

# Los parsecs más internos de las galaxias activas

por Ximena Mazzalay

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física  
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de  
Doctor en Astronomía de la

Universidad Nacional de Córdoba

Diciembre, 2010

©FaMAF – UNC 2010

*Director:* Alberto Rodríguez Ardila

*Co-director:* María Victoria Alonso



---

## Resumen

Los *núcleos activos de galaxias* o AGNs son considerados los objetos más luminosos del Universo. Estos emiten energía a lo largo de todo el espectro electromagnético, la cual es capaz de superar por varios órdenes de magnitud (hasta 3) a la liberada por el resto de la galaxia. Se cree que esta energía es producida por material ubicado en un disco de acreción alrededor de un agujero negro supermasivo central. Gran parte de la investigación sobre estos objetos llevada a cabo en las últimas tres décadas está dedicada al entendimiento de la fuente central y sus efectos en el gas que la rodea. Con el objetivo de contribuir a estos estudios, en la presente tesis se analizan los parsecs más internos de galaxias activas.

En la primera parte de esta tesis se estudian las líneas de emisión, en particular, las producidas por átomos altamente ionizados conocidas como *líneas coronales* (CLs). Si bien el gas emisor de CLs representa una de las componentes gaseosas claves de los núcleos activos, hasta el momento su naturaleza y su origen preciso permanece incierto. Esto se debe principalmente al hecho de que estas líneas son generalmente emitidas en regiones relativamente compactas y, por lo tanto, no pueden ser estudiadas de manera espacialmente resuelta con las técnicas observacionales utilizadas comúnmente. Sólo recientemente, a través del Telescopio Espacial Hubble (HST) y de espectroscopia de campo integral operando conjuntamente con sistemas de óptica adaptativa en telescopios con base en la Tierra, ha sido posible resolver la región emisora de CLs (CLR).

Con el fin de tener una mejor comprensión de la CLR e intentar explicar los mecanismos físicos que la originan, se analizaron espectros ópticos de ranura larga obtenidos con el *Space Telescope Imaging Spectrograph* (STIS) de una muestra de diez galaxias Seyfert. La alta resolución espacial alcanzada con STIS ( $\sim 5 \text{ pc pix}^{-1}$  para los objetos más cercanos) permitió resolver la CLR y obtener información clave sobre la cinemática del gas emisor de CLs, medir directamente su escala espacial y estudiar los mecanismos que llevan a la emisión de las líneas de alta ionización. Se encontraron CLR que se extienden desde apenas unos pocos parsecs ( $\sim 10 \text{ pc}$ ) hasta regiones con radios de  $\sim 230 \text{ pc}$ . Los perfiles de las CLs varían fuertemente con la distancia al núcleo, observándose picos dobles o múltiples en algunas regiones particulares. Los corrimientos en longitud de onda de los picos de las líneas, tanto hacia el rojo como hacia el azul, alcanzan típicamente valores correspondientes a velocidades de  $500 \text{ km s}^{-1}$ , e incluso velocidades mayores ( $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ ) en algunas

galaxias. En general, las curvas de velocidades derivadas para las CLs siguen los mismos patrones que las curvas de líneas de menor ionización como [O III]. A partir de una comparación directa entre la emisión en radio observada en algunas de estas galaxias y sus CLs se encontró que la presencia o ausencia de CLs, su intensidad y su cinemática no parecen escalar de ninguna manera obvia y fuerte con las propiedades de radio. Además, la similitud de las distribuciones de flujo y cinemática de las CLs y líneas de menor ionización, las bajas temperaturas derivadas para el gas y el éxito de los modelos de fotoionización para reproducir, dentro de un pequeño factor, las razones de líneas observadas sugieren que el mecanismo principal que produce las CLs es la fotoionización por una fuente central.

Teniendo en cuenta que los resultados obtenidos a partir de STIS son limitados, ya que sólo permiten analizar el gas en una dirección particular, el estudio de las CLs fue profundizado para el caso de la galaxia Seyfert 2 NGC 1068 a partir de datos de espectroscopia de campo integral en las bandas J (1.15–1.31  $\mu\text{m}$ ),  $K_{\text{short}}$  (1.92–2.33  $\mu\text{m}$ ) y  $K_{\text{long}}$  (2.10–2.51  $\mu\text{m}$ ). Estos fueron obtenidos en el telescopio de 8.1 m Gemini Norte con el espectrógrafo de campo integral NIFS, operando conjuntamente con el módulo de óptica adaptativa ALTAIR, permitiendo obtener resoluciones espaciales similares a las logradas HST pero con una cobertura espacial total de los  $350 \times 350$  pc más internos de esta galaxia. A partir de estos fue posible tener una visión 3D de la CLR de NGC 1068, a través de la construcción de un mapa detallado del material emisor que rodea al núcleo, y obtener información acerca de la morfología, cinemática y propiedades físicas del gas emisor de CLs. La morfología de las CLs en NGC 1068 es muy inhomogénea y asimétrica. Los mapas de emisión son elongados en la dirección NE–SW. Existe una tendencia de que el gas localizado hacia el NE del núcleo tenga velocidades menores a la velocidad sistémica de la galaxia y el gas ubicado hacia el SW a tener velocidades mayores. A partir de la comparación de la emisión de CLs con la emisión en radio se encontraron evidencias de que la morfología y la cinemática del gas emisor de CLs están relacionadas con el jet observado en radio en el núcleo NGC 1068. Estas evidencias no fueron observadas en los datos STIS de esta galaxia, poniendo de manifiesto la importancia de contar con una buena cobertura espacial. Además, los mapas de razones de líneas analizados sugieren la presencia de choques producidos por la interacción del jet y el gas que lo rodea, los cuales parecen jugar un papel importante en la emisión de las CLs en esta galaxia.

En la última parte de esta tesis se estudia la emisión continua proveniente de AGNs y, a partir de ésta, se explora una de las estructuras más cercanas al agujero negro central: el toro de polvo postulado por el modelo unificado de AGNs. En particular se analiza el extraordinario espectro continuo óptico–infrarrojo exhibido por la galaxia Seyfert de líneas estrechas Mrk 1239. Para reproducir adecuadamente el continuo de esta galaxia fue necesario incluir una función de Plank correspondiente a una temperatura  $T = 1200$  K para dar cuenta del importante exceso de emisión respecto del continuo subyacente descrito por una ley de potencia. Este exceso es interpretado en términos de polvo muy caliente, que se encuentra cerca de su temperatura de sublimación, muy probablemente localizado en las capas superiores del toro y cerca del ápex de las regiones de dispersión polares. Si esta hipótesis es correcta entonces Mrk 1239 provee evidencia espectroscópica adicional de la presencia del toro putativo del modelo unificado de AGNs.

Los resultados obtenidos en esta tesis refuerzan la necesidad de estudios similares en una muestra con mayor número de objetos, lo que permitirá tener una comprensión más clara de los procesos altamente energéticos que ocurren en las regiones centrales de los AGNs.

---

## Abstract

Active galactic nuclei or AGNs are considered the most luminous sources in the Universe. These objects emit energy over the entire electromagnetic spectrum, with a total energy output that can exceed by several orders of magnitude (up to 3) the one released by the rest of the galaxy. It is believed that this energy is produced by material located in an accretion disk around a central supermassive black hole. Much of the research about these objects carried out in the last three decades has focused in the understanding of the central source and its effects in the surrounding gas. With the aim of contributing to these studies, the present thesis analyzes the innermost parsecs of active galaxies.

The first part of this thesis is devoted to the study of emission lines, in particular those emitted by very highly ionized atoms known as *coronal lines* (CLs). Although the CL gas represents one of the key gaseous components of the active nucleus, so far its nature and precise origin remains uncertain. This is mainly due to the fact that these lines are usually emitted in relatively compact regions and, therefore, can not be studied in a spatially resolved manner with the observational techniques commonly used. Only recently, by means of Hubble Space Telescope (HST) and ground-based integral field spectroscopy operating in conjunction with adaptive optics systems, it has been possible to resolve the coronal line region (CLR).

In order to have a better understanding of the CLR and try to explain the physical mechanisms that give rise to the CLs, we analyzed long-slit optical spectra obtained with the Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS) of a sample of ten Seyfert galaxies. The high spatial resolution provided by STIS ( $\sim 5 \text{ pix pc}^{-1}$  for the closest objects) allowed us to resolve the CLR and obtain key information about the kinematics of the CL gas, measure directly its spatial scale, and study the mechanisms that drive the high-ionization lines. We find CLR extending from just a few parsecs ( $\sim 10 \text{ pc}$ ) up to  $\sim 230 \text{ pc}$  in radius. The CL profiles strongly vary with the distance to the nucleus, showing double or multiple peaks in some particularly regions. Line peak shifts, both redshift and blueshift, typically reached  $500 \text{ km s}^{-1}$ , and even higher velocities ( $1000 \text{ km s}^{-1}$ ) in some of the galaxies. In general, CLs follow the same pattern of rotation curves as low-ionization lines like [O III]. From a direct comparison between the radio and the CL emission we find that neither the strength nor the kinematics of the CLs scales in any obvious and strong way with the radio jets. Moreover, the similarity of the flux distributions and kinematics of

the CLs and low-ionization lines, the low temperatures derived for the gas, and the success of photoionization models to reproduce, within a factor of a few, the observed line ratios, point towards photoionization as the main driving mechanism of CLs.

Given that the results obtained from STIS are limited, since they only allow the analysis of the gas in a particular direction, the study of the CLs was extended in the case of the Seyfert 2 galaxy NGC 1068 by means of integral field spectroscopy data in the J (1.15–1.31  $\mu\text{m}$ ),  $K_{\text{short}}$  (1.92–2.33  $\mu\text{m}$ ) and  $K_{\text{long}}$  (2.10–2.51  $\mu\text{m}$ ) bands. This data was obtained with the NIFS integral field spectrograph at the 8.1 m telescope Gemini North, operating in conjunction with the adaptive optics module ALTAIR, allowing us to obtain similar spatial resolutions to those achieved with HST but with a total spatial coverage of the innermost  $350 \times 350$  parsecs of this galaxy. Through the construction of detailed maps of the emitting material surrounding the nucleus it was possible to have a 3D vision of the CLR of NGC 1068 and obtain information about the morphology, kinematics and physical properties of the CL gas. The morphology of the CLR of NGC 1068 is very inhomogeneous and asymmetric. The emission–line maps are elongated in the NE–SW direction. There is a tendency for the gas located to the NE of the nucleus to have lower velocities than the systemic velocity of the galaxy and the gas located to the SW to have higher velocities. From the comparison of the CL and radio emission we find evidences that the morphology and kinematics of the CL gas is related to the radio jet observed in the nucleus of NGC 1068. These evidences were not observed with the STIS data, highlighting the importance of good spatial coverage. In addition, the line–ratio maps analyzed suggest that the presence of shocks, produced by the interaction of the jet with the surrounding gas, play an important role in the CL emission of this galaxy.

In the latter part of this thesis we study the continuum emission from AGNs and, from this, we explore one of the structures located closest to the central black hole: the dusty torus postulated by the unified model of AGNs. In particular, we analyze the outstanding optical–infrared continuum exhibited by the NLS1 galaxy Mrk 1239. To properly reproduce the continuum of this galaxy it was necessary to include a Plank distribution of  $T = 1200$  K, to account the strong excess of emission over a featureless continuum of power law. This excess is interpreted in terms of very hot dust, near its sublimation temperature, very likely located both in the upper layers of the torus and close to the apex of the polar scattering region. If this hypothesis is correct then Mrk 1239 provides additional spectroscopic evidence of the presence of the putative torus of the unified model of AGNs.

The results obtained in this work reinforce the need for similar studies in a sample with a higher number of objects, which will allow to have a clearer understanding of the highly energetic processes occurring in the central regions of AGNs.

# Índice general

<b>1. Galaxias activas</b>	<b>1</b>
1.1. Galaxias Seyfert . . . . .	2
1.2. El motor central del AGN y el modelo unificado . . . . .	6
1.3. Importancia del estudio de los núcleos activos . . . . .	8
1.4. Esquema general de esta tesis . . . . .	9
<b>2. La región de líneas coronales en AGNs</b>	<b>11</b>
<b>3. Una mirada con el telescopio espacial Hubble</b>	<b>17</b>
3.1. Selección de la muestra, observaciones y tratamiento de los datos . . .	18
3.2. Distribuciones de flujo y extensión de la región de líneas coronales . .	23
3.2.1. Mrk 573 . . . . .	24
3.2.2. NGC 1068 . . . . .	29
3.2.3. Mrk 3 . . . . .	34
3.2.4. NGC 4151 . . . . .	38
3.2.5. NGC 4507 . . . . .	40
3.2.6. NGC 3081 . . . . .	44
3.2.7. NGC 3227, Mrk 348, NGC 5643 y NGC 7682 . . . . .	46
3.3. La cinemática del gas emisor de líneas coronales . . . . .	50
3.3.1. Mrk 573 . . . . .	51

---

3.3.2.	NGC 1068 . . . . .	53
3.3.3.	Mrk 3 . . . . .	56
3.3.4.	NGC 4151 . . . . .	58
3.3.5.	NGC 4507 . . . . .	62
3.3.6.	NGC 3081 . . . . .	64
3.4.	Desmitificando la región de líneas coronales de AGNs . . . . .	66
3.4.1.	Resumen de los principales resultados obtenidos . . . . .	66
3.4.2.	El origen de la emisión de líneas coronales . . . . .	68
3.4.3.	Extinción: el caso de NGC 1068 . . . . .	81
3.5.	Resumen y conclusiones . . . . .	82
<b>4.</b>	<b>Una visión 3D de la región de líneas coronales de NGC 1068</b>	<b>85</b>
4.1.	Espectroscopia de campo integral . . . . .	86
4.1.1.	Gemini Near-infrared Integral Field Spectrometer . . . . .	87
4.2.	Observaciones y reducción de datos . . . . .	90
4.3.	El espectro infrarrojo de NGC 1068 . . . . .	91
4.3.1.	Medición de las líneas de emisión . . . . .	91
4.4.	Morfología y extensión del gas emisor de líneas coronales . . . . .	95
4.5.	Cinemática del gas . . . . .	102
4.6.	Mapas de razones de líneas . . . . .	111
4.6.1.	La razón [Si VII]/[Si VI] . . . . .	112
4.6.2.	El rol de los choques en la emisión de [Fe II] . . . . .	115
4.7.	Origen de la emisión de líneas coronales en NGC 1068 . . . . .	118
4.8.	Resumen y conclusiones . . . . .	119
<b>5.</b>	<b>La emisión continua de la galaxia activa Mrk 1239</b>	<b>121</b>
5.1.	Introducción . . . . .	121

