdon S. J. U., Weedman D. W., Devost D., Morris P. W., Uchida K. I., van Cleve J., Barry D. J., Sloan G. C., Grillmair C. J., Burgdorf M. J., Fajardo-Acosta S. B., Ingalls J. G., Higdon J., Hao L., Bernard-Salas J., Herter T., Troeltzsch J., Unruh B., Winghart M., *Observations of Ultraluminous Infrared Galaxies with the Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope: Early results on Markarian 1014, Markarian 463, and UGC 5101*, 2004, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 154, 178

- Ashley M. C. B., Hyland A. R., *Detection of highly ionized silicon in the planetary nebulae NGC 6302 and NGC 6537*, 1988, *Astrophysical Journal*, 331, 532
- Awaki H., Murakami H., Ogawa Y., Leighly K. M., *Variability study of Seyfert 2 galaxies with XMM-Newton*, 2006, *Astrophysical Journal*, 645, 928
- Axon D. J., Marconi A., Capetti A., Macchetto F. D., Schreier E., Robinson A., *Jet-driven motions in the narrow-line region of NGC 1068*, 1998, *Astrophysical Journal Letters*, 496, L75
- Baan W. A., Klöckner H.-R., *Radio properties of FIR-megamaser nuclei*, 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 449, 559
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., *Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects*, 1981, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 93, 5
- Barr P., Pollard G., Sanford P. W., Ives J. C., Ward M., Hine, R. G., *The variability of 3C 390.3*, 1980, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 193, 549
- Barth A. J., Greene J. E., Ho L.C., *Low-mass Seyfert 2 galaxies in the Sloan Digital Sky Survey*, 2008, *Astronomical Journal*, 136, 1179
- Bassani L., Dadina M., Maiolino R., Salvati M., Risaliti G., Della Ceca R., Matt G., Zamorani G., *A three-dimensional diagnostic diagram for Seyfert 2 galaxies: probing X-Ray absorption and compton thickness*, 1999, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 121, 473
- Baum S. A., Heckman, T., *Extended optical line emitting gas in powerful radio galaxies - What is the radio emission-line connection?*, 1989, *Astrophysical Journal*, 336, 702
- Becker R. H., White R. L., Helfand D. J., *The FIRST survey: faint images of the radio sky at twenty centimeters*, 1995, *Astrophysical Journal*, 450, 559
- Beckmann V., Gehrels N., Shrader R., *The first INTEGRAL AGN catalog*, 2006, *Astrophysical Journal*, 638, 642
- Berrington K. A., Nakazaki S., Norrington P. H., *Atomic data from the IRON project: XLI. Electron excitation rates among the $3d^2$ fine-structure levels of Ca-like Fe VII*, 2000, *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, 142, 313
- Best P. N., Kauffmann G., Heckman T. M., Ivezić Z., *A sample of radio-loud AGN in the Sloan Digital Sky Survey*, 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 362, 9
- Bian W., Yuan Q., Zhao Y., *[O III] emission line in narrow-line Seyfert 1 galaxies*, 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 367, 860
- Bianchi S., Guainazzi M., Chiaberge M., *The soft X-ray/NLR connection: a single photoionized medium?*, 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 448, 499
- Bianchi S., Chiaberge M., Evans D. A., Guainazzi M., Baldi R. D., Matt G., Piconcelli E., *High-resolution X-ray spectroscopy and imaging of Mrk 573*, 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405, 553

- Bîrzan L., Rafferty D. A., McNamara B. R., Wise M. W., Nulsen P. E. J., *A systematic study of radio-induced X-ray cavities in clusters, groups, and galaxies*, 2004, *Astrophysical Journal*, 607, 800
- Blanco P. R., Ward M. J., Wright G. S., *Broad infrared line emission from the nuclei of Seyfert 2 galaxies*, 1990, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 242, 4P
- Blandford R. D., Netzer H., Woltjer L., 1990, *Active Galactic Nuclei*, Saas-fee advanced course 20, Springer-Verlag, Berlín
- Boksenberg A., Shortridge K., Fosbury R. A. E., Penston M. V., Savage A., *New spectrometric results on the quasar 3C 273*, 1975, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 172, 289
- Boyle B. J., Griffiths R. E., Shanks T., Stewart G. C., Georgantopoulos I., *NGC 3783: A deep Rosat survey -I. The QSO X-ray luminosity function*, 1993, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 260, 49
- Brinkmann W., Siebert J., Boller Th., *The X-ray AGN content of the Molonglo 408 MHz Survey: bulk properties of previously optically identified sources*, 1994, *Astronomy & Astrophysics*, 281, 355
- Brotherton M. S., *The profiles of H β and [O III] λ 5007 in radio-loud quasars*, 1996, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 102, 1
- Cappi M. et al., *X-ray spectral survey with XMM-Newton of a complete sample of nearby Seyfert galaxies*, 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 446, 459
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., *The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction*, 1989, *Astrophysical Journal*, 345, 245
- Carroll B. W., Ostlie, D., *An Introduction to modern astrophysics*, 1996, Addison-Wesley Pu. Co., Reading
- Casassus S., Roche P. F., Barlow M. J., *The coronal line regions of planetary nebulae NGC 6302 and NGC 6537: 3-13 μ m grating and echelle spectroscopy*, 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 314, 657
- Caselli P., Hasegawa T. I., Herbst E., *The production of condensed phase CO in quiescent molecular clouds*, 1994, *Astrophysical Journal*, 421, 206
- Chilingarian I. V., Melchior A.-L., Zolotukhin I. Y., *Analytical approximations of K-corrections in optical and near-infrared bands*, 2010, arXiv:1002.2360
- Claridge G. C., *Coronium*, 1937, *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 31, 337
- Cohen R. D., *The narrow-line region of intermediate Seyfert galaxies*, 1983, *Astrophysical Journal*, 273, 489
- Cohen A. S., Lane W. M., Cotton W. D., Kassim N. E., Lazio T. J. W., Perley R. A., Condon J. J., Erickson W. C., *The VLA low-frequency sky survey*, 2007, *Astronomical Journal*, 134, 1245
- Colina L., *The ionizing radiation field of NGC 4388 and its relation to the extranuclear emission-line regions*, 1992, *Astrophysical Journal*, 386, 59

- Colina L., Sparks W. B., Macchetto F., *IC 5063: a merger remnant with a hidden luminous active nucleus*, 1983, *Astrophysical Journal*, 370, 102
- Collin S., *Quasars and galactic nuclei, a half-century agitated story*, 2006, en Albert Einstein Century International Conference, Eds. J.-M. Alimi & A. Füzfa, AIP Conference Proceedings, 861, 1
- Collin-Souffrin S., Dyson J. E., McDowell J. C., Perry J. C., *The environment of active galactic nuclei -I. A two-component broad emission line model*, 1988, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 232, 539
- Comastri A., Setti G., Zamorani G., Hasinger, G. *The contribution of AGNs to the X-ray background*, 1995, *Astronomy & Astrophysics*, 296, 1
- Condon J. J., Cotton W. D., Greisen E. W., Yin Q. F., Perley R. A., Taylor G. B., Broderick J. J., *The NRAO VLA Sky Survey*, 1998, *Astronomical Journal*, 115, 1693
- Condon J. J., Cotton W. D., Broderick J. J., *Radio sources and star formation in the local universe*, 2002, *Astronomical Journal*, 124, 675
- Contini M., Viegas-Aldrovandi S. M., *Narrow emission-line profiles of active galactic nuclei*, 1989, *Astrophysical Journal*, 343, 78
- Contini M., Viegas S. M., *Infrared lines from active galactic nuclei: a theoretical approach*, 1992, *Astrophysical Journal*, 401, 481
- Contini M., Prieto M. A., Viegas S. M., *Gas and dust emission from the nuclear region of the Circinus galaxy*, 1998, *Astrophysical Journal*, 505, 621
- Contini M., Rodríguez-Ardila A., Viegas S. M., *The narrow line region of Ark 564*, 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 408, 101
- Cooke B. A., Elvis M., Maccacaro T., Fosbury R. A. E., Penston M. V., *NGC 3783: a possible X-ray emitting Seyfert galaxy*, 1976, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 177, 121P
- Cox A. N., *Allen's Astrophysical Quantities*, 2004, Springer, Cuarta edición, New York
- Crenshaw D. M., Peterson B. M., Korista K. T., Wagner R. M., Aufdenberg, J. P., *Ultraviolet and optical spectra of high-ionization Seyfert galaxies with narrow lines*, 1991, *Astronomical Journal*, 101, 1202
- Crenshaw D. M., Kramer S. B., *The connection between the narrow-line region and the UV absorbers in Seyfert galaxies*, 2005, *Astrophysical Journal*, 625, 680
- Crenshaw D. M., Schmitt H. R., Kraemer S. B., Mushotzky R. F., Dunn J. P., *Radial velocity offsets due to mass outflows and extinction in Active Galactic Nuclei*, 2010, *Astrophysical Journal*, 708, 419
- Cruz-González I., Carrasco L., Serrano A., Guichard J., Dultzin-Hacyan D., Bisiacchi G. F., *MEPSICRON spectrophotometry of Seyfert galaxies. 1: Spectral atlas*, 1994, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 94, 47
- Davidson K., Netzer H., *The emission lines of quasars and similar objects*, 1979, *Reviews of Modern Physics*, 51, 715