---

5.1.1. Origen de la emisión infrarroja . . . . .	122
5.2. El espectro infrarrojo de Mrk 1239: ¿evidencia directa del toro? . . . .	124
5.2.1. Observaciones, reducción de datos y resultados . . . . .	125
5.2.2. La extinción interna en Mrk 1239 y la emisión del continuo . .	128
5.2.3. Las componentes del continuo NIR de Mrk 1239 . . . . .	130
5.2.4. La hipótesis de polvo caliente . . . . .	133
5.3. Resumen . . . . .	136
<b>6. Comentarios finales</b>	<b>138</b>
<b>A. Figuras adicionales</b>	<b>143</b>
<b>Referencias</b>	<b>148</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>162</b>

# Índice de figuras

1.1. Comparación de los espectros ópticos de galaxias Seyfert tipo 1 y tipo 2	5
1.2. Esquema de las componentes centrales de los AGNs.	7
2.1. Espectro óptico de NGC 3081	13
2.2. Espectro infrarrojo de Mrk 573	14
2.3. Comparación de los perfiles de varias líneas coronales observadas en Akn 564 y Mrk 1239.	15
3.1. Espectro bidimensional STIS de NGC 1068	19
3.2. Imagen de emisión de [O III] y contornos de rayos-X de Mrk 573.	25
3.3. Flujo de las principales líneas de emisión medidas en Mrk 573 como función de la distancia proyectada al núcleo.	26
3.4. Ajuste de los perfiles de [O I] y [Fe X] observados en el núcleo y las regiones adyacentes de Mrk 573.	28
3.5. Imagen de radio y emisión de [O III] de NGC 1068.	31
3.6. Imagen de emisión de [O III] y rayos-X blandos de NGC 1068.	31
3.7. Flujo de las principales líneas de emisión de NGC 1068 como función de la distancia proyectada al núcleo.	32
3.8. Imagen de radio y emisión de [O III] de Mrk 3.	36
3.9. Flujo de las principales líneas de emisión medidas en Mrk 3 como función de la distancia proyectada al núcleo.	37

3.10. Imagen de emisión en radio y de [O III] de NGC 4151. . . . .	39
3.11. Flujo de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 a lo largo del PA = 221° como función de la distancia proyectada al núcleo. . . . .	40
3.12. Flujo de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 a lo largo del PA = 70° como función de la distancia proyectada al núcleo. . . . .	41
3.13. Flujo de las principales líneas de emisión medidas NGC 4507 como función de la distancia proyectada al núcleo. . . . .	42
3.14. Espectro bidimensional STIS de NGC 4507 . . . . .	42
3.15. Perfiles de las líneas [O I] y [Fe X] de NGC 4507 descompuestas en componentes gaussianas. . . . .	43
3.16. Flujo de las principales líneas de emisión medidas NGC 3081 como función de la distancia proyectada al núcleo. . . . .	45
3.17. Velocidad radial y FWHM de las principales líneas medidas en Mrk 573 en función de la distancia al núcleo. . . . .	52
3.18. Velocidad radial y FWHM de las principales líneas de emisión medidas en NGC 1068 en función de la distancia al núcleo. . . . .	55
3.19. Velocidad radial y FWHM de las principales líneas de emisión medidas en Mrk 3 en función de la distancia al núcleo. . . . .	57
3.20. Velocidad radial y FWHM de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 en función de la distancia al núcleo a lo largo del PA = 221°. . . . .	60
3.21. Velocidad radial y FWHM de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 en función de la distancia al núcleo a lo largo del PA = 70°. . . . .	61
3.22. Velocidad radial y FWHM de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4507 en función de la distancia al núcleo. . . . .	63
3.23. Velocidad radial y FWHM de las principales líneas de emisión medidas en NGC 3081 en función de la distancia al núcleo. . . . .	65
3.24. $\Delta V$ vs. IP de las líneas medidas en los espectros integrados de las galaxias de la muestra. . . . .	68

3.25. Temperatura del gas emisor de líneas de [O III] medida para Mrk 3, Mrk 573, NGC 1068 y NGC 4151 en función de la distancia al núcleo.	72
3.26. Comparación del diagrama [O II]/[O III] versus [Ne V]/[Ne III] determinado para las galaxias de la muestra con distintos modelos de fotoionización y choques. . . . .	74
3.27. Razones [O II]/[O III] y [Ne III]/[Ne V] medidas para las galaxias de la muestra en función de la distancia al núcleo. . . . .	76
3.28. Distribución de anchos equivalentes de CLs en el plano distancia-densidad. . . . .	77
3.29. Razones de líneas corales medidas en las galaxias de la muestra como función de la distancia al núcleo. . . . .	80
4.1. Esquema del diseño de los tres tipos básicos de IFUs . . . . .	87
4.2. Concepto básico de espectroscopia de campo integral utilizando un IFU slicer . . . . .	88
4.3. Espectro de NGC 1068 en las bandas J, K <sub>short</sub> y K <sub>long</sub> . . . . .	92
4.4. Mapas bidimensionales de emisión de las líneas corales observadas en el espectro de NGC 1068 en las bandas J y K . . . . .	98
4.5. Mapas bidimensionales de emisión de las líneas Pa $\beta$ , H <sub>2</sub> 21218 Å, Br $\gamma$ y [Fe II] 12570 Å observadas en el espectro de NGC 1068 en las bandas J y K . . . . .	99
4.6. Mapas de emisión de [Si VI] con contornos de radio y [O III] superpuestos.	100
4.7. Mapas de canales de velocidad de la línea [Si VII] . . . . .	104
4.8. Mapas de canales de velocidad de la línea [Si VI] . . . . .	105
4.9. Perfil de la línea de [Si VI] observado en distintas regiones espaciales .	107
4.10. Mapas de canales de velocidad de la línea [S IX]. . . . .	108
4.11. Mapas de canales de velocidad de la línea Pa $\beta$ . . . . .	109
4.12. Mapas de canales de velocidad de la línea H <sub>2</sub> 21218 Å. . . . .	110
4.13. Mapas de canales de velocidad de la línea [Fe II] 12570 Å . . . . .	111

4.14. Variación de $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$ en función del parámetro de ionización . . .	113
4.15. Mapas bidimensionales de la razón $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$ calculada en distintos canales de velocidad . . . . .	114
4.16. Mapas bidimensionales de la razón $[\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta$ calculada en distintos canales de velocidad . . . . .	116
4.17. Mapas bidimensionales de la razón $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$ calculada en distintos canales de velocidad . . . . .	117
5.1. SED media de los AGNs . . . . .	122
5.2. SED mm-óptica de PG1351+640 . . . . .	123
5.3. Espectros NIR observados de Mrk 1239 . . . . .	127
5.4. Comparación del espectro óptico-NIR de Mrk 1239 con el de Ark 564. . . . .	129
5.5. SED óptica, NIR y MIR intrínseca de Mrk 1239. . . . .	131
5.6. Temperatura del polvo como función de la distancia a la fuente central de NGC 7469. . . . .	135
5.7. Distribución espectral de energía de Mrk 1239. . . . .	136
A.1. Mapas de canales de velocidad de la línea $[\text{Si VI}]$ con los contornos de radio observados con MERLIN superpuestos . . . . .	144
A.2. Mapas de canales de velocidad de la línea $[\text{Si VI}]$ con los contornos de radio observados con VLA superpuestos. . . . .	145
A.3. Mapas de canales de velocidad de la línea $[\text{Si VII}]$ con los contornos de radio observados con MERLIN superpuestos . . . . .	146
A.4. Mapas de canales de velocidad de la línea $[\text{Si VII}]$ con los contornos de radio observados con VLA superpuestos . . . . .	147

# Índice de tablas

3.1. Propiedades de las galaxias de la muestra. . . . .	19
3.2. Registro de las observaciones. . . . .	20
3.3. Líneas coronales estudiadas. . . . .	22
3.4. Extensión observada de las líneas coronales y de [O III] de las galaxias estudiadas . . . . .	27
3.5. Flujos de las líneas de emisión más importantes medidas en los espectros de Mrk 348, NGC 5643, NGC 3227 y NGC 7682. . . . .	47
3.6. Condiciones físicas óptimas para la emisión de las líneas coronales derivadas por Ferguson et al. (1997a). . . . .	78
4.1. Propiedades de las redes de difracción utilizadas por NIFS. . . . .	89
4.2. Límites inferiores y superiores de longitudes de onda centrales posibles para la configuración de NIFS. . . . .	89
4.3. Líneas de emisión observadas en el espectro NIR de NGC 1068. . . . .	93
4.4. Propiedades geométricas de las principales estructuras encontradas en NGC 1068. . . . .	97
5.1. Masas de polvo caliente encontradas en AGNs . . . . .	134

# Capítulo 1

## Galaxias activas

Una galaxia es un sistema masivo, gravitacionalmente ligado, compuesto de estrellas, gas y polvo. Su núcleo no es una subcomponente distinta o definida con precisión, sino más bien es la región correspondiente a aproximadamente el 1% de la parte más interna. Históricamente, los núcleos de las galaxias han sido extensivamente estudiados al menos por dos razones: la primera es debida a que usualmente éste corresponde a la parte más brillante de la galaxia y, por lo tanto, de muy fácil acceso mediante observaciones. La segunda razón es que frecuentemente son sitios donde se producen fenómenos energéticos que no son observados en otros lugares. Mientras que la radiación de las estrellas, y por lo tanto la de galaxias normales, es casi en su totalidad luz visible, aproximadamente un 10% de todas las galaxias exhiben un núcleo compacto muy brillante que emite la mayor parte de la radiación de la galaxia en todas las longitudes de onda (desde radio hasta rayos- $\gamma$ ). Estos son los llamados *núcleos activos de galaxias* (AGNs).

Los AGNs se encuentran entre las fuentes más poderosas del Universo. Liberan una cantidad de energía que puede llegar a exceder entre 1000 y 10000 veces la de nuestra propia Galaxia. Adicionalmente, estos objetos pueden ser altamente variables, con escalas de horas a días luz, indicando que el tamaño del AGN es más chico que nuestro sistema solar. Entender cómo algo tan pequeño es capaz de brillar más que galaxias enteras es uno de los principales objetivos de investigación en este campo. Algunas galaxias activas también muestran jets de materia que ha sido disparada a velocidades cercanas a la velocidad de la luz. Estos jets son vistos por su emisión en radio y pueden extenderse por decenas de kiloparsecs (más allá de la propia galaxia óptica).

Al igual que las galaxias mismas, los núcleos galácticos están compuestos por estrellas y materia interestelar (en su mayoría gas, más pequeños granos de polvo). Sin embargo, para poder explicar la potente liberación de energía del AGN, la cual supera a la que deberíamos tener si consideramos las estrellas y su ciclo de vida (incluyendo supernovas y estrellas de neutrones), algunos mecanismos adicionales deben estar presentes. Debido a que el carácter fundamental del núcleo activo es todavía incierto, a menudo suele referirse a éste en términos vagos y fantasiosos como “el monstruo” o el “motor central”.

Las dos subclases de AGNs más importantes son las galaxias Seyfert y los quásares, siendo la diferencia fundamental entre ellos la cantidad de radiación emitida por la fuente central. En el caso de una galaxia Seyfert típica, la energía total emitida por el AGN en longitudes de onda visibles es comparable a la energía emitida por todas las estrellas en la galaxia (es decir, una luminosidad de alrededor de  $10^{11} L_{\odot}$ ). Pero en un quásar, la energía típica liberada por la fuente central es mayor que la de las estrellas por un factor de 100 o más. Mientras que los quásares son objetos típicamente distantes y raros en el universo local, las galaxias Seyfert son más numerosas y cercanas, convirtiéndolas en blancos excelentes para estudiar la naturaleza del AGN. Estas últimas forman parte principal de esta tesis y son descritas en más detalle a continuación.

## 1.1. Galaxias Seyfert

Las galaxias Seyfert son galaxias activas de baja luminosidad. Éstas tienen un núcleo tipo quásar pero, a diferencia de estos, la galaxia anfitriona es claramente detectable. La definición original de esta clase (Seyfert 1943) se basó principalmente en argumentos morfológicos, es decir, se trata de galaxias con un núcleo de alto brillo superficial. Observada directamente a través de un telescopio de gran diámetro, una galaxia Seyfert parece una galaxia espiral lejana normal con un núcleo muy brillante, de apariencia estelar. Un gran número de núcleos Seyfert se encuentran dentro de galaxias que están fuertemente perturbadas o se encuentran próximas a otras. Por otro lado, un porcentaje relativamente bajo de las galaxias espirales contienen un núcleo Seyfert.

Espectroscópicamente, además del continuo y las líneas de absorción observados en estrellas normales, los núcleos de las galaxias Seyfert poseen líneas de emisión muy intensas. Entre las más comunes pueden encontrarse, por ejemplo, líneas de hidrógeno como  $H\alpha$  y  $H\beta$ , líneas de  $[O\text{ III}]$ ,  $[S\text{ II}]$ ,  $[N\text{ II}]$ , etc. Además, en los espectros de los AGNs también se observan líneas con potenciales de ionización muy altos, como  $[Fe\text{ VII}]$ ,  $[Fe\text{ X}]$ ,  $[Si\text{ X}]$ , etc.. Estas líneas son producidas por un continuo muy duro (energías superiores a 100 eV), el cual no es emitido por las estrellas normales.