- de Bruyn A. G., Wilson A. S., *The radio properties of Seyfert galaxies*, 1978, *Astronomy & Astrophysics*, 64, 433
- De Robertis M. M., *Spectroscopy and imaging of Markarian 78 and I Zw 92*, 1987, *Astrophysical Journal*, 316, 597
- De Robertis M. M., Osterbrock D. E., *An analysis of the narrow-line profiles in high ionization Seyfert galaxies*, 1984, *Astrophysical Journal*, 286, 171
- De Robertis M. M., Osterbrock D. E., *NGC 1320: A feeble, high ionization Seyfert 2 galaxy*, 1986a, *Astrophysical Journal*, 301, 98
- De Robertis M. M., Osterbrock D. E., *An analysis of the narrow-line profiles in Seyfert 2 galaxies*, 1986b, *Astrophysical Journal*, 301, 727
- De Robertis M. M., Shaw R. A., *Line profiles and the kinematics of the narrow-line region in Seyfert galaxies*, 1990, *Astrophysical Journal*, 348, 421
- de Vaucouleurs G., *Color classification of galaxies*, 1960, *Astronomical Journal*, 65, 51
- Della Ceca R., Severgnini P., Caccianiga A., Comastri A., Gilli R., Fiore F., *Heavily obscured AGN with BeppoSAX, INTEGRAL, SWIFT, XMM and Chandra: prospects for Simbol-X*, 2008, *Memorie della Società Astronomica Italiana*, 79, 65
- Deo R. P., Crenshaw D. M., Kraemer S. B., Dietrich M., Elitzur M., Teplitz H., Turner T. J., *Spitzer IRS observations of Seyfert 1.8 and 1.9 galaxies: A comparison with Seyfert 1 and Seyfert 2*, 2007, *Astrophysical Journal*, 671, 124
- Dere K. P., Landi E., Mason H. E., Monsignori Fossi B. C., Young P. R., *CHIANTI - an atomic database for emission lines*, 1997, *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, 125, 149
- Desjacques V., Nusser A., Sheth R. K., *The probability distribution of the Lyman α transmitted flux from a sample of SDSS quasars*, 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 374, 206
- Dietrich M., Crenshaw D. M., Kraemer S. B., *Probing the ionizing continuum of narrow-line Seyfert 1 galaxies. I. Observational results*, 2005, *Astrophysical Journal*, 623, 700
- Dong X., Wang T., Wang J., Yuan W., Zhou H., Dai H., Zhang K., *Broad-line Balmer decrements in blue active galactic nuclei*, 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 383, 581
- Dopita M. A., Sutherland R. S., *Spectral signatures of fast shocks. II. Optical diagnostic diagrams*, 1995, *Astrophysical Journal*, 455, 468
- Dudik R. P., Weingartner J. C., Satyapal S., Fischer J., Dudley C. C., O'Halloran B., *MID-infrared fine-structure line ratios in active galactic nuclei observed with the Spitzer IRS: Evidence for extinction by the torus*, 2007, *Astrophysical Journal*, 664, 71
- Elvis M., Marengo M., Karovska M., *Smoking quasars: A new source for cosmic dust*, 2002, *Astrophysical Journal Letters*, 567, 107
- Emerson D., *Interpreting astronomical spectra*, 1997, John Wiley & Sons, Chichester

- Erkens U., Appenzeller I., Wagner S., *The nature of the FHIL winds from AGN*, 1997, *Astronomy & Astrophysics*, 323, 707
- Ferguson J. W., Korista K. T., Baldwin J. A., Ferland G. J., *Locally optimally emitting clouds and the narrow emission lines in Seyfert galaxies*, 1997, *Astrophysical Journal*, 487, 122
- Ferguson J. W., Korista K. T., Ferland G. J., *Physical conditions of the coronal line region in Seyfert galaxies*, 1997, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 110, 287
- Fesen R. A., Kirshner R. P., *The Crab Nebula. I - Spectrophotometry of the filaments*, 1982, *Astrophysical Journal*, 258, 1
- Fields D. L., Mathur S., Pogge R. W., Nicastro F., Komossa S., *Supersolar N/C in the Narrow-Line Seyfert 1 Galaxy Markarian 1044*, 2005, *Astrophysical Journal*, 620, 183
- Fischer T.C., Crenshaw D.M., Kraemer S.B., Schmitt H.R., Mushotsky R.F., Dunn J.P., *HST observations of the double-peaked emission lines in the Seyfert galaxy Markarian 78: mass outflows from a single AGN*, 2010, aceptado para publicación en *Astrophysical Journal*, arXiv:1011.4213
- Fosbury R. A. E., Sansom A. E., *The high-ionization optical spectrum of the Seyfert galaxy Tololo 0109-383*, 1983, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 204, 1231
- Frank J., King A., Raine D., 2002, *Accretion power in astrophysics*, Cambridge University Press, Cambridge
- Fuhrmeister B., Schmitt J. H. M. M., Wichmann R., *Fe XIII coronal line emission in cool M dwarfs*, 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 417, 701
- Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., *The Sloan Digital Sky Survey photometric system*, 1996, *Astronomical Journal*, 111, 1748
- Gallo L. C., Boller T., Voges W., Anderson S. F., Agueros M. A., Vanden Berk D. E., *RASS detected narrow-line Seyfert 1 galaxies in SDSS*, 2004, *AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 311, 273
- Gelbord J. M., Mullaney J. R., Ward M. J., *AGN with strong forbidden high-ionization lines selected from the Sloan Digital Sky Survey*, 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 397, 172
- Genzel R., Weitzel L., Tacconi-Garman L. E., Blietz M., Cameron M., Krabbe A., Lutz D., *Infrared imaging and spectroscopy of NGC 7469*, 1995, *Astrophysical Journal*, 444, 129
- Giannuzzo E., Rieke G. H., Rieke M. J., *Infrared coronal line widths in Type 1 Seyfert galaxies*, 1995, *Astrophysical Journal*, 446, L5
- Glass I. S., *Handbook of Infrared Astronomy*, 1999, Cambridge University Press, Cambridge
- González-Martín O., Masegosa J., Márquez I., Guerrero M. A., Dultzin-Hacyan D., *X-ray nature of the LINER nuclear sources*, 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 460, 45
- Gorgian V., Cleary K., Werner M. W., Lawrence C. R., *A relation between the mid-infrared [Ne V] 14.3 μm and [Ne III] 15.6 μm lines in active galactic nuclei*, 2007, *Astrophysical Journal*, 655, L73

- Grandi S. A., *[Fe XI] λ 7892 emission in Seyfert galaxies*, 1978, *Astrophysical Journal*, 221, 501
- Graney C. M., Sarazin C. L., *Optical coronal emission lines from equilibrium and cooling plasmas*, 1990, *Astrophysical Journal*, 364, 561
- Gratadour D., Clénet Y., Rouan D., Lai O., Forveille T., *High angular resolution K-band spectroscopy of the nucleus on NGC 1068 with PUEO-GRIF (CFHT)*, 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 411, 335
- Green P. J., Mathur, S., *Broad absorption lines quasars observed by the Rosat PSPC*, 1996, *Astrophysical Journal*, 462, 637
- Greene J., Lim J., Ho P. T. P., *Evidence for interactions in H I imaging of Seyfert galaxies*, 2004, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 153, 93
- Greene J. E., Ho L. C., *X-ray properties of intermediate-mass black holes in active galaxies*, 2007, *Astrophysical Journal*, 656, 84
- Greenhouse M. A., Grasdalen G. L., Hayward T. L., Gehrz R. D., Jones T. J., *The infrared coronal lines of Nova Vulpeculae 1984 No 2*, 1988, *Astronomical Journal*, 95, 172
- Greenhouse M. A., Grasdalen G. L., Woodward C. E., Benson J., Gehrz R. D., Rosenthal E., *The infrared coronal lines of recent novae*, 1990, *Astrophysical Journal*, 352, 307
- Greenhouse M. A., Feldman U., Smith H. A., Klapis-Bhatia A. K., Bar-Shalom A., *Infrared coronal emission lines and the possibility of their laser emission in Seyfert nuclei*, 1993, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 88, 23
- Greenhouse M. A., Hayward T. L., Satyapal S., Wooden D. H., Miles J. W., Witteborn F. C., Bregman J. D., Woodward M. A., Malkan M. A., Fischer J., Smith H. A., *Mid-infrared forbidden lines of NGC 1068, NGC 4151 and NGC 5506*, 1997, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 113, 308
- Greenstein J. L., Schmidt M., *The Quasi-stellar radio sources 3C 48 and 3C 273*, 1964, *Astrophysical Journal*, 140, 1
- Grupe D., Beuermann K., Mannheim K., Bade N., Thomas H.-C., de Martino D., Schwobe A., *X-ray outburst of the peculiar Seyfert galaxy IC 3599*, 1995, *Astronomy & Astrophysics*, 299, L5
- Guainazzi M., Matt G., Perola G. C., *X-ray obscuration and obscured AGN in the local universe*, 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 444, 119
- Guainazzi M., Bianchi S., *On the origin of soft X-rays in obscured AGN: answers from high-resolution spectroscopy with XMM-Newton*, 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 374, 1290
- Hamuy M., Walker A. R., Suntzeff N. B., Gigoux P., Heathcote S. R., Phillips M. M., *Southern spectrophotometric standards. I*, 1992, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 104, 533
- Hamuy M., Suntzeff N. B., Heathcote S. R., Walker A. R., Gigoux P., Phillips M. M., *Southern spectrophotometric standards. II*, 1994, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106, 566
- Hang H.-R., Liu R.-L., Hu F.-X., Wang Z.-R., Zhu C.-S., *Spectral variation of Nova Delphini before its december 1967 maximum*, 1977, *Chinese Astronomy*, 1, 265

- Harrison F. A., Eckart M. E., Mao P. H., Helfand D. J., Stern D., *The serendipitous extragalactic X-ray source identification program. I. Characteristics of the hard X-ray sample*, 2003, *Astrophysical Journal*, 596, 944
- Heckman T. M., Balick B., *Physical conditions in the narrow line region in active galaxies and quasars*, 1979, *Astronomy & Astrophysics*, 79, 350
- Heckman T. M., Miley G. K., van Breugel W. J. M., Butcher H. R., *Emission-line profiles and kinematics of the narrow-line region in Seyfert and radio galaxies*, 1981, *Astrophysical Journal*, 247, 403
- Heckman T. M., Armus L., Miley G. K., *On the nature and implications of Starburst-driven galactic superwinds*, 1990, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 74, 833
- Heckman T. M., Ptak A., Hornschemeier A., Kauffmann G., *The relationship of hard X-Ray and optical line emission in low-redshift Active Galactic Nuclei*, 2005, *Astrophysical Journal*, 634, 161
- Henning T., *Chemistry and physics of cosmic nano- and micro-particles*, 1998, *Chemical Society Reviews*, 27, 315
- Higdon S. J. U., Higdon J. L., Weedman D., Houck J. R., Soifer B. T., Armus L., Charmandaris V., Herter T. L., *Exploring the distant universe with the Spitzer Space Telescope*, 2004, *American Institute of Physics Conference Proceedings*, 743, 96
- Ho L. C., Feigelson E. D., Townsley L. K., Sambruna R. M., Garmire G. P., Brandt W. N., Filippenko A. V., Griffiths R. E., Ptak A. F., Sargent W. L. W., *Detection of nuclear X-Ray sources in nearby galaxies with Chandra*, 2001, *Astrophysical Journal Letters*, 549, L51
- Ho L. C., Peng C. Y., *Nuclear luminosities and radio loudness of Seyfert nuclei*, 2001, *Astrophysical Journal*, 555, 650
- Jaffe W., Meisenheimer K., Röttgering H. J. A., Leinert Ch., Richichi A., Chesneau O., Fraix-Burnet D., Grazenborg-Kluttig A., Granato G.-L., Graser U., Heijligers B., Köhler R., Malbet F., Miley G. K., Peresce F., Pel J.-W., Perrin G., Przygodda F., Schoeller M., Sol H., Waters L. B. F. M., Weigelt G., Willez J., de Zeeuw P. T., *The central dusty torus in the active galactic nucleus of NGC 1068*, 2004, *Nature*, 429, 47
- Joseph C. L., Snow T. P., Seab C. G., Crutcher R. M., *Interstellar abundances in dense, moderately reddened lines of sight. I - Observational evidence for density-dependent depletion*, 1986, *Astrophysical Journal*, 309, 771
- Kaspi S., Maoz D., Netzer H., Peterson B., Vestergaard M., Jannuzi B. T., *The relationship between luminosity and broad-line region size in Active Galactic Nuclei*, 2005, *Astrophysical Journal*, 629, 61
- Kauffmann G., Heckman T. M., *The formation of bulges and black holes: lessons from a census of active galaxies in the SDSS*, 2004, *Philosophical Transactions of The Royal Society A*, 363, 621
- Keel W. C., de Grijp M. H. K., Miley G. K., Zheng W., *Warm IRAS sources from the Point Source Catalog - part three - emission line properties correlations and AGN unified models*, 1994, *Astronomy & Astrophysics*, 283, 791