Khachikian & Weedman (1974) fueron los primeros en separar las galaxias Seyfert en dos clases espectroscópicas diferentes: las galaxias Seyfert tipo 1 y tipo 2. Las principales características espectroscópicas de cada una son:

- Los espectros de las galaxias **Seyfert 1** se caracterizan por tener dos conjuntos distintos de líneas de emisión que se superponen uno con el otro: el conjunto de *líneas anchas* y el de *líneas angostas*. Las líneas anchas tienen anchos Doppler que corresponden a velocidades de dispersión de miles de kilómetros por segundo. La región de donde proviene esta emisión es llamada *región de líneas anchas* (BLR) y está formada por nubes fotoionizadas densas (con  $n_e > 10^{10}\text{ cm}^{-3}$ ), con un factor de llenado volumétrico<sup>1</sup> pequeño. A estas densidades nebulares tan altas, las emisiones de líneas prohibidas son reprimidas por procesos colisionales, por lo que las componentes anchas sólo aparecen en las líneas permitidas. Por otro lado, las líneas angostas tienen anchos Doppler menores que las líneas anchas, normalmente de sólo unos pocos cientos de kilómetros por segundo, lo que es comparable, o algo mayor, que la dispersión de velocidades estelar en los núcleos de la mayoría de las galaxias. Esta región, llamada *región de líneas angostas* (NLR), tiene una densidad mucho más baja ( $n_e \sim 10^3 - 10^6\text{ cm}^{-3}$ ) que el gas en la BLR y, por lo tanto, no sólo se emiten líneas permitidas sino también líneas prohibidas. La NLR es más tenue que la BLR y se encuentra más alejada del núcleo.
- En las galaxias Seyfert 2 sólo se observan las componentes angostas de las líneas. Además, generalmente son menos luminosas, presentando un continuo no estelar más débil que el de las galaxias Seyfert 1. Esto permite la observación de líneas de absorción debidas a la componente estelar de la galaxia. Es evidente

---

<sup>1</sup>Factor de llenado volumétrico o *volume filling factor*, es la fracción de volumen que es ocupado por las nubes de gas.

que al menos algunos objetos de tipo 2 son intrínsecamente fuentes Seyfert de tipo 1, cuyas regiones emisoras de líneas anchas están oscurecidas a lo largo de nuestra línea de la visual.

En la figura 1.1 se muestran los espectros ópticos de una galaxia Seyfert 1 y una Seyfert 2. Estos espectros fueron tomados de la base de datos del *Sloan Digital Sky Survey*<sup>2</sup>. Como puede observarse, estos espectros están dominados por líneas de emisión, tanto prohibidas como permitidas, que cubren un amplio rango de potenciales de ionización. Nótese los distintos anchos de las líneas permitidas de hidrógeno en los dos tipos de núcleos.

Osterbrock (1981) realizó una división aún más detallada de las galaxias Seyfert, incluyendo los tipos 1.5, 1.8 y 1.9. Esta nueva subdivisión se basó en la intensidad de las componentes anchas observadas en los espectros ópticos. En los espectros de Seyferts 1.5 las componentes anchas y angostas de las líneas de Balmer pueden ser fácilmente distinguibles, exhibiendo una componente central angosta sobre unas alas anchas. Las Seyferts 1.8 muestran alas anchas débiles en las líneas permitidas  $H\alpha$  y  $H\beta$ , mientras que en las Seyferts 1.9 esta componente sólo es observada en  $H\alpha$ . Aunque es muy común encontrar en la literatura esta notación, ha caído en desuso, siendo la clasificación Seyfert 1 y Seyfert 2 la que prevalece.

Otro tipo muy importante de galaxias Seyfert son las llamadas **Seyfert 1 de líneas angostas (NLS1)**. Esta subclasificación se basa principalmente en cuatro propiedades espectrales: *i*) las líneas de la BLR son apenas más anchas que las líneas prohibidas que provienen de la NLR; *ii*) la razón  $[O III]/H\beta$  es generalmente menor a 3; *iii*) al contrario que en galaxias Seyfert 2, en las NLS1s se observan complejos de emisión de Fe II, los cuales provienen de regiones de alta densidad (es decir, de la BLR); y *iv*) en contraste con las Seyferts 1, en las NLS1s el ancho a mitad de altura (FWHM) de la línea  $H\beta$  es menor que  $2000 \text{ km s}^{-1}$ . Las NLS1s también son particulares cuando se analizan sus distribuciones espectrales de energía. En comparación con las Seyfert 1 de líneas anchas, las NLS1s no son frecuentemente muy intensas en radio (Komossa et al. 2006) y tienden a ser muy luminosas en el infrarrojo (e.g. Constantin & Shields 2003). Además, en promedio, las NLS1s muestran espectros en rayos-X más pronunciados que las Seyferts 1 de líneas anchas (e.g. Wang et al. 1996, Boller et al. 1996, Zhou et al. 2006). Varios modelos han sido propuestos para explicar esta clase particular de objetos, siendo el más comunmente

---

<sup>2</sup><http://cas.sdss.org/dr7/en/>

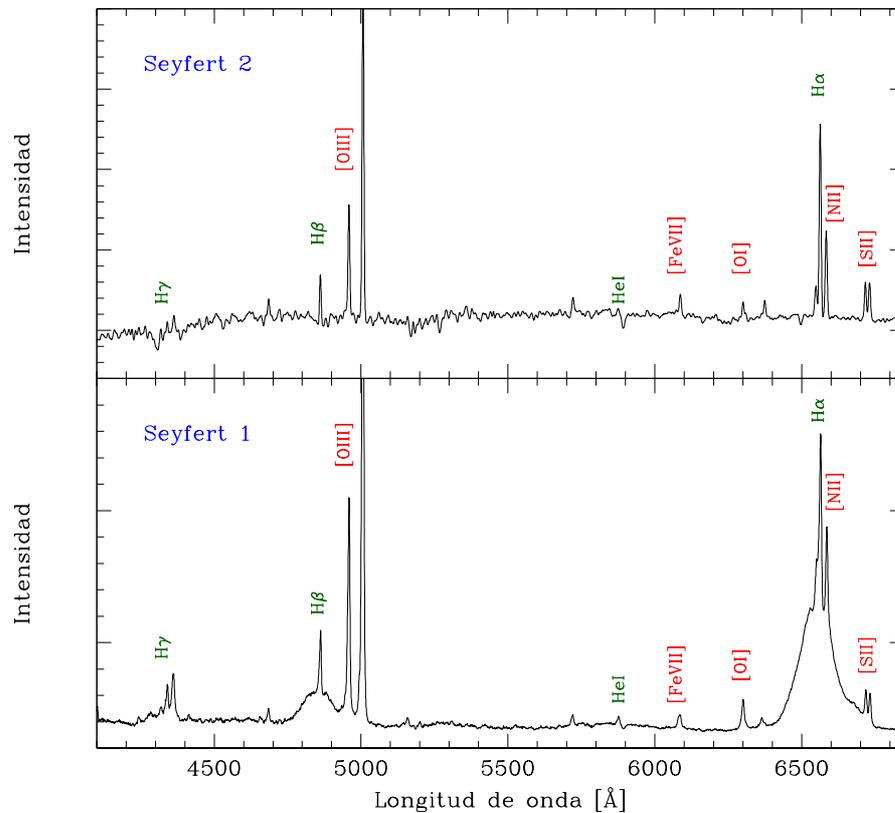


Figura 1.1: Espectros ópticos de una galaxia Seyfert 1 (panel inferior) y una galaxia Seyfert 2 (panel superior). Los nombres corresponden a las principales líneas observadas comúnmente en los espectros de galaxias Seyfert. Notar cómo las líneas permitidas (indicadas en verde) en el espectro de la Seyfert 1 son mucho más anchas que en el espectro de la Seyfert 2, mientras que las líneas prohibidas (indicadas en rojo) tienen anchos similares en ambos espectros. Las líneas permitidas en el espectro de la Seyfert 1 son tan anchas que pueden incluso superponerse y ocultar las líneas angostas que se encuentran en longitudes de onda próximas, como es, por ejemplo, el caso de  $H\alpha$  y  $[N II]$ . Los espectros de estas galaxias fueron tomados de la base de datos del *Sloan Digital Sky Survey*.

aceptado el modelo que postula que estos núcleos activos contienen un agujero negro menos masivo que las galaxias Seyfert 1, el cual acreta material a tasas mayores que los núcleos Seyfert normales, cercanas al límite de Eddington.

## 1.2. El motor central del AGN y el modelo unificado

El paradigma actual para explicar la estructura del AGN se basa en una combinación de consideraciones físicas relativamente sencillas y datos observacionales obtenidos a lo largo de varios años. Si bien muchos detalles importantes no se comprenden totalmente, las premisas sobre la estructura básica de los núcleos activos han sido bastante seguras y estables al menos durante las dos últimas décadas.

La rápida variabilidad de la luz del AGN pone de manifiesto que extrae su energía de regiones muy pequeñas, en algunos casos menos de un día luz de diámetro. Además, las observaciones del movimiento orbital de las estrellas y nubes de gas alrededor del AGN indican que dentro del “cuarto de máquinas” se concentra una gran cantidad de masa. Esto llevó a la conclusión casi inevitable de que el motor central es un **agujero negro supermasivo**, que puede tener aproximadamente desde un millón a mil millones de veces la masa del Sol.

Puesto que un agujero negro, por definición, no emite nada, se estima que la radiación de un AGN proviene del material que se encuentra en un **disco de acreción** alrededor del agujero negro. Este disco de material orbita alrededor del agujero negro, convirtiendo poco a poco su energía potencial gravitatoria en energía térmica, causando que el gas caiga lentamente en órbitas más bajas, hasta que eventualmente cae dentro de la última órbita estable y hacia el agujero negro. El espectro del disco de acreción abarca frecuencias electromagnéticas desde el visible hasta los rayos- $\gamma$ , con su máximo en el óptico-UV. Las regiones exteriores del disco de acreción generan la radiación óptica y UV, mientras que las regiones más internas producen parte de los rayos-X y rayos- $\gamma$  observados.

La radiación del disco de acreción excita material atómico frío que orbita la fuente central y luego es re-irradiada a través de líneas de emisión. Estas nubes de gas orbitando se encuentran en la **región de líneas anchas** y la **región de líneas angostas**. Se cree que las líneas angostas se originan en la parte más externa del AGN, donde las velocidades son bajas, mientras que las líneas anchas se originan más cerca del agujero negro. Esto es confirmado por el hecho de que las líneas angostas no varían mucho, lo que implica que la región de emisión es grande, contrariamente a las líneas anchas que puede variar en escalas de tiempo relativamente corto.

Más allá de la BLR, y coplanar con el disco de acreción, se encontraría una

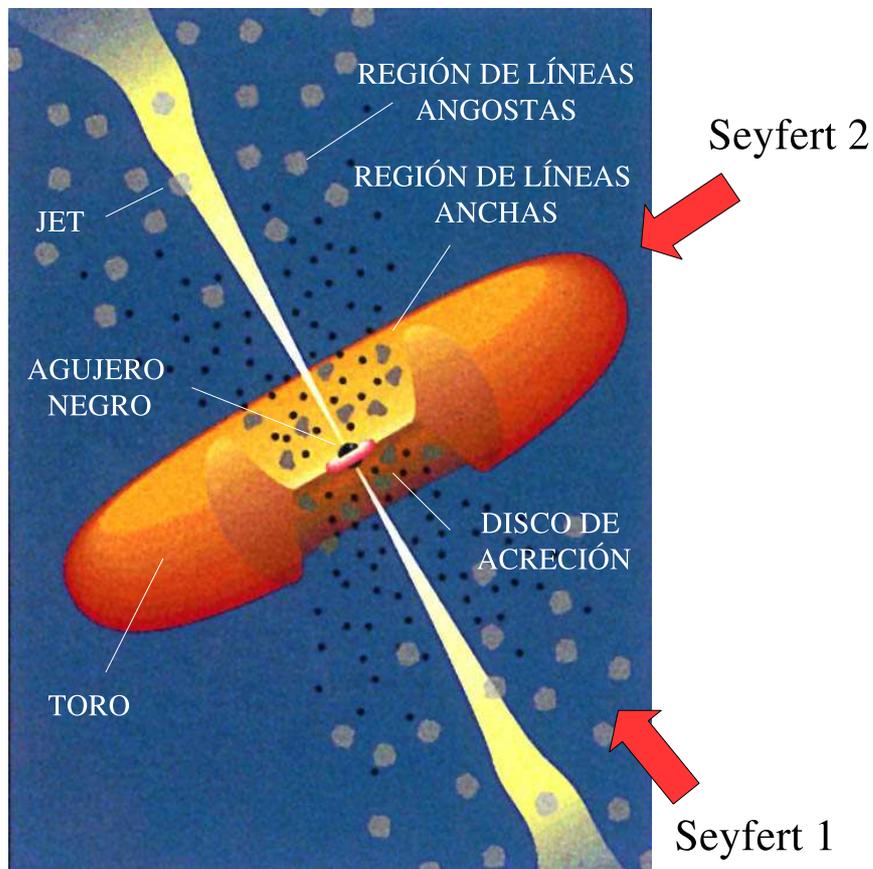


Figura 1.2: Esquema de las componentes centrales de los AGNs. Las flechas indican las direcciones desde las cuales se observa una galaxia Seyfert 1 y una Seyfert 2 de acuerdo a lo propuesto por el modelo unificado. Versión adaptada de la figura de C. M. Urry y P. Padovani.

estructura opaca en forma de disco, a veces denominada como **toro** “oscurecedor” o “de polvo”. En escalas mayores, a veces son observados **jets de radio** a lo largo del eje de todo el sistema. La figura 1.2 muestra una visión esquemática de la estructura central de un AGN (Urry y Padovani, 1995).

Uno de los logros más importantes en el estudio de los AGNs ha sido el desarrollo de los modelos unificados. Debido a que la región central más crítica de galaxias activas es no esférica y no resuelta, los efectos de orientación han sido fuente de mucha confusión. De hecho, se cree que gran parte de la variedad en los tipos de AGNs es sólo el resultado de diferentes orientaciones relativas a la línea de la visual con las que son observados. La premisa de “unificación de AGNs” es que la física básica es la

misma en todos los AGNs y que su aparente diversidad se debe principalmente a la forma en que son observados. Se cree que la causa principal del efecto de orientación es debida al toro de polvo situado en el plano de acreción del AGN. Este modelo describe muy bien las diferencias entre las emisiones de las galaxias Seyfert. Como se ha mencionado anteriormente, las galaxias Seyfert 1 presentan líneas de emisión anchas y angostas, mientras que las galaxias Seyfert 2 presentan sólo líneas angostas. Si el AGN de la figura 1.2 es observado a lo largo del plano del toro, la emisión de la región de líneas anchas es bloqueada por el toro, mientras que la de la región de líneas angostas no. De esta manera, el observador vé una galaxia Seyfert tipo 2. Si, por otra lado, el AGN es visto en una dirección tal que forme un pequeño ángulo respecto del eje del toro, la región de líneas anchas es visible y el observador ve entonces los dos conjuntos de líneas: las anchas y las angostas, es decir, una galaxia Seyfert tipo 1.