- Keenan F. P., Norrington P. H., *Relative emission line strengths for Fe VII in astrophysical plasmas*, 1982, *Astronomy & Astrophysics*, 113, 21
- Keenan F. P., Norrington P. H., *Relative populations for levels in the $3d^2$ ground configuration of Fe VII*, 1991, *Astrophysical Journal*, 368, 486
- Keenan F. P., Aller L. H., Ryans R. S. I., Hyung S., *Theoretical emission line ratios for [Fe VII] and [Fe III] applicable to the optical and infrared spectra of gaseous nebulae*, 2001, *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 98, 9476
- Kemhavi A. K., Narlikar J. V., *Quasars and Active Galactic Nuclei*, 1999, Cambridge University Press, Cambridge
- Khachikian E., Weedman D., *An atlas of Seyfert galaxies*, 1974, *Astrophysical Journal*, 192, 581
- Kitchin C., *Galaxies in turmoil*, 2007, Springer-Verlag, Londres
- Knop R. A., Armus L., Larkin J. E., Matthews D. L., Shupe D. L., Soifer B. T., *Infrared spectroscopy of Pa β and [Fe II] emission in NGC 4151*, 1996, *Astronomical Journal*, 112, 81
- Kollatschny W., Biermann P., Fricke K. J., Huchtmeier W., Witzel A., *Nuclear activity in the barred spiral galaxy NGC 3660 from radio, optical, and X-ray observations*, 1983, *Astronomy & Astrophysics*, 119, 80
- Komossa S., Voges W., Xu D., Mathur S., Adorf H.-M., Lemson G., Duschl W., Grupe D., *Radio-loud Narrow-line Type 1 Quasars*, 2006, *Astronomical Journal*, 132, 531
- Komossa S., Zhou H., Wang T., Ajello M., Ge J., Greiner J., Lu H., Salvato M., Saxton R., Shan H., Xu D., Yuan W., *Discovery of superstrong, fading, iron line emission and double-peaked Balmer lines of the galaxy SDSS J095209.56214313.3: the light echo of a huge flare*, 2008a, *Astrophysical Journal*, 678, L13
- Komossa S., Xu D., Zhou H., Storchi-Bergmann T., Binette L., *On the nature of Seyfert galaxies with high [OIII] 5007 blueshifts*, 2008b, *aph-0803.0240v1*
- 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., *NTT, Spitzer and Chandra spectroscopy of SDSSJ095209.56+214313.3: the most luminous coronal-line supernova ever observed, or a stellar tidal disruption event?*, 2009, *Astrophysical Journal*, 701, 121
- Korista K.T., Ferland, G. J., *The origin of coronal lines in Seyfert galaxies*, 1989, *Astrophysical Journal*, 343, 678
- Koski A. T., *Spectrophotometry of Seyfert 2 galaxies and narrow-line radio galaxies*, 1978, *Astrophysical Journal*, 223, 56
- Kraemer S. B., Crenshaw D. M., *Resolved spectroscopy of the narrow-line region in NGC 1068. II Physical conditions near the NGC 1068 "Hot Spot"*, 2000, *Astrophysical Journal*, 532, 256
- Kraemer S. B., Trippe M. L., Crenshaw D. M., Meléndez M., Schmitt H. R., Fischer T. C., *Physical conditions in the inner Narrow-Line Region of the Seyfert 2 galaxy Markarian 573*, 2009, *Astrophysical Journal*, 698, 106

- Krolik J. H., *Active Galactic Nuclei*, 1999, Princeton University Press, Princeton
- Kuehr H., Witzel A., Pauliny-Toth I. I. K., Nauber U., *A catalogue of extragalactic radio sources having flux densities greater than 1 Jy at 5 GHz*, 1981, Astronomy & Astrophysics Supplement Series, 45, 367
- Labiano A., *Relationship between the [O III] λ 5007 line and 5GHz radio emission*, 2009, Astronomische Nachrichten, 330, 241
- Laor A., *A note on the viability of gaseous ionization in active galaxies by fast shocks*, 1998, Astrophysical Journal Letters, 496, L71
- Lawrence C. R., Zucker J. R., Readhead A. C. S., Unwin S. C., Pearson T. J., Xu W., *Optical spectra of a complete sample of radio sources. I. The spectra*, 1996, Astrophysical Journal Supplement Series, 107, 541
- Leighly K. M., *A comprehensive spectral and variability study of narrow-line Seyfert 1 galaxies observed by ASCA. II. Spectral analysis and correlations*, 1999, Astrophysical Journal Supplement Series, 125, 317
- Levenson N. A., Weaver K. A., Heckman T. M., *The Seyfert-starburst connection in X-rays. II. Results and implications*, 2001, Astrophysical Journal, 550, 230
- Li A., *Dust in Active Galactic Nuclei*, 2006, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 373, 561
- Lutz D., Maiolino R., Moorwood A. F. M., Netzer H., Wagner S. J., Sturm E., Genzel R., *Infrared spectroscopy around 4 μ m of Seyfert galaxies: obscured broad line regions and coronal lines*, 2002, Astronomy & Astrophysics, 396, 439
- Mackie G., *Multiwavelength Atlas of Galaxies*, 2011, Cambridge University Press, New York
- Maia M. A. G., Machado R. S., Willmer C. N. A., *The Seyfert population in the local universe*, 2003, Astronomical Journal, 126, 2003
- Maiolino R., Thatte N., Kroker H., Gallimore J. F., Genzel R., *Near-infrared imaging spectroscopy of the Seyfert nucleus of the Circinus galaxy*, 1997, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 113, 351
- Maiolino R., Krabbe A., Thatte N., Genzel R., *Seyfert activity and nuclear star formation in the Circinus galaxy*, 1998, Astrophysical Journal, 493, 650
- Marco O., Prieto A., *Tracing the coronal emission in Circinus with VLT/NACO*, 2004, Proceedings of the International Astronomical Union, 222, 335
- Marconi A., Moorwood A. F. M., Salvati M., Oliva E., *A [Si VI] (1.962 μ m) coronal line survey of galactic nuclei*, 1994, Astronomy & Astrophysics, 291, 18
- Marconi A., van der Werf P. P., Moorwood A. F. M., Oliva E., *Infrared and visible coronal lines in NGC 1068*, 1996, Astronomy & Astrophysics, 315, 335

- Marziani P., Sulentic J. W., Dultzin-Hacyan D., Calvani M., Moles M., *Comparative analysis of the high- and low-ionization lines in the broad-line region of Active Galactic Nuclei*, 1996, Astrophysical Journal Supplement Series, 104, 37
- Mayall N. U., *The spectrum of the spiral nebula NGC 4151*, 1934, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 46, 134
- Mazzalay X., Rodríguez-Ardila A., *The near-infrared spectrum of Mrk 1239: direct evidence of the dusty torus?*, 2006, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 367, L57
- Mazzalay X., Rodríguez-Ardila A., *Optical and NIR spectroscopy of Mrk 1210: constraints and physical conditions of the active nucleus*, 2007, Astronomy & Astrophysics, 463, 445
- Mazzalay X., Rodríguez-Ardila A., Komossa S., *Demystifying the coronal line region of active galactic nuclei: spatially resolved spectroscopy with HST*, 2010, aceptado para publicación en Astrophysical Journal
- Millar T. J., Herbst E., *Organo-sulphur chemistry in dense interstellar clouds*, 1990, Astronomy & Astrophysics, 231, 466
- Miller J. S., Goodrich R. W., *Spectropolarimetry of high-polarization Seyfert 2 galaxies and unified Seyfert theories*, 1990, Astrophysical Journal, 355, 456
- Minkowski R., Wilson O. C., *Proportionality of nebular red shifts to wave length*, 1956, Astrophysical Journal, 123, 373
- Mo H., van den Bosch F., White S., *Galaxy Formation and Evolution*, 2010, Cambridge University Press, Cambridge
- Moorwood A. F. M., Oliva E., *Infrared coronal lines in active galaxies*, 1991, Messenger, 63, 57
- Moorwood A. F. M., Oliva E., *Near IR spectroscopy of active & starburst galaxies*, 1993, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 41, 305
- Moorwood A. F. M., Lutz D., Oliva E., Marconi A., Netzer H., Genzel R., Sturm E., de Graauw Th., *2.5-4.5 μm SWS spectroscopy of the Circinus galaxy*, 1996, Astronomy & Astrophysics, 315, L109
- Moorwood A. F. M., Marconi A., van der Werf P. P., Oliva E., *Origin of the coronal line emission in NGC 1068*, 1997, Astrophysics and Space Science, 248, 113
- Morris S. L., Ward M. J., *Spectrophotometry of active galaxies -I. The observations*, 1988, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 230, 639
- Mueller Sánchez F., Davies R. I., Eisenhauer F., Tacconi L. J., Genzel R., *Near IR diffraction-limited integral field SINFONI spectroscopy of the Circinus Galaxy*, 2006a, New Astronomy Reviews, 50, 439
- Mueller Sánchez F., Davies R. I., Eisenhauer F., Tacconi L. J., Genzel R., Sternberg A., *SINFONI adaptive optics integral field spectroscopy of the Circinus Galaxy*, 2006b, Astronomy & Astrophysics, 454, 481
- Mulchaey J. S., Koratkar A., Ward M. J., Wilson A. S., Whittle M., Antonucci R. R. J., *Multiwavelength tests of the dusty torus model for Seyfert galaxies*, 1994, Astrophysical Journal, 436, 586