### 1.3. Importancia del estudio de los núcleos activos

El fenómeno de los AGNs es un tema de investigación muy interesante y excitante. Entender cómo cantidades tan grandes de energía son producidas y emitidas en regiones tan pequeñas ha sido una de las metas de los investigadores por mucho tiempo.

Actualmente, los AGNs son el foco de esfuerzos observacionales en todas las regiones del espectro electromagnético, desde radio hasta rayos- $\gamma$ . La teoría de los AGNs se centra en la gravedad extrema y agujeros negros, los cuales forman parte de los conceptos más exóticos de la astrofísica moderna. Los AGNs son realmente “laboratorios de altas energías”, que nos dan la oportunidad de observar regiones del Universo donde la relatividad general, partículas ultrarelativistas, campos magnéticos, hidrodinámica y la transferencia radiativa entran todos en juego.

Además, los AGNs se relacionan con la evolución de las galaxias en general. Mediante el estudio de estos objetos no sólo se aprende acerca del fenómeno de los AGNs, sino que también se puede aprender acerca de la naturaleza general del Universo como un todo. Desde su descubrimiento, los quásares han sido reconocidos como sondas cosmológicas potencialmente importantes por varias razones. Los AGNs son las fuentes persistentes más luminosas en el Universo y, como tales, pueden ser utilizados como un medio para descubrir los objetos más distantes y restringir

modelos cosmológicos a través de su evolución como función del tiempo. Mediante su uso, simplemente como balizas de distancia, podemos observar la evolución del medio intergaláctico a través del estudio de las líneas de absorción que se forman a lo largo de nuestra línea de la visual hacia los quásares. Todos estos factores añaden una nueva dimensión a la importancia de los AGNs.

Por todas estas razones, el enorme esfuerzo para describir y explicar los AGNs, en toda su variedad y complejidad, es muy natural. Si bien no tenemos un conocimiento detallado y certero de los AGNs, la hipótesis de trabajo que involucra un agujero negro supermasivo en el centro de las galaxias activas y en la que la energía es producida por acreción de gas, tiene poca competencia seria en la actualidad. Pero todavía queda mucho por contestar. La duración de la vida de los AGNs no ha sido determinada. ¿Tiene cada galaxia, en algún momento de su existencia, un AGN en su centro?, ¿ocurren sólo en las galaxias jóvenes?, ¿cómo se forman?. Éstas se encuentran entre las preguntas más importantes de la astrofísica actual.

Nuevas observaciones de alta precisión en todas las longitudes de onda están revolucionando nuestra visión de estos objetos. El enorme esfuerzo dedicado a los AGNs en los últimos años ha llevado a muchos descubrimientos importantes y plantea interesantes desafíos. Estos resultados refuerzan la idea de un agujero negro central, pero aún queda mucho por hacer para entender de los procesos físicos que trabajan en el AGN. Cuál es el origen y cómo son alimentados los agujeros negros, cuál es la naturaleza del continuo del AGN, cómo es la física del disco de acreción y cuál es el mecanismo de producción de jets son preguntas que, gracias a las nuevas observaciones, pronto estarán en condiciones de ser respondidas.

## 1.4. Esquema general de esta tesis

En esta tesis se estudian los parsecs más centrales de AGNs a partir de diferentes técnicas observacionales y enfoques.

La primera parte se centra en el estudio de líneas de emisión de altamente ionizadas o *líneas coronales*, las cuales son emitidas en regiones de apenas unos cientos de parsecs alrededor del núcleo. Los aspectos más generales de estas líneas, los resultados más relevantes obtenidos sobre este asunto hasta hoy y las cuestiones que aún no han sido respondidas son abordadas en el capítulo 2. El capítulo 3 describe el trabajo realizado a partir de datos espectroscópicos de ranura larga obtenidos con

---

el Telescopio Espacial Hubble (HST) de una muestra de diez galaxias Seyfert, cuyos resultados fueron publicados en la revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (Mazzalay et al. 2010). Este trabajo hace uso de la ventaja provista por HST para poder resolver escalas de apenas unos pocos parsecs permitiendo estudiar, por primera vez, las regiones emisoras de líneas coronales ópticas de manera resuelta. El estudio de las líneas coronales es profundizado para el caso de la galaxia Seyfert 2 NGC 1068 en el capítulo 4. En éste se discute la técnica de espectroscopia de campo integral, la cual, junto con un sistema de óptica adaptativa, es utilizada para resolver y analizar la región de líneas coronales en los 300 pc más internos de este objeto (Mazzalay et al., en preparación).

La última parte de esta tesis se centra en la emisión continua de AGNs y, a partir de ésta, se explora una de las estructuras más cercanas al agujero negro central: el toro de polvo postulado por el modelo unificado de AGNs. Para ello, en el capítulo 5 se presenta y analiza el extraordinario espectro continuo exhibido por la galaxia NLS1 Mrk 1239 desde longitudes de onda ópticas hasta el infrarrojo. Los resultados obtenidos de este análisis fueron publicados en una carta de la revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (Rodríguez-Ardila & Mazzalay 2006).

Las conclusiones y comentarios finales de esta tesis se encuentran en el capítulo 6.

## Capítulo 2

# La región de líneas coronales en AGNs

La espectroscopia<sup>1</sup> de líneas de emisión de galaxias con núcleos activos proporciona mucha información de las componentes gaseosas en los núcleos de galaxias, y ha sido empleada desde el inicio del siglo XX (e.g. Fath 1909). Ésta nos permite estudiar las condiciones físicas y la cinemática del gas, la abundancia de metales (y su evolución con la distancia), nos proporciona los medios de estimación de masas de agujeros negros en los AGNs, y nos ha permitido estudiar la evolución de las relaciones de escala entre galaxias y agujeros negros hasta grandes distancias.

Además de la región de líneas anchas clásica (BLR), ubicada a pequeñas distancias del núcleo, y la región más extensa de líneas angostas clásica (NLR), un subconjunto de AGN muestran, en sus espectros, líneas de átomos altamente ionizados, conocidas como **líneas coronales** (CLs). El nombre se debe a que fueron observadas por primera vez en la corona solar. Estas líneas son transiciones prohibidas producidas por colisiones dentro de los niveles bajos de especies altamente ionizadas, con potenciales de ionización de  $IP \geq 100$  eV. En los AGNs, las CLs se emiten en la llamada **región de líneas coronales** (CLR), localizada probablemente en una zona intermedia entre la BLR y la NLR.

Las CLs han sido detectadas en los espectros ópticos e infrarrojos de todo tipo de galaxias Seyfert, incluyendo tipo 1, tipo 2 y Seyferts 1 de líneas angostas

---

<sup>1</sup>A lo largo de esta tesis se usará la palabra espectroscopia sin tilde siguiendo la versión aceptada por la Real Academia Española.

(e.g. Seyfert 1943; Penston et al. 1984; Marconi et al. 1994; Nagao, Taniguchi & Murayama 2000; Sturm et al. 2002; Rodríguez-Ardila et al. 2002, 2006; Deo et al. 2007; Mullaney & Ward 2008; Komossa et al. 2008; Gelbord, Mullaney et al. Ward 2009). También son observadas en radio galaxias (e.g. Best, Röttgering & Lehnert 1999; Holt, Tadhunter & Morganti 2006). Las figuras 2.1 y 2.2 muestran espectros ópticos e infrarrojos de galaxias Seyferts, donde pueden observarse algunas de las CLs observadas típicamente en AGNs.

Si bien las CLs representan una de las componentes gaseosas claves de los núcleos activos, hasta el momento la naturaleza y el origen preciso de las CLs permanece incierto. Varios modelos han sido considerados para explicar las CLs, incluyendo modelos de vientos del toro molecular (e.g. Pier & Voit 1995; Nagao et al. 2000; Mullaney et al. 2009), un origen dentro de los absorbentes ionizados (e.g. Komossa & Fink 1997a, b; Porquet et al. 1999), una componente de alta ionización de la parte más interna de la NLR (e.g. Komossa & Schulz 1997; Ferguson, Korista & Ferland 1997b; Binette et al. 1997) y una componente de baja densidad del medio interestelar (Korista & Ferland 1989).

Desde mediados de los años 70s se han reportado evidencias de que las CLs ópticas tienden a ser más anchas que las líneas prohibidas de baja ionización (Phillips & Osterbrock 1975; Cooke et al. 1976) y que su centro está corrido hacia el azul con respecto de la velocidad sistémica de la galaxia (Grandi 1978; Penston et al. 1984; Rodríguez-Ardila et al. 2002). Este hecho ha sido interpretado como evidencia de que la CLR se localiza más cerca del núcleo que la NLR clásica y que probablemente esté asociada con flujos salientes o *outflows* (e.g. Ward & Morris 1984; Mullaney et al. 2009). Consistente con este escenario es la correlación encontrada en algunas galaxias Seyfert entre el potencial de ionización (IP) necesario para crear las especies ionizadas y el ancho de las líneas, observándose que las líneas con mayor IP tienen anchos mayores (Wilson 1979; Pelat, Alloin & Fosbury 1981; Evans 1988; Erkens, Appenzeller & Wagner 1997). En la figura 2.3 se muestra una comparación de los perfiles de las CLs de las galaxias Akn 564 y Mrk 1239, donde puede observarse como a medida que aumenta el IP las líneas son más anchas y sus centros están corridos hacia longitudes de onda menores.

Debido al hecho de que la CLR es menos extensa que la NLR clásica, en la mayoría de los estudios observacionales las CLs no pueden ser directamente resueltas espacialmente. Una manera indirecta de obtener información espacial es por medio de estudios de variabilidad. Sin embargo, sólo unas pocas galaxias han mostrado alguna

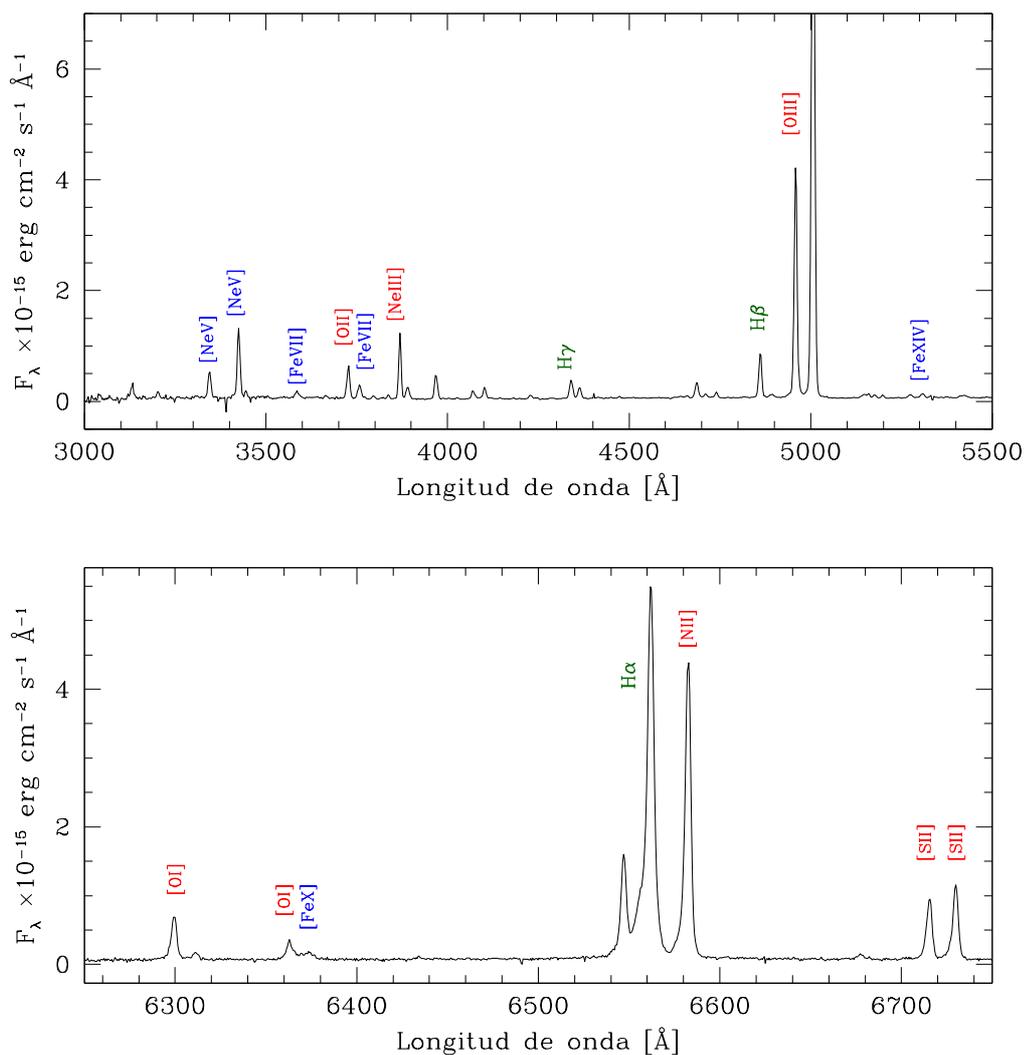


Figura 2.1: Espectro óptico de la galaxia Seyfert 2 NGC 3081. En el panel superior se muestra la región azul y en el panel inferior la región roja del espectro. Los nombres indican la posición de las líneas de emisión más importantes. En verde se indican las líneas permitidas, en rojo las líneas prohibidas y en azul las CLs.