- Mulchaey J. S., Wilson A. S., Tsvetanov Z., *An emission-line imaging survey of early-type Seyfert galaxies. II. Implications for unified schemes*, 1996, *Astrophysical Journal*, 467, 197
- Mullaney J. R., Ward M. J., *Optical emission line properties of narrow line Seyfert 1s and comparison AGN*, 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 385, 53
- Muruyama T., Taniguchi Y., *Where is the coronal line region in active galactic nuclei?*, 1998a, *Astrophysical Journal*, 497, L9
- Muruyama T., Taniguchi Y., *A new dual-component photoionization model for the narrow emission line regions in Active Galactic Nuclei*, 1998b, *Astrophysical Journal*, 503, L115
- Muruyama T., Taniguchi Y., Iwasawa K., *High-ionization nuclear emission-line region in the Seyfert galaxy Tololo 0109-383*, 1998, *Astronomical Journal*, 115, 460
- Murphy T. W., Soifer B. T., Matthews K., Kiger J. R., Armus L., *Near-infrared spectra of ultraluminous infrared galaxies*, 1999, *Astrophysical Journal*, 525, L85
- Murphy T. W., Soifer B. T., Matthews K., Armus L., Kiger J. R., *K-band spectroscopy of ultraluminous infrared galaxies: the 2 Jy sample*, 2001, *Astronomical Journal*, 121, 97
- Nagao T., Taniguchi Y., Murayama T., *High-ionization nuclear emission-line region of Seyfert galaxies*, 2000, *Astronomical Journal*, 119, 2605
- Nagao T., Murayama T., Shioya Y., Taniguchi Y., *Gas metallicity of narrow-line regions in narrow-line Seyfert 1 galaxies and broad-line Seyfert 1 galaxies*, 2002, *Astrophysical Journal*, 575, 721
- Nagao T., Murayama T., Shioya Y., Taniguchi Y., *Iron is not depleted in high-ionization nuclear emission-line regions of Active Galactic Nuclei*, 2003, *Astronomical Journal*, 125, 1729
- Nagar N. M., Oliva E., Marconi A., Maiolino R., *NGC 5506 unmasked as a narrow line Seyfert 1: a direct view of the broad line region using near-IR spectroscopy*, 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 391, L21
- Narayan R., Quataert E., *Black hole accretion*, 2005, *Science*, 307, 77
- Nazarova L. S., O'Brien P. T., Ward M. J., *The effect of an attenuated continuum on the coronal line spectrum of NGC 1068 and the Circinus galaxy*, 1999, *Astronomy & Astrophysics*, 343, 682
- Netzer H., *Forbidden iron lines in NGC 4151*, 1974, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 169, 579
- Norman C., *A classic type 2 QSO*, 2002, *Astrophysical Journal*, 571, 218
- Nussbaumer H., Storey P. J., *Forbidden emission lines of Fe VII*, 1982, *Astronomy & Astrophysics*, 113, 21
- O'Brien P. T., Bleackley P., *Coronal line emission from NLS1*, 2000, *New Astronomy Reviews*, 44, 543
- Ogle P. M., Brookings T., Canizares C. R., Lee J. C., Marshall H. L., *Testing the Seyfert unification theory: Chandra HETGS observations of NGC 1068*, 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 402, 849

- Ogle, Whysong & Antonucci, *Spitzer reveals hidden quasar nuclei in some powerful FR II radio galaxies*, 2006, *Astrophysical Journal*, 647, 161
- Oke J. B., Sargent W. L. W., *The nucleus of the Seyfert galaxy NGC 4151*, 1968, *Astrophysical Journal*, 151, 807
- Oke J. B., Lauer T. R., *An analysis of the spectra of the Seyfert galaxies Markarian 79 and I ZW 1*, 1979, *Astrophysical Journal*, 230, 360
- Oliva E., *Forbidden lines in the near infrared (1-5 μm). Their application to the study of SN's and SNR's*, 1987, *Memorie della Società Astronomica Italiana*, 58, 215
- Oliva E., *Coronal lines in active galactic nuclei*, en coloquio 159: *Emission lines in active galaxies: new methods and techniques*, 1997, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 113, 288
- Oliva E., Moorwood A. F. M., *Detection of [Si VI] 1.962 microns and new observations of infrared H, [Fe II], and H₂ line emission in the Seyfert galaxy NGC 1068*, 1990, *Astrophysical Journal*, 348, L5
- Oliva E., Salvati M., Moorwood A. F. M., Marconi A., *Size and physical conditions of the coronal line region in a nearby Seyfert 2: the Circinus galaxy*, 1994, *Astronomy & Astrophysics*, 288, 457
- Oliva E., Marconi A., Moorwood A. F. M., *Metal abundances and excitation of extranuclear clouds in the Circinus galaxy*, 1999a, *Astronomy & Astrophysics*, 342, 87
- Oliva E., Marconi A., Moorwood A. F. M., *A new method for deriving abundances of AGN narrow line clouds*, 1999b, *Astronomy & Astrophysics*, 342, 87
- Oliva E., Marconi A., Maiolino R., Testi L., Mannucci F., Ghinassi F., Licandro J., Origlia L., Baffa C., Checcucci A., Comoretto G., Gavryushev V., Gennari S., Giani E., Hunt L. K., Lisi F., Lorenzetti D., Marcucci G., Miglietta L., Sozzi M., Stefanini P., Vitali F., *NICS-TNG infrared spectroscopy of NGC 1068: the first extragalactic measurement of [P II] and a new tool to constrain the origin of [Fe II] line emission in galaxies*, 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 369, L5
- Osterbrock D. E., *Calculated [Fe X] and [Fe XIV] line strengths in a Seyfert galaxy model*, 1969, *Astrophysical Letters*, 4, 57
- Osterbrock D. E., *Spectrophotometry of Seyfert 1 galaxies*, 1977, *Astrophysical Journal*, 215, 733
- Osterbrock D. E., *Ionized gas and dust in active galactic nuclei*, 1979, *Astronomical Journal*, 84, 901
- Osterbrock D. E., *The spectrum of III Zw 77: an unusual, high ionization Seyfert 1 galaxy*, 1981, *Astrophysical Journal*, 246, 696
- Osterbrock D. E., Parker R. A. R., *Physical conditions in the nucleus of the Seyfert galaxy NGC 1068*, 1964, *Astrophysical Journal*, 141, 892
- Osterbrock D. E., Pogge R. W., *The spectra of narrow-line Seyfert 1 galaxy*, 1985, *Astrophysical Journal*, 297, 166
- Osterbrock D. E., Shaw R. A., *The relative number of Seyfert 2 galaxies. I - Spectra of emission-line galaxies in the Wasilewski field*, 1988, *Astrophysical Journal*, 327, 89