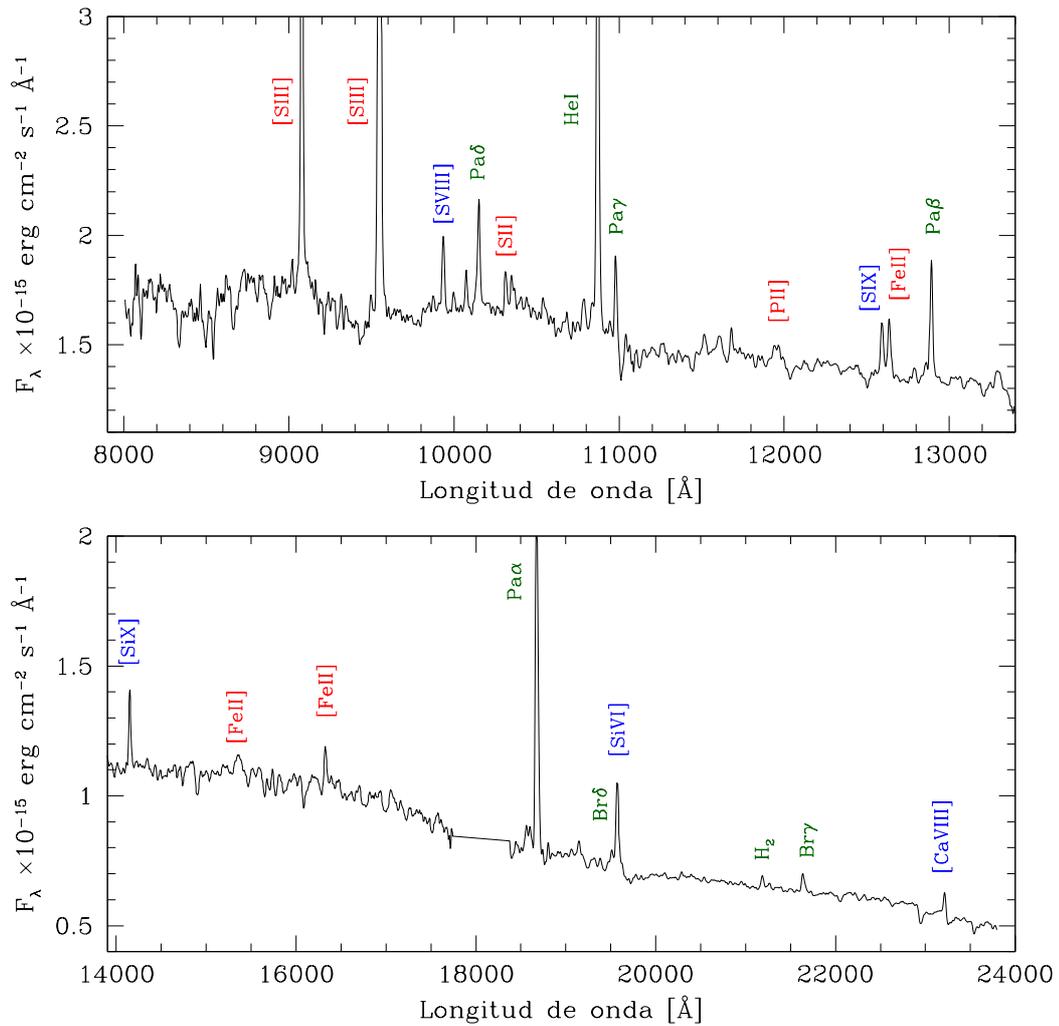


Figura 2.2: Espectro infrarrojo de la galaxia Seyfert 2 Mrk 573. En el panel superior se muestra la región azul y en el panel inferior la región roja del espectro. Los nombres indican la posición de las líneas de emisión más importantes. En verde se indican las líneas permitidas, en rojo las líneas prohibidas y en azul las líneas coronales.

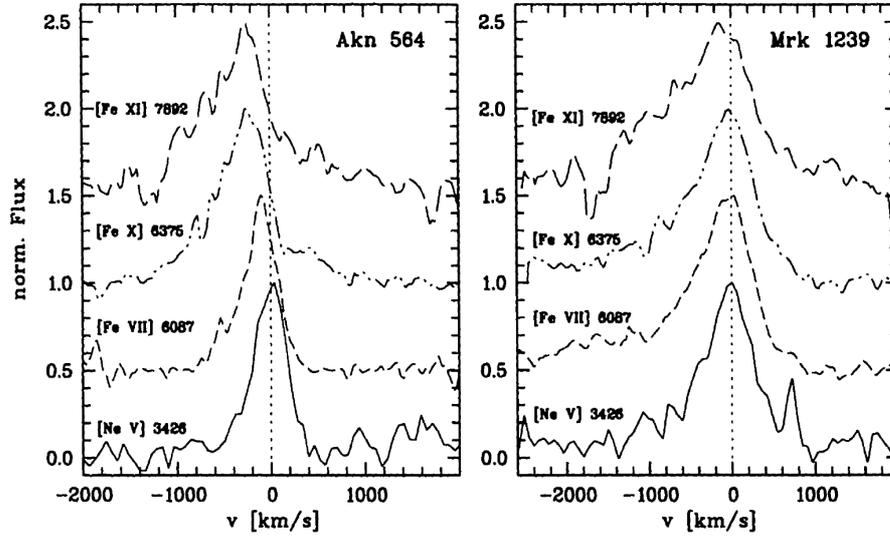


Figura 2.3: Comparación de los perfiles de varias líneas coronales observadas en Akn 564 (panel izquierdo) y Mrk 1239 (panel derecho), ilustrando la variación del ancho y la posición del centro de la línea con el potencial de ionización. Figura tomada del trabajo de Wagner (1997).

vez variabilidad importante de sus CLs [IC 3599 (Brandt, Pounds & Fink 1995; Grupe et al. 1995; Komossa & Bade 1999) y SDSSJ0952+2143 (Komossa et al. 2009)]. Estas variaciones son probablemente la respuesta a un raro estallido de radiación ionizante producido por un evento de acreción transitorio. Variaciones suaves de las CLs han sido ocasionalmente observadas (e.g. Netzer 1974; Veilleux 1988) pero hasta hoy no se ha hecho un estudio sistemático que determine el carácter variable de estas líneas.

Una forma más directa de resolver la CLR ha sido posible sólo recientemente a través del Telescopio Espacial Hubble (HST) y de espectroscopia de campo integral realizadas en telescopios terrestres. Recientes avances en la comprensión de la CLR incluyen la determinación del tamaño y la morfología del gas de alta ionización en unos pocos objetos por medio de imágenes y espectros infrarrojos tomados con el HST o con telescopios terrestres utilizando óptica adaptativa (e.g. Thompson et al. 2001; Prieto, Marco & Gallimore 2005, Sánchez et al. 2006; Riffel et al. 2008; Bedregal et al. 2009; Storchi-Bergmann et al. 2009; Storchi-Bergmann et al. 2010). Los resultados muestran CLR con tamaños que van desde unos pocos parsecs ( $\sim 30$  pc) hasta regiones muy extensas ( $\sim 200$  pc), alineadas preferentemente con la dirección de los conos de baja ionización observados en esas fuentes. Además, el tamaño de la región emisora de las especies más altamente ionizadas es menor, en acuerdo con fotoionización del gas por una fuente central. Hasta el momento no hay

trabajos similares a estos en la región óptica del espectro electromagnético. Algunos trabajos basados en la espectroscopia óptica con el HST, si bien incluyen información sobre los flujos de CLs, se centran principalmente en las líneas de baja ionización (e.g. Nelson et al. 2000; Kraemer & Crenshaw 2000; Kraemer et al. 2000; Whittle et al. 2005; Collins et al. 2005; Kraemer et al. 2009).

El estudio de las CLs es importante por varias razones. En primer lugar, debido a los altos potenciales de ionización requeridos para producir las CLs, éstas trazan una parte importante del continuo ionizante que va desde el ultravioleta extremo (EUV) hasta los rayos-X blandos, que no siempre es directamente accesible a partir de observaciones debido a la absorción Galáctica. En segundo lugar, la CL [Ne V]  $\lambda 3426$  es a menudo la única línea prohibida identificada en los espectros de los AGNs más distantes, y por tanto puede ser utilizada para identificar AGNs en catálogos profundos. En el futuro, las propiedades de esta línea (flujo y perfil) pueden ser utilizadas como un diagnóstico de las propiedades del AGN, incluyendo potencialmente una medida de la dispersión de velocidades de la galaxia anfitriona. Una mejor comprensión del lugar y las condiciones de formación de estas líneas es, por lo tanto, de gran interés. En varias galaxias hay pruebas sólidas de que la mayor parte de la CLR está en *outflows* (e.g. Erkens et al. 1997; Mullaney et al. 2009). Si esto es una propiedad global de la CLR en todos los AGNs, su estudio nos proporciona nuevas restricciones en los mecanismos de formación y producción de tales *outflows* en el núcleo mismo de los AGNs (e.g. presión de radiación versus flujos laterales alrededor de los jets en radio nucleares). Por lo tanto, observaciones de alta resolución espacial son esenciales para resolver las escalas más cercanas al núcleo en donde estos *outflows* se formarían. El ancho, los perfiles y los corrimientos en longitud de onda de las CLs constituyen importantes diagnósticos de estos procesos energéticos (tales como *outflows*, choques, etc.) en las regiones cercanas al motor central.

## Capítulo 3

# La región de líneas coronales: una mirada con el telescopio espacial Hubble

Teniendo en cuenta que la mayoría de los estudios previos de la CLR se basaron en espectroscopia limitada por *seeing*, espectroscopia de alta resolución espacial, la cual directamente explora los parsecs más centrales de las galaxias Seyfert cercanas, es clave para avanzar en la comprensión de la CLR e intentar explicar los mecanismos físicos que la originan. Actualmente, la resolución espacial más alta posible sólo puede lograrse con observaciones realizadas fuera de la atmósfera, como las que se obtienen con el HST. Aquí se analizan datos espectroscópicos ópticos obtenidos con el *Space Telescope Imaging Spectrograph* (STIS) de una muestra de AGNs locales, seleccionada con el objetivo de estudiar la estructura y las propiedades físicas de la CLR. Los espectros utilizados en este trabajo, los cuales son descritos en la sección 3.1, permiten por primera vez el estudio simultáneo de CLs con  $100 < IP < 504$  eV de manera espacialmente resuelta. La extensión de la CLR, su cinemática y cómo se compara con la del gas de más baja ionización son analizadas en detalle para cada uno de los objetos estudiados en las secciones 3.2 y 3.3. Por último, en la sección 3.4, se analiza el conjunto de resultados obtenidos para los objetos de la muestra de manera general, abordando cuestiones como el papel de los choques y la fotoionización en la determinación de la intensidad de las CLs.

### 3.1. Selección de la muestra, observaciones y tratamiento de los datos

Se seleccionaron del archivo público del HST espectros ópticos tomados con STIS de una muestra de 10 galaxias Seyfert. Ésta fue seleccionada del atlas compuesto por 101 galaxias Seyfert observadas con STIS, compilado por Spinelli et al. (2006). La selección de la muestra estudiada aquí se basó en dos criterios: primero, se eligieron galaxias con detecciones previas de CLs (ya sea en la región del óptico o en el infrarrojo) y segundo, la muestra se restringió a objetos relativamente cercanos ( $z < 0.018$ ), de manera de obtener así una alta resolución espacial en escalas físicas. Los objetos seleccionados, junto con sus principales propiedades, están listados en la tabla 3.1. Cabe aclarar que si bien los datos analizados aquí han sido utilizados con anterioridad, la mayoría de los trabajos previos se han concentrado en el estudio de algunas líneas individuales de baja ionización, como [O III] y [S II], y nunca han sido empleados para el estudio sistemático de las CLs.

Debido a que las galaxias de la muestra fueron observadas en distintos programas de observación de STIS, los espectros fueron obtenidos con distintas configuraciones instrumentales. En la tabla 3.2 se presenta un registro de estas observaciones. La región espectral que contiene la línea de emisión  $H\beta$  fue cubierta por la red de difracción G430L (2900–5700 Å, de aquí en adelante espectros azules), con una resolución espectral de 2.73 Å/pix. En los casos en los que había datos disponibles, la región alrededor de  $H\alpha$  fue cubierta por la red de difracción G750L (5250–10300 Å) o G750M (6300–6850 Å), con resoluciones espectrales de 4.92 Å/pix y 0.56 Å/pix, respectivamente. En todos los casos el detector utilizado para las observaciones consistió en un CCD de 1024 x 1024 píxeles, con una escala de 0.051 "/pixel. Esta escala proporcionó resoluciones espaciales que van aproximadamente desde 3 a 17 pc (para un valor asumido de  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ).

Los espectros bidimensionales obtenidos de la base de datos ya se encontraban rectificadas y calibradas en longitud de onda y flujo. Las imágenes fueron convertidas de brillo superficial por angstrom (en unidades de  $\text{erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$ ) a flujo por angstrom (en  $\text{erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ ) siguiendo el procedimiento descrito en la sección 5.4.1 del manual de datos de STIS<sup>1</sup>. Algunas de las galaxias seleccionadas incluían múltiples exposiciones, con el objeto observado en distintas posiciones a lo

<sup>1</sup>STIS Data Handbook: <http://www.stsci.edu/hst/stis/documents/handbooks/>

Tabla 3.1: Propiedades de las galaxias de la muestra.

Objeto	Tipo de Seyfert	$z$	Escala [pc arcsec <sup>-1</sup> ]
Mrk 3	Sy2	0.01350	260
Mrk 348	Sy2	0.01503	290
Mrk 573	Sy2	0.01717	330
NGC 1068	Sy2	0.00379	73
NGC 3081	Sy2	0.00797	155
NGC 3227	Sy1.5	0.00385	75
NGC 4151	Sy1.5	0.00331	65
NGC 4507	Sy1.9	0.01180	230
NGC 5643	Sy2	0.00399	77
NGC 7682	Sy2	0.01714	330

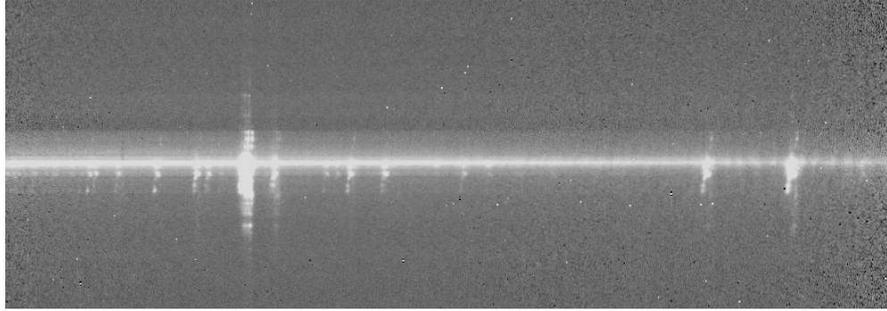


Figura 3.1: Espectro bidimensional STIS de la galaxia NGC 1068. El eje horizontal corresponde a la dirección espectral (2900–5700 Å, de izquierda a derecha) y el eje vertical a la dirección espacial (SW arriba y NE abajo).

largo de la ranura (ver tabla 3.2). En estos casos las imágenes fueron desplazadas y combinadas utilizando las tareas de IRAF *imshift* e *imcombine*, respectivamente. A modo de ejemplo, en la figura 3.1 se muestra el espectro bidimensional de NGC 1068 ya combinado.

A partir de los espectros bidimensionales de cada objeto se extrajeron espectros unidimensionales a lo largo de la dirección espacial utilizando la tarea de IRAF *apall*. Los espectros nucleares, centrados en la posición del máximo del continuo, se obtuvieron sumando la señal en una ventana con un tamaño de 0.204'' (4 píxeles). Adicionalmente, se realizaron extracciones consecutivas en la dirección espacial, a ambos lados del núcleo, en ventanas de 0.102'' (2 píxeles). El número de extracciones varió de objeto a objeto, dependiendo de la extensión de la emisión de las CLs y

Tabla 3.2: Registro de las observaciones.

Objeto	Conjunto de datos	Ancho de la ranura [arcsec]	Red de difracción	P.A. [°]	Resolución espectral [km s <sup>-1</sup> ]	Resolución espacial [pc pix <sup>-1</sup> ]
Mrk 3	O5KS01010	0.1	G430L	-108	250	13
	O5KS01020	0.1	G750L	-108	350	13
Mrk 348	O5G405020	0.2	G430L	146	270	15
Mrk 573	O6BU02050	0.2	G430L	-71	270	17
	O6BU02040	0.2	G430L	-71	270	17
	O6BU02020	0.2	G750M	-71	40	17
	O6BU02010	0.2	G750M	-71	40	17
	O6BU02030	0.2	G750M	-71	40	17
NGC 1068	O4WK010A0	0.1	G430L	202	250	4
	O4WK010B0	0.1	G750L	202	350	4
NGC 3081	O6BU06040	0.2	G430L	-110	270	8
	O6BU06050	0.2	G430L	-110	270	8
	O6BU06030	0.2	G750M	-110	40	8
	O6BU06010	0.2	G750M	-110	40	8
	O6BU06020	0.2	G750M	-110	40	8
NGC 3227	O5KP01020	0.2	G430L	-150	270	4
	O5KP01040	0.2	G750L	-150	370	4
NGC 4151	O42302070	0.1	G430L	221	250	3
	O42303050	0.1	G430L	221	250	3
	O42302080	0.1	G750L	221	350	3
	O42303060	0.1	G750L	221	350	3
	O42305050	0.1	G430L	70	250	3
	O42304090	0.1	G430L	70	250	3
	O42305060	0.1	G750L	70	350	3
	O423040a0	0.1	G750L	70	350	3
NGC 4507	O5DF03010	0.2	G430L	-34	270	12
	O6BU17020	0.2	G750M	-138	40	12
	O6BU17010	0.2	G750M	-138	40	12
NGC 5643	O6BU11040	0.2	G430L	-127	270	4
	O6BU11050	0.2	G430L	-127	270	4
	O6BU11010	0.2	G750M	-127	40	4
	O6BU11020	0.2	G750M	-127	40	4
	O6BU11030	0.2	G750M	-127	40	4
NGC 7682	O6BU14040	0.2	G430L	18	270	15
	O6BU14050	0.2	G430L	18	270	15
	O6BU14010	0.2	G750M	18	40	15
	O6BU14020	0.2	G750M	18	40	15
	O6BU14030	0.2	G750M	18	40	15

otras líneas de la NLR.

En cada espectro se midió el flujo, el FWHM y la posición del pico central de las CLs: [Ne v]  $\lambda 3425$ , [Fe vii]  $\lambda 3586$ , [Fe vii]  $\lambda 3760$ , [Fe xiv]  $\lambda 5303$ , [Fe vii]  $\lambda 6086$ , [Fe x]  $\lambda 6374$ , [S xii]  $\lambda 7611$  y [Fe xi]  $\lambda 7892$ . Cabe aclarar que no todos los espectros presentan todas estas líneas. En la tabla 3.3 se listan todas las CLs estudiadas en este trabajo junto con los potenciales de ionización requeridos para formar el ión correspondiente. Si la región que contiene [Fe vii]  $\lambda 6086$  estaba disponible para una dada galaxia, las mediciones de esta línea fueron preferidas a las de las líneas [Fe vii]  $\lambda 3586$  y [Fe vii]  $\lambda 3760$ , ya que la primera es significativamente más intensa que las últimas dos. Por motivos de comparación, también se midieron las líneas de baja y media ionización [O ii]  $\lambda 3727$ , [Ne iii]  $\lambda 3869$  y [O iii]  $\lambda 5007$ . Para realizar una sustracción precisa del continuo, se seleccionaron regiones del continuo localizadas aproximadamente a  $300\text{--}600\text{ km s}^{-1}$  de las líneas en consideración. Para todos los objetos se encontró que el continuo del AGN era bien representado por una línea recta. Luego de la sustracción del continuo interpolado, se asumió que el perfil observado de las líneas es bien representado por una o la suma de componentes gaussianas. Para este proceso se utilizó la rutina LINER (Pogge & Owen 1993). En general, este método resultó adecuado para todos los espectros.

Al analizar los espectros que se presentan aquí debe tenerse en cuenta que éstos están convolucionados con la *point spread function* (PSF) del instrumento. Si bien la PSF de STIS para los modos del CCD es angosta (FWHM = 2.3 píxeles en  $7750\text{ \AA}$ ), es posible un poco de contaminación en las regiones más extendidas debido a las regiones centrales brillantes. Para tener una idea clara de cuan afectadas están las mediciones debido a la PSF, se analizó su perfil a lo largo del eje espacial, trazado por el continuo tipo puntual de NGC 4151, y se comparó con la distribución espacial de las diferentes líneas medidas en los espectros de las galaxias de la muestra. A partir de este análisis se encontró que el perfil espacial de la PSF es mucho más angosto que los perfiles de distribución espacial anchos y suaves de las líneas medidas en las galaxias Seyferts 2. Por lo tanto, cualquier tipo de contaminación en la emisión extendida debido a las regiones centrales más brillantes es insignificante. Sin embargo, el caso particular de NGC 4151 es más delicado debido a que su núcleo es muy intenso. Mientras que la emisión en las alas de la PSF contribuye a las mediciones realizadas junto al núcleo, a distancias mayores este aporte es sólo un pequeño porcentaje y no afecta significativamente los resultados.

A lo largo de este trabajo se reportan directamente los FWHMs de líneas de

Tabla 3.3: Líneas coronales estudiadas.

Ion	$\lambda$ [Å]	IP [eV]
[Ne v]	3425	98
[Fe vii]	3586	99
[Fe vii]	3760	99
[Fe vii]	6086	99
[Fe x]	6374	235
[Fe xi]	7892	262
[Fe xiv]	5303	361
[S xii]	7611	504

emisión medidos, en lugar de realizar cualquier corrección instrumental. Esto se debe a que las correcciones reales dependen en gran medida de la extensión espacial de la región de emisión, ya que son muy diferentes para los casos de emisión de fuentes puntuales y extendidas (STIS Instrument Handbook<sup>1</sup>); y porque en cualquier región dada, emisiones de regiones puntuales y extendidas pueden contribuir al perfil de línea. En la sexta columna de la tabla 3.2 se reporta la resolución espectral asumiendo el caso de una fuente puntual. Estos valores se calcularon teniendo en cuenta la resolución espectral (FWHM en píxeles) de las ranuras de 0.1" y 0.2", y la resolución espectral proporcionada por las diferentes redes de difracción. Para fuentes extendidas, el FWHM instrumental puede ser del orden de 2 a 3 veces mayor que el de fuentes puntuales.

Debido a que la longitud de onda de la emisión observada depende directamente de la velocidad con la que el gas se mueve respecto al observador<sup>2</sup>, es posible traducir las mediciones del centro de la línea observada y el FWHM a velocidades que nos permiten estudiar la cinemática del gas que las emite. Por lo tanto, con las mediciones realizadas se construyeron los campos de velocidad radial del gas a lo largo de la ranura (derivada a partir del centro medido de la línea), la distribución de los FWHMs, los cuales nos dan información sobre la dispersión de velocidades

<sup>2</sup>En el caso de objetos cercanos y con movimientos no relativistas como los analizados en este trabajo, la longitud de onda de la luz proveniente de estos objetos se encuentra afectada por el conocido *efecto Doppler*. Este efecto es causado por el movimiento relativo del objeto respecto al observador y puede ser cuantificado como:  $\Delta\lambda/\lambda = \Delta V/c$ , donde  $\Delta\lambda$  es la diferencia entre las longitudes de onda observada y la emitida en el sistema en reposo,  $\Delta V$  es la velocidad radial del gas emisor relativa a la velocidad del sistema en reposo y  $c$  es la velocidad de la luz.

del gas, y la distribución de los flujos de las líneas de interés en la dirección espacial para los objetos de la muestra. Estas distribuciones son analizadas en detalle en las siguientes secciones. Debido a la falta de uniformidad de los espectros, cuando se combinaron los datos tomados con las redes de difracción G430L y G750M, sólo se emplearon los datos del flujo y las posiciones del centro de las líneas de este último, dejando de lado los valores de FWHM. Las incertidumbres en las mediciones del flujo fueron generalmente de un 10 %, con cierta degradación en las regiones más débiles ( $< 30\%$ ). En general, los centros de las líneas y los FWHMs tienen errores de menos de  $150 \text{ km s}^{-1}$ . Estos errores se estimaron utilizando la desviación estándar de cinco medidas diferentes de las líneas, hechas con diferentes selecciones de continuo. Sin embargo, hay que tener en cuenta que los errores en los FWHMs debidos a la incertidumbre en la extensión espacial de la región de emisión (mencionados anteriormente) son mayores que esto.

## 3.2. Distribuciones de flujo y extensión de la CLR

En esta sección se describen las propiedades generales de cada una de las galaxias de la muestra y los principales resultados obtenidos a partir de las mediciones de sus flujos. Se hace hincapié en la extensión de la CLR y cómo se compara con la del gas de menor ionización.

A menos que se indique lo contrario, las extensiones reportadas en este trabajo corresponden a la última posición en la que la relación señal ruido fue lo suficientemente alta como para que la línea de interés fuese detectada (a un nivel de  $3\sigma$ ). La posible presencia de la línea de emisión más lejos del núcleo se verificó de dos maneras: en primer lugar, se extrajeron espectros adicionales sumando la señal de varios píxeles (hasta 10) al lado del último espectro en el que se detectó la línea. En ninguno de los casos se encontró emisión más lejos de lo reportado. En segundo lugar, se utilizó el límite superior del flujo de la línea de interés (derivado a partir del RMS del continuo en la posición en la que esta línea debería ser observada y un FWHM supuesto) para calcular razones de líneas que involucran una CL y una línea de más baja ionización que se encuentra presente en el espectro (e.g.  $[\text{Ne V}]/[\text{O III}]$ ,  $[\text{Fe VII}]/[\text{O III}]$ ,  $[\text{Fe X}]/[\text{O I}]$ ), y se compararon con aquellas razones medidas en el espectro adyacente (hacia la dirección del núcleo). En la mayoría de los casos estos límites superiores fueron del orden, o ligeramente inferiores, a las razones medidas

más cerca del núcleo. Por lo tanto, aunque no es posible descartar emisión más lejos del núcleo, si la hay, ésta es muy débil y se encuentra por debajo del límite de sensibilidad del detector de STIS. Cabe aclarar también que las distancias que se reportan en este trabajo pueden verse afectadas por efectos de proyección, por los cuales no han sido corregidas.

### 3.2.1. Mrk 573

Mrk 573 es una galaxia Seyfert 2 con barra. Su espectro es muy rico en CLs, desde el óptico hasta longitudes de onda infrarrojas (e.g. Koski 1978; Tsvetanov & Walsh 1992; Storchi-Bergmann et al. 1996; Riffel, Rodríguez-Ardila & Pastoriza 2006; Mullaney & Ward 2008). Recientemente, Ramos Almeida et al. (2008) propusieron que Mrk 573 es, de hecho, una galaxia NLS1 en lugar de una galaxia Seyfert 2. Estos autores se basaron en observaciones de líneas permitidas de O I y Fe II en el infrarrojo, las cuales son características sólo de galaxias Seyferts 1, ya que son producidas en la BLR. Nagao et al. (2004) reportaron observaciones espectropolarimétricas de la NLR de esta fuente y encontraron que no sólo muestra emisión dispersada (y por lo tanto polarizada) de la línea ancha de H $\alpha$  sino también de varias líneas prohibidas angostas. El grado de polarización de estas últimas correlaciona positivamente con el IP del ión y con la densidad crítica<sup>3</sup> de la transición correspondiente. Estos autores atribuyeron estas correlaciones al oscurecimiento de una NLR estratificada debido a la presencia de un toro de polvo geoméricamente y ópticamente grueso. Esta galaxia muestra un jet nuclear en radio, cuya componente NW yace en un PA= $-51^\circ$  (Nagar et al. 1999), y se extiende a lo largo de la misma dirección que el cono de ionización de [O III] (PA= $120^\circ$ ) reportado por Regan & Mulchaey (1999) (Haniff, Wilson & Ward 1988; Pogge & De Robertis 1995). Imágenes obtenidas en rayos-X con el telescopio Chandra<sup>4</sup> muestran que la emisión de rayos-X blandos (0.2-2 keV) es claramente extendida y su morfología se asemeja a la de la emisión de [O III] (Bianchi et al. 2010), sugiriendo un origen común de las dos emisiones. Sin embargo, debido a la pobre resolución espacial de Chandra es difícil decir que tan buena es la correspondencia en pequeñas escalas. En la figura 3.2 se muestra la imagen tomada con la *Faint Object Camera* (FOC) de HST de la emisión de [O III] con los contornos de rayos-X blandos observados con Chandra superpuestos.

<sup>3</sup>La densidad crítica,  $n_e$ , corresponde al límite inferior a partir del cual las desexcitaciones colisionales no son despreciables.

<sup>4</sup><http://chandra.harvard.edu/>

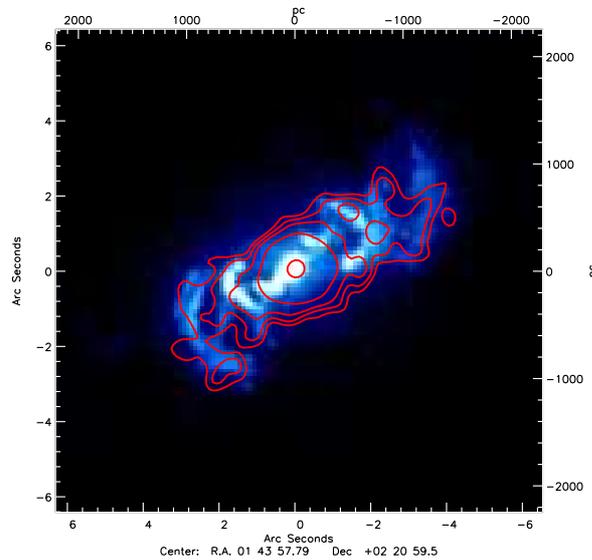


Figura 3.2: Imagen de  $[O\text{ III}]$  tomada con FOC/HST de la región interna de Mrk 573. Notar como el gas emisor se encuentra formando arcos y nódulos. Superpuestos se muestran los contornos en rayos-X blandos. Figura tomada del trabajo de Bianchi et al. (2010).