- Osterbrock D. E., Shaw R. A., Veilleux S., *Near-infrared emission-line spectra of the Orion nebula, NGC 4151, and other Seyfert galaxies*, 1990, *Astrophysical Journal*, 352, 561
- Osterbrock D. E., Martel A., *Spectroscopic study of the CfA sample of Seyfert galaxies*, 1993, *Astrophysical Journal*, 414, 552
- Osterbrock D. E., Fulbright J. P., *Near-infrared emission-line spectrum of NGC 1068*, 1996, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108, 183
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., *Astrophysics of gaseous nebulae and Active Galactic Nuclei*, 2006, University Science Books, Sausalito
- Pacholczyk A. G., Weymann R., *Proceedings of the Conference on Seyfert Galaxies and Related Objects, Held at Steward Observatory, University of Arizona, 14-16 February 1968*, *Astronomical Journal*, 73, 836
- Panessa F., Bassani L., Cappi M., Dadina M., Barcons X., Carrera F. J., Ho L. C., Iwasawa K., *On the X-ray, optical emission line and black hole mass properties of local Seyfert galaxies*, 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 455, 173
- Pelat D., Alloin D., Fosbury R. A. E., *High resolution line profiles in the Seyfert galaxy NGC 3783: the structure of the emitting regions*, 1981, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 195, 787
- Pelat D., Alloin D., Bica E., *Lines of high excitation in NGC 4151: new measurements of [Fe X] and [Fe XIV]*, 1987, *Astronomy & Astrophysics*, 182, 9
- Penston M. V., Fosbury A. E., Boksenberg A., Ward M. J., Wilson A. S., *The Fe⁹⁺ region in Active Galactic Nuclei*, 1984, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 208, 347
- Pérez-Torres M. A., Alberdi A., *Radio emission from the Sy 1.5 galaxy NGC 5033*, 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 379, 275
- Peterson B. M., *An introduction to Active Galactic Nuclei*, 1997, Cambridge University Press, Cambridge
- Peterson B. M., *Active Galactic Nuclei*, 2009, en *The emission line universe*, XVIII Canary Islands Winter School of Astrophysics, Cambridge University Press, Cambridge
- Pfefferkorn F., Boller Th., Rafanelli P., *Soft X-ray properties of a spectroscopically selected sample of interacting and isolated Seyfert galaxies*, 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 368, 797
- Phillips M. M., Osterbrock D. E., *The optical emission-line spectrum of 3C120*, 1975, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 87, 949
- Piconcelli E., Jimenez-Bailón E., Guianazzi M., Schartel N., Rodríguez-Pascual P. M., Santos-Lleó M., *The XMM-Newton view of PG quasars - I. X-ray continuum and absorption*, 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 432, 15
- Pier E. A., Voit G. M., *Photoevaporation of dusty clouds near active galactic nuclei*, 1995, *Astrophysical Journal*, 450, 628
- Pogge R. W., Owen J. M., 1993, Reporte interno de Ohio State University, 93-01

- Pogge R. W., *Narrow-line Seyfert 1s: 15 years later*, 2000, *New Astronomy Reviews*, 44, 381
- Porquet D., Dumont A., 1999, *Constraints on the Warm Absorber from the iron coronal lines in Seyfert 1 galaxies*, 1999, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 175, 359
- Porquet D., Dumont A.M., Collin S., Mouchet M., *The warm absorber constrained by the coronal lines in Seyfert 1 galaxies*, 1999, *Astronomy & Astrophysics*, 341, 58
- Prieto M. A., Viegas S., *The coronal line spectrum of the brightest Seyfert galaxies as seen by ISO*, 2000a, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 9, 324
- Prieto M. A., Viegas S. M., *On the ionizing continuum in Active Galactic Nuclei: clues from the Infrared Space Observatory*, 2000b, *Astrophysical Journal*, 532, 238
- Prieto M. A., Pérez García A. M., Rodríguez Espinosa J. M., *On the relation between the IR continuum and the active galactic nucleus in Seyfert galaxies*, 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 377, 60
- Prieto M. A., Pérez García A. M., Rodríguez Espinosa J. M., *On the relation between the coronal line emission and the infrared/X-ray emission in Seyfert galaxies*, 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 329, 309
- Prieto A., Meisenheimer K., Marco O., Reunanen J., Contini M., Clenet Y., Davies R. I., Gratadour D., Henning Th. Klaas U., Leinert Ch., Lutz D., Rouan D., Thatte N., *Unveiling the central parsec region of an Active Galactic Nucleus: the Circinus nucleus in the near-infrared with the Very Large Telescope*, 2004, *Astrophysical Journal*, 614, 135
- Prieto M. A., Marco O., Gallimore J., *Morphology of the coronal line region in Active Galactic Nuclei*, 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 364, L28
- Rafter S. E., Crenshaw D. M., Wiita P. J., *Radio properties of low-redshift Broad Line Active Galactic Nuclei*, 2009, *Astronomical Journal*, 137, 42
- Ramos-Almeida C., Pérez García A. M., Acosta-Pulido J.A., Rodríguez Espinosa J.M., Barrena R., Manchado A., *The Narrow Line Region of the Seyfert 2 galaxy Mrk 78. An infrared view*, 2006, *Astrophysical Journal*, 645, 148
- Ramos-Almeida C., Pérez García A. M., Acosta-Pulido J.A., González-Martín, *Unveiling the Narrow-Line Seyfert 1 nature of Markarian 573 using near-infrared spectroscopy*, 2008, *Astrophysical Journal*, 680, L17
- Rawlings S., Saunders R., *Evidence for a common central-engine mechanism in all extragalactic radio sources*, 1991, *Nature*, 349, 138
- Rees M., *Black hole models for active galactic nuclei*, 1984, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 22, 741
- Reunanen J., Kotilainen J. K., Prieto M. A., *Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies -I. First results*, 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 331, 154
- Reunanen J., Kotilainen J. K., Prieto M. A., *Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies -II. Molecular content and coronal emission*, 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 343, 192

- Richards G. T., et al., *Spectral energy distributions and multiwavelength selection of Type 1 quasars*, 2006, The Astrophysical Journal Supplement Series, 166, 470
- Riffel R., Rodríguez-Ardila A., Pastoriza M. G., *A 0.8-2.4 μm spectral atlas of Active Galactic Nuclei*, 2006, Astronomy & Astrophysics, 457, 61
- Riffel R. A., Storchi-Bergmann T., *Compact molecular disc and ionized gas outflows within 350 pc of the active nucleus of Mrk 1066*, 2010, Aceptado para publicación en Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, arXiv: 1009.4832
- Rix H.-W., Rieke G., Rieke M., Carleton N. P., *Probing intermediate Seyfert galaxies by Pa(beta) spectroscopy*, 1990, Astrophysical Journal, 363, 480
- Roberts M. S., *The content of the galaxies: stars and gas*, 1963, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 1, 149
- Rodríguez-Ardila A., Viegas S. M., Pastoriza M., Prato L., *Infrared Fe II emission in narrow line Seyfert 1 galaxies*, 2002a, Astrophysical Journal, 565, 140
- Rodríguez-Ardila A., Viegas S. M., Pastoriza M., Prato L., *Near-infrared coronal lines in narrow-line Seyfert 1 galaxies*, 2002b, Astrophysical Journal, 579, 214
- Rodríguez-Ardila A., Contini M., Viegas S. M., *The continuum and narrow-line region of the narrow-line Seyfert 1 galaxy Mrk 766*, 2005, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 357, 220
- Rodríguez-Ardila A., Prieto M. A., Viegas S. M., Gruenwald R., *Outflow of very ionized gas in the centers of Seyfert galaxies: kinematics and physical conditions*, 2006, Astrophysical Journal, 653, 1098
- Rosino L., Benetti S., Iijima T., Rafanelli P., Della Valle M., *Spectroscopic observations of Nova V443 Scuti 1989*, 1991, Astronomical Journal, 101, 1807
- Rush B., Malkan M. A., Spinoglio L., *The extended 12 micron galaxy sample*, 1993, Astrophysical Journal Supplement Series, 89, 1
- Rush B., Malkan M. A., Fink H. H., Voges W., *Soft X-ray properties of Seyfert galaxies in the Rosat all-sky survey*, 1996, Astrophysical Journal, 471, 190
- Sambruna R. M., Brandt, W. N., Chartas, G., Netzer, H., Kaspi, S., et al. *X-Ray imaging of the Seyfert 2 galaxy Circinus with Chandra*, 2001, Astrophysical Journal Letters, 546, L9
- Scharwächter J., Eckart A., Pfalzner S., Saviane I., Zuther J., *The nearby QSO host I Zw 1: the stellar disk and adjacent objects*, 2007, Astronomy & Astrophysics, 469, 913
- Schlegel D. J., Finkbeiner S. P., Davis M., *Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds*, 1998, Astrophysical Journal, 500, 525
- Schlesinger K., Pogge F. W., Martini P., Shields J. C., Fields D., *The nuclear outflows and feedback in the Seyfert 2 galaxy Markarian 573*, 2009, Astrophysical Journal, 699, 857
- Schmidt M., *3C 273: a star-like object with large red-shift*, 1963, Nature, 197, 1040

- Schmitt H. R., Storchi-Bergmann T., *Anisotropic high-excitation emission and chemical abundances in the Seyfert 2 galaxy NGC 5643*, 1994, *Astrophysical Journal*, 423, 237
- Schmitt H. R., *The difference between the narrow-line regions of Seyfert 1 and Seyfert 2 galaxies*, 1998, *Astrophysical Journal*, 506, 647
- Schmitt J. H. M. M., Wichmann R., *Ground-based observation of emission lines from the corona of a red-dwarf star*, 2001, *Nature*, 412, 508
- Schmitt H. R., Antonucci R. R. J., Ulvestad J. S., Kinney A. L., Clarke C. J., Pringle J. E., *Testing the Unified Model with an infrared-selected sample of Seyfert galaxies*, 2001, *Astrophysical Journal*, 555, 663
- Schinnerer E., Eckart A., Tacconi L. J., *Molecular gas and star formation in the host galaxy of the QSO I Zw1*, 1998, *Astrophysical Journal*, 500, 147
- Schinnerer E., Eckart A., Tacconi L. J., *The nuclear stellar cluster in the Seyfert 1 galaxy NGC 3227: high angular resolution near-infrared imaging and spectroscopy*, 2001, *Astrophysical Journal*, 549, 254
- Schneider P., *Extragalactic Astronomy and Cosmology*, 2006, Springer, Berlín
- Seyfert C., *Nuclear emission in spiral nebulae*, 1943, *Astrophysical Journal*, 97, 28
- Shi Y., Rieke G. H., Neugebauer G., Blaylock M., Rigby J., Egami E., Gordon K. D., Alonso-Herrero A., *Far-infrared observations of radio quasars and FR II radio galaxies*, 2005, *Astrophysical Journal*, 629, 88
- Shields G. A., Oke J. B., *The emission-line spectrum of NGC 1068*, 1975, *Astrophysical Journal*, 197, 5
- Shinozaki K., Miyaji T., Ishisaki Y., Ueda Y., Ogasaka Y., *Spectral statistics and local luminosity function of a complete hard X-Ray sample of the brightest Active Galactic Nuclei*, 2006, *Astronomical Journal*, 131, 2843
- Shuder J. M., *The optical spectra of narrow-line X-ray galaxies*, 1980, *Astrophysical Journal*, 240, 32
- Shuder J. M., Osterbrock D. E., *Empirical results from a study of Active Galactic Nuclei*, 1981, *Astrophysical Journal*, 250, 55
- Smith N., Silverman J. M., Chornock R., Filippenko A. V., Wang X., Li W., Ganeshalingam M., Foley R. J., Rex J., Steele T. N., *Coronal lines and dust formation in SN 2005ip: not the brightest, but the hottest type II in supernova*, 2009, *Astrophysical Journal*, 695, 1334
- Sparke L., & Gallagher J., *Galaxies in the universe*, 2000, Cambridge University Press, New York
- Spinoglio L., Malkan M.A., *Infrared line diagnostics of Active Galactic Nuclei*, 1992, *Astrophysical Journal*, 399, 504
- Spoon H. W. W., Armus L. L., Marshall J. A., Bernard-Salas J., Farrah D., Charmandaris V., Kent B. R., *High-velocity neon line emission from the ULIRG IRAS F001837111: revealing the optically obscured base of a nuclear outflow*, 2009, *Astrophysical Journal*, 693, 1223

- Spoon H. W. W., Holt J., *Discovery of strongly blue shifted mid-infrared [Ne III] and [Ne V] emission in ULIRGs*, 2009, arXiv:0907.4370
- Stepanian J. A., Benitez E., Krongold Y., Cruz-Gonzalez I., de Diego J. A., Chavushyan V., Mujica R., Dultzin-Hacyan D., Verdugo T., *A Multiwavelength study of NLS1s galaxies from the Second Byurakan Survey*, 2003, *Astrophysical Journal*, 588, 746
- Storchi-Bergmann T., Pastoriza M. G., *On the metal abundance of low-activity galactic nuclei*, 1989, *Astrophysical Journal*, 347, 195
- Storchi-Bergmann T., Bica E., Pastoriza M. G., *The stellar population and emitting gas in the inner 2-5 kpc for a sample of nine Seyfert 2 galaxies*, 1990, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 245, 749
- Storchi-Bergmann T., Wilson A. S., Mulchaey J. S., Binette L., *Excitation and temperature of extended gas in active galaxies. I. Observations*, 1996, *Astronomy & Astrophysics*, 312, 357
- Storchi-Bergmann T., Winge C., Ward M. J., Wilson A. S., *Extended gas in Seyfert galaxies: near-infrared observations of NGC 2110 and Circinus*, 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 304, 35
- Storchi-Bergmann T., McGregor P. J., Riffel R. A., Simões Lopez R., Beck T., Dopita M., *Feeding versus feedback in NGC 4151 probed with Gemini NIFS. I. Excitation*, 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 394, 1148
- Stoughton C., Lupton R. H., Bernardi M., et al., *Sloan Digital Sky Survey early data release*, 2002, *Astronomical Journal*, 123, 485
- Sturm E., Lutz D., Verma A., Netzer H., Sternberg A., Moorwood A. F. M., Oliva E., Genzel R., *Mid-infrared line diagnostics of active galaxies - A spectroscopic AGN survey with ISO-SWS*, 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 393, 821
- Sulentic J. W., Bachev R., Marziani P. R., Negrete C. A., Dultzin D., *C IV $\lambda 1549$ as an eigenvector 1 parameter for active galactic nuclei*, 2007, *Astrophysical Journal*, 666, 757
- Swings P., *Edlén's identification of the coronal lines with forbidden lines of Fe X, XI, XIII, XIV, XV; Ni XII, XIII, XV, XVI; Ca XII, XIII, XV; A X, XIV*, 1943, *Astrophysical Journal*, 98, 116
- Tadhunter C. N., Fosbury R. A. E., di Serego Alighieri S., Bland J., Danziger I. J., Goss, W. M., *Very extended ionized gas in radio galaxies. IV - PKS 2152-69*, 1988, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 235, 403
- Taylor M. D., Tadhunter C. N., Robinson T. G., *The structure of the narrow-line region in Cygnus A*, 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 342, 995
- Terashima Y., Ho L. C., Ptak A. F., *Hard X-Ray emission and the ionizing source in LINERs*, 2000, *Astrophysical Journal*, 539, 161
- Terashima Y., Ho L. C., Ptak A. F., Mushotzky R. F., Serlemitsos P. J., Yaqoob T., Kunieda H., *ASCA observations of Type 2 LINERs: evidence for a stellar source of ionization*, 2000, *Astrophysical Journal*, 533, 729