Estudios previos realizados con imágenes y espectros del HST (Ferruit et al. 1999; Quillen et al. 1999; Schlesinger et al. 2009) han mostrado que el gas de baja y media ionización se extiende hasta distancias de  $\sim 1100$  pc hacia el SE y  $\sim 1500$  pc hacia el NW. Adicionalmente, la región circumnuclear es rica en arcos y nódulos brillantes de gas emisor de líneas (figura 3.2), los cuales se encuentran alineados y aparentemente interaccionan con un radio *outflow* de baja potencia que se extiende en escalas de kiloparsecs (Pogge & de Robertis 1993; Falcke, Wilson & Simpson 1998; Ferruit et al. 1999). Debido a que, como veremos más adelante, las CLs detectadas en este objeto se restringen a los 200 pc más internos, es decir, en escalas estrictamente menores que las regiones donde los arcos y los nódulos están localizados, quedará descartada cualquier asociación entre estos y las líneas de alta ionización.

Los espectros HST/STIS de esta galaxia fueron obtenidos con la ranura orientada en un ángulo de posición  $PA = -71^\circ$  y, por lo tanto, casi alineada con el cono de ionización de  $[O\text{ III}]$ . El espectro nuclear azul revela intensas CLs de  $[\text{Ne V}]$ ,  $[\text{Fe VII}]$  y  $[\text{Fe XIV}]$ , además de líneas prohibidas de baja y media ionización como  $[O\text{ II}]$ ,  $[\text{Ne III}]$  y  $[O\text{ III}]$  y líneas de recombinación de  $\text{H I}$  y  $\text{He II}$ . En el espectro rojo puede observarse  $[\text{Fe X}]$ , junto con  $\text{H}\alpha$  y líneas de baja ionización como  $[O\text{ I}]$ ,  $[\text{N II}]$  y  $[\text{S II}]$ . La figura 3.3

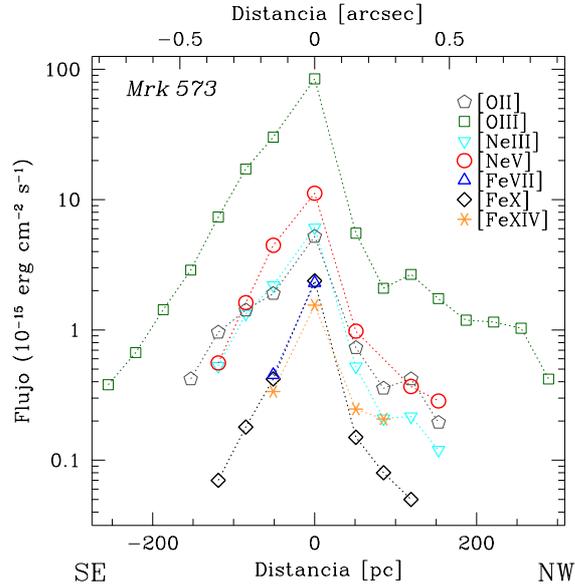


Figura 3.3: Flujo de las principales líneas de emisión medidas en Mrk573 como función de la distancia proyectada al núcleo. Las barras de error tienen típicamente el tamaño de los símbolos (ver sección 3.2), y por lo tanto no se muestran en el gráfico.

muestra las distribuciones de flujo de las CLs medidos en Mrk573 junto con las líneas de baja ionización de [Ne III], [O III] y [O II], las cuales fueron incluidas para comparación. Además, en la tabla 3.4 se indica la distancia respecto del núcleo hasta la cual cada línea coronal es detectada, como así también la extensión total a lo largo de la ranura de la emisión de [O III]. En la figura 3.3 puede observarse que la CLR de Mrk573 tiende a ser un poco más extensa hacia el NW que hacia el SE. Además, la emisión de [O III] muestra dos pequeños aumentos en  $\sim 120$  pc y  $\sim 250$  pc NW, que no son observados en el gas de alta ionización. [Ne V] es la CL más extensa, pudiéndose observar hasta  $\sim 160$  pc hacia el NW y 120 pc hacia el SE del núcleo (ver tabla 3.4). Por el contrario, [Fe VII]  $\lambda 3586$  sólo es detectada hasta 50 pc al SE. Hacia el NW, esta línea se restringe al núcleo no resuelto. Sin embargo, hay que tener en cuenta que la extensión verdadera del gas emisor de [Fe VII] puede ser mayor. Esto es debido a que las únicas líneas de [Fe VII] cubiertas por los espectros STIS en este objeto pertenecen a la región azul, cuyas intensidades son sólo una pequeña fracción de la intensidad de la línea de  $\text{Fe}^{+6}$  más intensa observada en el óptico, [Fe VII]  $\lambda 6086$ .

Los espectros azules también incluyen la línea coronal [Fe XIV]  $\lambda 5303$ . Ésta corresponde a la línea con el mayor IP detectada en la región óptica en Mrk573.

Tabla 3.4: Extensión observada de las líneas coronales, en parsecs. También se incluyó la línea de [O III] 5007 Å para comparación.

	[Ne v] λ3425	[Fe VII] λ3760	[Fe XIV] λ5303	[Fe VII] λ6086	[Fe X] λ6374	[S XII] λ7611	[Fe XI] λ7892	[O III] λ5007
Mrk 3	230 SW	–	–	200 SW	–	–	–	470 SW
	150 NE	–	–	95 NE	–	–	–	710 NE
Mrk 348	< 30 SE	–	–					250 SE
	105 NW	–	–					610 NW
Mrk 573	150 NW	< 35 NW	85 NW		120 NW			1400 NW
	120 SE	50 SE	50 SE		85 SE			1170 SE
NGC 1068	110 SW	10 SW		25 SW	10 SW	10 SW	10 SW	290 SW
	140 NE	130 NE		130 NE	115 NE	20 NE	50 NE	375 NE
NGC 3081	40 SW	< 15 SW	< 15 SW		< 15 SW			210 SW
	55 NE	25 NE	25 NE		25 NE			250 NE
NGC 3227	< 10 SW			< 10 SW	< 10 SW	–	–	50 SW
	< 10 NE			< 10 NE	< 10 NE	–	–	80 NE
NGC 4151 (221°)	75 SW			75 SW	10 SW	–		450 SW
	70 NE			30 NE	10 NE	–		255 NE
NGC 4151 (70°)	100 SW			95 SW	10 SW	–		210 SW
	75 NE			70 NE	< 10 NE	–		440 NE
NGC 4507	130 NW	130 NW *	35 NW		35 NW			315 NW
	60 SE	60 SE *	35 SE		35 SE			200 SE
NGC 5643	< 10 SW	–	–		–			370 SW
	30 NE	–	–		–			410 NE
NGC 7682	150 NW	–	–		–			560 NW
	50 SE	–	–		–			765 SE

\* Esta extensión corresponde a la línea [Fe VII] λ3586.

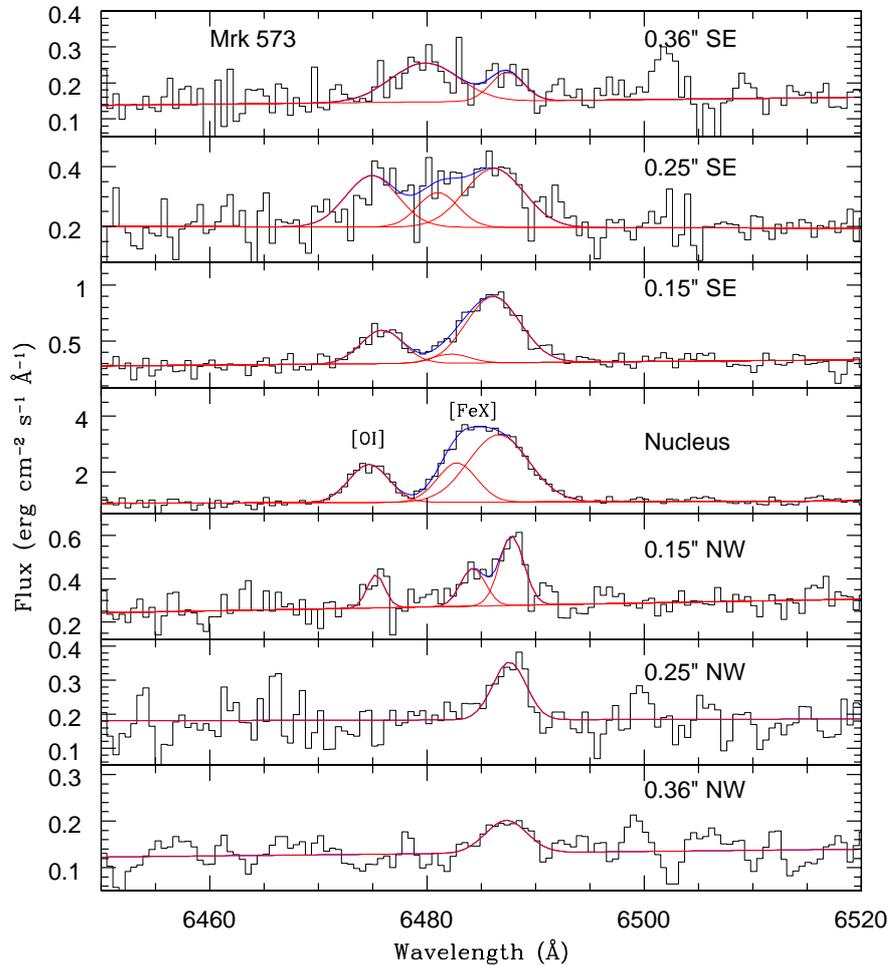


Figura 3.4: Ajuste de los perfiles de [O I] y [Fe X] observados en el núcleo y las regiones adyacentes de Mrk 573. El histograma negro representa el espectro medido. Las componentes gaussianas utilizadas para el ajuste están graficadas en rojo y su suma en azul.

Esta línea es observada en el espectro del núcleo no resuelto y su emisión se extiende hasta  $\sim 80$  pc hacia el NW y  $\sim 50$  pc hacia el SE.

El espectro rojo, el cual tiene una mayor resolución espectral que el azul, contiene la línea de alta ionización [Fe X]  $\lambda 6374$ . Esta línea es prominente en el núcleo, mostrando un notable perfil ancho y achatado, típico de una estructura de doble pico, que contrasta con los perfiles tipos gaussianos observados en [O I] y [S II]. En la figura 3.4 se muestran los ajustes gaussianos realizados de los perfiles de [O I] y [Fe X] en el espectro nuclear y los espectros adyacentes de Mrk 573. La naturaleza de doble

pico de [Fe X] se hace evidente cuando se examina el perfil de la línea en las distintas aperturas. Puede observarse que la intensidad del pico azul, relativa a la del pico rojo, aumenta a medida que se va desde el NW hacia el SE, excepto en la posición 0.15'' SE, donde su intensidad, en relación con el pico rojo, disminuye. Además, la separación relativa entre los dos picos aumenta: mientras que en la apertura nuclear están separados por  $\sim 180 \text{ km s}^{-1}$ , a 0.36'' hacia el SE (la última posición donde la línea de [Fe X] es detectada) la separación es de  $\sim 350 \text{ km s}^{-1}$ . En la figura 3.4 también es posible ver que el [Fe X] se extiende hasta  $\sim 120 \text{ pc}$  (0.36'') a ambos lados del núcleo. En comparación, [O I] es detectada hasta 150 pc hacia el SE y 190 pc hacia el NW (estas aperturas no se incluyeron en el gráfico). Sin embargo, hay algunas posiciones (0.36'' NW, 0.25'' NW y 0.36'' SE) en las cuales no se observa emisión de [O I]. Además, los perfiles de las otras líneas parecen ser diferentes al de [Fe X], sugiriendo que esta emisión puede estar relacionada con una nube de gas de alta ionización *matter-bounded*<sup>5</sup> que ha sido acelerada radialmente. Vale la pena mencionar que a 85 pc hacia el SE, los perfiles de las líneas de H $\alpha$ , [N II] y [S II] muestran una gran complejidad, con múltiples componentes en cada línea, mientras que [Fe X] es dominada por el pico rojo.

El aumento relativo de la separación entre el pico azul y rojo del [Fe X] con la distancia, yendo desde el NW hacia el SE, es único ya que no existen reportes previos en la literatura de este tipo de comportamiento en una línea óptica de tan alta ionización, es decir, con  $IP > 200 \text{ eV}$ . Además, la detección de [Fe X] a distancias tan alejadas del núcleo como 120 pc es notable, e impone severas restricciones a los modelos de fotoionización. Este punto será examinado con más detalle en la sección 3.4.2.

### 3.2.2. NGC 1068

NGC 1068 es una de las galaxias Seyfert más cercanas y usualmente considerada como la Seyfert 2 arquetípica. Esta galaxia ha sido extensivamente estudiada en cada rango de longitudes de onda, desde los rayos-X hasta el radio (e.g. Oliva & Moorwood 1990; Miller, Goodrich & Mathews 1991; Antonucci, Hurt & Miller 1994; Machetto et al. 1994; Gallimore et al. 1996; Young et al. 1995; Marconi et al. 1996; Young,

<sup>5</sup>En una nube *matter-bounded*, al contrario del caso de una nube *ionization-bounded*, todo el material es ionizado por completo y parte de la radiación ionizante escapa de la nube. Este tipo de nube puede entonces privilegiar la emisión de líneas de alta ionización respecto a las de baja ionización.