- Thompson R. I., *High-resolution near-infrared spectra of NGC 4151: line and continuum analysis*, 1995, *Astrophysical Journal*, 445, 700
- Thompson R. I., *Si X forbidden emission in NGC 1068 and NGC 7469*, 1996, *Astrophysical Journal*, 459, L61
- Thompson R. I., Chary R.-R., Corbin M., Epss H., *The location of the nucleus and the morphology of emission line regions in NGC 1068*, 2001, *Astrophysical Journal*, L97, 2001
- Thornton R. J., Stockton A., Ridgway S. E., *Optical and near-infrared spectroscopy of Cygnus A*, 1999, *Astronomical Journal*, 118, 1461
- Tingay S. J., Jauncey D. L., King E. A., Tzioumis A. K., Lovell J. E. J., Edwards P. G., *ATCA monitoring observations of 202 compact radio sources in support of the VSOP AGN Survey*, 2005, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 55, 351
- Torresi E., Grandi P., Guainazzi M., Palumbo, G. G. C., Ponti G., Bianchi S., *3C 33: another case of photoionized soft X-ray emission in radio galaxies*, 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 498, 61
- Tran H. D., Cohen M. H., Villar-Martin M., *Keck observations of the hidden quasar IRAS P09104+4109*, 2000, *Astronomical Journal*, 120, 562
- Ueda Y., Ishisaki Y., Takahashi T., Marishina K., Ohashi T., *The ASCA medium sensitivity survey (the GIS catalog project): source catalog II*, 2005, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 161, 185
- Ulrich M.-H., Comastri A., Komossa S., Crane P., *The steep spectrum quasar PG1404+226 with ASCA, HST and ROSAT*, 1999, *Astronomy & Astrophysics*, 350, 816
- Vanden Berk D. E., et al., *Composite quasar spectra from the Sloan Digital Sky Survey*, 2001, *Astronomical Journal*, 122, 549
- Veilleux S., Osterbrock D., *Spectral classification of emission-line galaxies*, 1987, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 63, 295
- Veilleux S., *A search for variations of [Fe VII] λ 6087 and [Fe X] λ 6375 in high-ionization Seyfert galaxies*, 1988, *Astronomical Journal*, 95, 1695
- Veilleux S., *A study of the structure and kinematics of the narrow-line region in Seyfert galaxies. I. Atlas of line profiles*, 1991a, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 75, 357
- Veilleux S., *A study of the structure and kinematics of the narrow-line region in Seyfert galaxies. II. Analysis of line profiles*, 1991b, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 75, 383
- Veilleux S., *The line emitting regions of the exceptional Seyfert galaxy Markarian 359*, 1991c, *Astrophysical Journal*, 368, 158
- Veilleux S., Sanders D. B., Kim D.-C., *A Near-Infrared search for hidden Broad-Line Regions in Ultraluminous Infrared Galaxies*, 1997, *Astrophysical Journal*, 484, 92
- Veilleux S., Sanders D. B., Kim D.-C., *New results from a near-infrared search for hidden broad-line regions in Ultraluminous Infrared Galaxies*, 1999, *Astrophysical Journal*, 522, 139

- Véron M. P., *On the width and profile of nuclear emission lines in galaxies*, 1981, *Astronomy & Astrophysics*, 100, 12
- Véron P., Gonçalves A. C., Véron-Cetty M.-P., *AGNs with composite spectra*, 1997, *Astronomy & Astrophysics*, 319, 52
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., Gonçalves A. C., *A spectrophotometric atlas of Narrow-Line Seyfert 1 galaxies*, 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 372, 730
- Véron-Cetty M.-P., Joly M., Véron P., *The unusual emission line spectrum of I Zw 1*, 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 417, 515
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., *A catalogue of quasars and active nuclei: 12th edition*, 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 455, 773
- Véron-Cetty M.-P., Joly A., Véron P., Boroson T., Lipari S., Ogle P., *The emission spectrum of the strong Fe II emitter BAL Seyfert 1 galaxy IRAS 07598+6508*, 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 451, 851
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., *A catalogue of quasars and active nuclei: 13th edition*, 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 518, A10
- Viegas-Aldrovandi S., Contini M., *Composite models for the narrow emission-line region of active galactic nuclei*, 1989, *Astronomy & Astrophysics*, 215, 253
- Villar-Martín M., Binette L., *Ca depletion and the presence of dust in large scale nebulosities in radiogalaxies. I.*, 1996, *Astronomy & Astrophysics*, 309, 97
- Villar-Martín M., De Young D., Alonso-Herrero A., Allen M., Binette L., *Shocks and dust survival in nearby active galaxies: implications for the alignment effect*, 2001, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 328, 848
- Voges W., Aschenbach B., Boller T., et al., *The ROSAT all-sky survey bright source catalogue*, 1999, *Astronomy & Astrophysics*, 349, 389
- Vrtilek J. M., Carleton N. P., *Seyfert galaxy narrow-line regions. I - Observations of forbidden [O III] λ 5007*, 1985, *Astrophysical Journal*, 294, 106
- Wagner R. M., *Point source spectroscopy*, 1992, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 23, 160
- Wagner S. J., *Coronal lines from the BLR, NLR and ENLR*, 1997, en *Emission lines in active galaxies: new methods and techniques*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 113, 298
- Ward M., Morris S., *The reddenning and high-excitation emission lines in NGC 3783*, 1984, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 207, 867
- Ward M. J., Done C., Fabian A. C., Tennant A. F., Shafer R. A., *X-ray observations of IRAS selected Seyfert galaxies and obscuration of the Broad-Line Region*, 1988, *Astrophysical Journal*, 324, 767
- Ward M. J., Blanco P. R., Wilson A. S., Nishida M., *Infrared spectroscopy of Cygnus A: implications for the obscured active nucleus*, 1991, *Astrophysical Journal*, 382, 115

- Weedman D. W., Hao L., Higdon S. J. U., Devost D., Wu Y., Charmandaris V., Brandl B., Bass E., Houck J. R., *Mid-Infrared spectra of classical AGNs observed with the Spitzer Space Telescope*, 2005, *Astrophysical Journal*, 633, 706
- White R. L., Becker R. H., *A new catalog of 30239 1.4 GHz sources*, 1992, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 79, 331
- White R. L., Becker R. H., Helfand D. J., Gregg M. D., *A catalog of 1.4 GHz radio sources from the FIRST survey*, 1997, *Astrophysical Journal*, 475, 479
- Whittle M., *The narrow line region of active galaxies. III - Profile comparisons*, 1985, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 216, 817
- Whittle M., Rosario D. J., Silverman J. D., Nelson C. H., Wilson, A. S., *Jet-Gas interaction in Markarian 78. II. Ionization mechanisms*, 2005, *Astronomical Journal*, 129, 104
- Wilkes B. J., *Studies of broad emission line profiles in QSOs. II - Properties of a large, predominantly radio selected sample*, 1986, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 218, 331
- Williams R. J., Pogge R. W., Mathur S., *Narrow-Line Seyfert 1 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey early data release*, 2002, *Astronomical Journal*, 124, 3042
- Wilson A. S., Penston M. V., Fosbury R. A. E., Boksenberg A., *The optical spectrum and morphology of the probable X-ray galaxy NGC 5506 (3U 1410-03)*, 1976, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 177, 673
- Wilson A. S., *X-ray galaxies*, 1979, *Proceedings of the Royal Society*, A366, 461
- Wilson A. S., Nath B., *A survey of the profiles of narrow emission lines in Seyfert galaxies*, 1990, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 74, 731
- Woltjer L., *Emission nuclei in galaxies*, 1959, *Astrophysical Journal*, 130, 38
- Wu X.-B., Han J. L., *On black hole masses, radio-loudness and bulge luminosities of Seyfert galaxies*, 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 380, 31
- Xu C., Livio M., Baum S., *Radio-loud and radio-quiet Active Galactic Nuclei*, 1999, *Astrophysical Journal*, 118, 1169
- York D. G., et al., *The Sloan Digital Sky Survey: technical summary*, 2000, *Astronomical Journal*, 120, 1579
- Young A. J., Wilson A. S., Shopbell P. L., *A Chandra X-Ray study of NGC 1068. I. Observations of extended emission*, 2001, *Astrophysical Journal*, 556, 6
- Young P. R., Berrington K. A., Lobel A., *Fe VII lines in the spectrum of RR telescopi*, 2005, *Astronomy & Astrophysics* 432, 665
- Zakamska N. L., et al., *Candidate type II quasars from the Sloan Digital Sky Survey. I. Selection and optical properties of a sample at $0.3 < z < 0.83$* , 2003, *Astronomical Journal*, 126, 2125

- Zuther J., Iserlohe C., Pott J.-U., Eckart A., Voges W., *VLT-SINFONI observations of Mrk 609 - A showcase for X-ray active galaxies chosen for a sample of AGN suitable for adaptative optics observations with natural guide stars*, 2006, *New Astronomy Reviews*, 49, 508
- Zuther J., Iserlohe C., Pott J.-U., Bertram T., Fischer S., Voges W., Hasinger G., Eckart A., *Mrk 609: Resolving the circumnuclear structure with near-infrared integral field spectroscopy*, 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 466, 451