Wilson & Shopbell 2001; Kinkhabwala et al. 2002; Jaffe et al. 2004). La estructura de su región interna es altamente compleja. Es clasificada como una galaxia (R)SA(rs)b, mostrando una barra interna larga e intensa dentro de un disco/barra oval externo más débil y largo. Una NLR, con forma de cono y orientada en la dirección noreste-sudeste, fue resuelta en filamentos y fuentes puntuales por medio de imágenes de banda angosta con el HST (Evans et al. 1991; Macchetto et al. 1994). Espacialmente coincidente con la NLR, mapas de radio observados con el *Very Large Array*<sup>6</sup> (VLA) revelaron una estructura bipolar de  $13''$ , constituida por jets que finalizan en lóbulos a lo largo del  $PA = 30^\circ$  (Wilson & Ulvestad 1983). En escalas menores que segundos de arco, el jet es resuelto en cuatro componentes llamadas S1, S2, C y NE (Gallimore et al. 1996). Dos de estas componentes (S1 y S2) están localizadas aproximadamente en la dirección norte-sur. Se cree que la componente localizada más hacia el norte corresponde al núcleo activo oculto. A una distancia de  $\sim 0.3''$  hacia el norte de ésta, a lo largo del  $PA = 10^\circ$ , se ubica la tercera componente (C). En este punto el jet parece tener un cambio abrupto en su dirección, y la cuarta componente (NE) es observada a una distancia de  $\sim 0.3''$  respecto de la tercera, en la dirección del  $PA = 30^\circ$ . La figura 3.5 muestra los contornos de radio tomados en 6 cm con el interferómetro MERLIN<sup>7</sup> (Gallimore et al. 1996) superpuestos a la imagen de [O III] de los  $4'' \times 4''$  más internos de esta galaxia (Capetti et al. 1997). NGC 1068 también es una fuente intensa de emisión de rayos-X. Imágenes de alta resolución tomadas con Chandra mostraron una coincidencia notable entre la emisión de rayos-X y [O III] (figura 3.6), tanto en escalas pequeñas como grandes (Young et al. 2001). Estas imágenes mostraron un núcleo brillante y emisión extendida hacia el NE, y una estructura en escalas más grandes que alcanza al menos 1 minuto de arco hacia el NE y SW del núcleo.

La extrema complejidad de esta galaxia se hace también evidente en los perfiles y flujos de sus líneas de emisión observadas con STIS, mostrando grandes variaciones entre espectros adyacentes a lo largo de la ranura. Es importante notar que la ranura de STIS fue orientada a lo largo del cono de ionización y aproximadamente coincidente con el jet nuclear observado en radio (ver tabla 3.2). Los espectros STIS muestran varias CLs en el rango de longitudes de onda cubierto (2900–10300 Å), desde líneas de [Ne V] y [Fe VII], con potenciales de ionización de  $\sim 100$  eV, hasta el caso extremo de la línea de [S XII] en  $\lambda 7611$ , cuyo IP es de 504.7 eV. En la figura 3.7

---

<sup>6</sup><http://www.vla.nrao.edu/>

<sup>7</sup><http://www.merlin.ac.uk/>

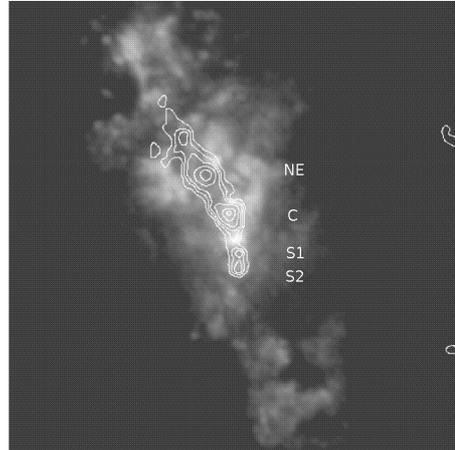


Figura 3.5: Contornos de la imagen en 6 cm tomada con MERLIN, superpuestas a la imagen de  $[O III]$  tomada con el HST. La imagen corresponde a los  $4'' \times 4''$  más internos de NGC 1068. El norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda. La imagen fue tomada del trabajo de Capetti et al. (1997) y se le incluyeron los nombres de los cuatro nódulos resueltos en radio.

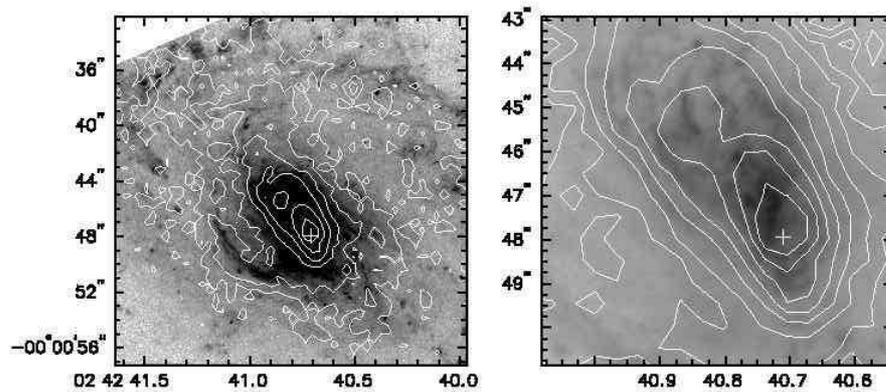


Figura 3.6: Contornos de la imagen en rayos-X blandos tomada con Chandra superpuestas a la imagen de  $[O III]$  tomada con el HST. La cruz marca la posición del nódulo S1 observado en radio, donde se considera que se ubica el núcleo de NGC 1068. Los ejes horizontales corresponden a la ascensión recta y los verticales a la declinación de las imágenes. La figura fue tomada del trabajo de Young et al. (2001).

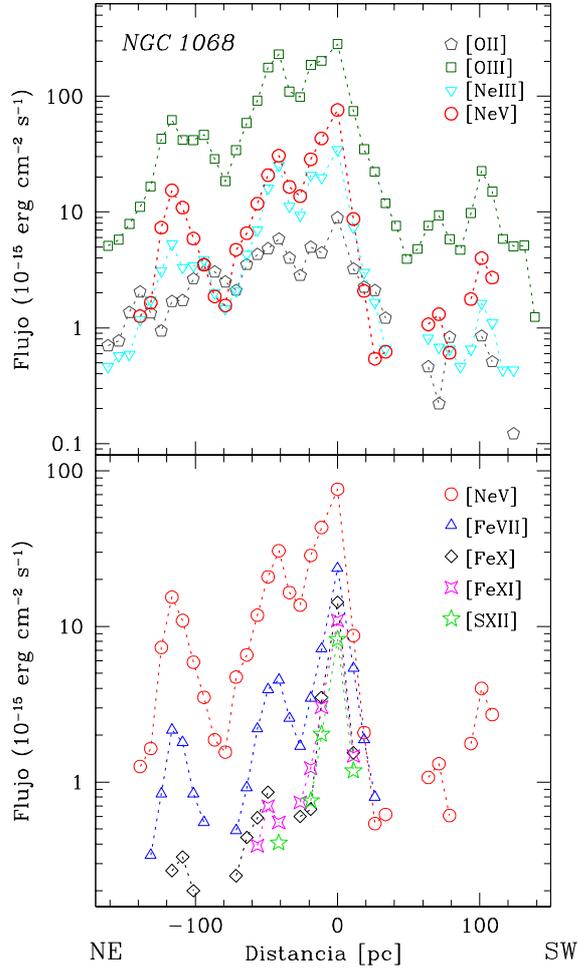


Figura 3.7: Flujo de las principales líneas de emisión de NGC 1068 como función de la distancia proyectada al núcleo. Por motivos de visualización se muestran las distribuciones de flujo en dos paneles separados: en el panel superior se muestran [Ne V] y líneas de baja ionización, y en el panel inferior [Ne V] y líneas de alta ionización. Las barras de error tienen típicamente el tamaño de los símbolos (ver sección 3.2) y no son mostradas.

se muestran los valores de los flujos de las CLs y las líneas de baja ionización [O III], [O II] y [Ne III] medidos en los espectros STIS de NGC 1068.

Las CLs más extensas, [Ne V]  $\lambda 3425$  y [Fe VII]  $\lambda 6086$ , muestran una morfología espacial similar a la de la línea más intensa [O III]  $\lambda 5007$ , la cual muestra varias zonas con aumentos notables de emisión localizadas principalmente hacia el lado NE del núcleo. La línea de [Ne V] se extiende hasta 140 pc hacia el NE, con dos picos de emisión localizados a 40 pc y 115 pc hacia el NE del núcleo. Hacia el SW, esta línea

es relativamente débil, y aparece y reaparece varias veces a lo largo de la ranura. El máximo de extensión hacia el SW es de 110 pc. La línea [Fe VII]  $\lambda 6086$  es observada hasta 130 pc hacia el NE del núcleo, aunque no es detectada desde 80 pc hasta 85 pc. Del lado SW esta línea es mucho menos extensa y sólo puede observarse hasta 25 pc. A  $\sim 20$  pc hacia el NE se observa un aumento de la emisión de las líneas de baja ionización graficadas en la figura 3.7. Este aumento de emisión no es seguido por las líneas de alta ionización.

La línea [Fe X]  $\lambda 6374$  es más complicada de analizar debido a que se encuentra fuertemente mezclada con la línea próxima [O I]  $\lambda 6363$ . Sin embargo, los parámetros de esta última (FWHM, posición del centro e intensidad) pueden ser fijados a partir de los valores de la línea [O I]  $\lambda 6300$ , ya que ambas pertenecen al mismo doblete y, por lo tanto, sus parámetros relativos sólo dependen de parámetros físicos que son bien conocidos. De esta manera, una vez fijado el perfil de la línea [O I]  $\lambda 6363$ , se procedió a ajustar un perfil gaussiano a la línea [Fe X]  $\lambda 6374$ , determinando así su extensión. Hacia el SW, [Fe X] es observado sólo junto al núcleo, a una distancia de 10 pc. Por otro lado, la extensión hacia el NE es bastante grande, alcanzando distancias comparables a las medidas para la emisión de [Fe VII]. El [Fe X] se encuentra claramente presente hacia el NE junto al núcleo (10 pc), desde 50 pc hasta 65 pc y desde 110 pc hasta 115 pc. Las regiones de más alta ionización, trazadas por las líneas [Fe XI]  $\lambda 7892$  y [S XII]  $\lambda 7611$ , son mucho más compactas, aunque siguen siendo resueltas espacialmente. Estas líneas se extienden hasta  $\sim 10$  pc hacia el SW y hacia el NE hasta 50 pc y 20 pc, respectivamente. En general, cuando se observan las líneas de alta ionización, éstas tienden a seguir la misma distribución de flujo que las de más baja ionización (i.e. [O III]).

Es interesante notar que hacia el NE la distancia máxima hasta la cual una línea es observada decrece a medida que el IP del ión coronal aumenta. Sin embargo, hacia el SW las líneas muestran un comportamiento enteramente diferente, que no puede ser explicado simplemente por una anisotropía en la radiación ionizante. Si bien [Ne V]  $\lambda 3425$  y [Fe VII]  $\lambda 6086$  tienen casi el mismo IP y densidad crítica, la primera se extiende mucho más hacia el SW que la segunda. Resultados similares han sido encontrados en el infrarrojo cercano (NIR) por Geballe et al. (2009) a partir de espectroscopia en las bandas *L* y *M* del núcleo de NGC 1068, obtenida con una resolución espacial de  $0.3''$  (20 pc) y la ranura orientada aproximadamente a lo largo de los conos de ionización del AGN. Estos autores encontraron que todas las CLs detectadas en esa región del espectro electromagnético tienen su máximo a 20 pc al

norte del AGN y que son relativamente débiles o no están presentes hacia el sur. Esto puede entenderse en términos de la intensa extinción derivada a partir de los datos STIS en la región SW de este objeto. Para ello se asumió una razón de  $H\alpha/H\beta = 3.1^8$  y se determinó el enrojecimiento como función de la distancia al núcleo. Las razones medidas hacia el NE son próximas a la razón teórica y, por lo tanto, el enrojecimiento no está afectando de manera importante el gas en esta región. Sin embargo, hacia el SW el enrojecimiento aumenta a medida que aumenta la distancia al núcleo, llegando a alcanzar un valor de  $E(V-B) = 0.9$  a 35 pc al SW. A distancias mayores que esta no fue posible determinar el enrojecimiento debido a que las líneas del hidrógeno en estas regiones son demasiado débiles. Asumiendo que en ausencia de enrojecimiento el valor de la razón  $[\text{Ne v}] \lambda 3425 / [\text{Fe VII}] \lambda 6086$  hacia el SW es similar a los medidos hacia el NE, la línea  $[\text{Ne v}] \lambda 3425$  es, intrínsecamente, al menos 10 veces más intensa que  $[\text{Fe VII}] \lambda 6086$ . Por lo tanto, es claro que el medioambiente hacia el SW contiene mucho polvo y extingue por completo esta última línea.

Las razones de líneas  $[\text{Fe VII}] 3759/6086$  y  $5159/6086 \text{ \AA}$  pueden ser utilizadas como diagnósticos de densidad de la región emisora de  $\text{Fe}^{+6}$  (Keenan & Norrington 1987). De todas las galaxias de la muestra, NGC 1068 es la única para la cual estas líneas están disponibles en los datos STIS. Sin embargo, debido a que las líneas observadas en el espectro azul son demasiado débiles y a las incertezas en las correcciones por enrojecimiento (especialmente en el caso de la primera razón, la cual es muy sensible a la extinción), no fue posible derivar valores confiables de la densidad del gas emisor de CLs.

### 3.2.3. Mrk 3

Mrk 3 es una galaxia S0 cercana. Si bien a partir de espectroscopia óptica ha sido clasificada como una galaxia Seyfert 2, cuando es observada en luz polarizada muestra evidencias de un núcleo tipo 1 oculto (Miller & Goodrich 1990). La morfología de las regiones más internas de esta galaxia es muy compleja. Imágenes tomadas con HST de banda angosta, centradas en  $[\text{O II}] \lambda 3727$ ,  $[\text{O III}] \lambda 5007$ ,  $H\gamma$  y  $H\alpha$ , han mostrado una NLR con forma de  $S$ , extendiéndose a lo largo de los  $2''$  más internos en la dirección este-oeste ( $\text{PA} = 70^\circ$  medido del este hacia el norte) y compuesta por un

---

<sup>8</sup>Este valor es derivado a partir de la teoría clásica de fotoionización asumiendo el caso B de recombinación. Éste es una aproximación la cual supone que la profundidad óptica de las líneas de Lyman es infinita y todos los fotones de la serie de Lyman son convertidos en fotones de series mayores más un fotón  $L\alpha$  o dos fotones continuos. Para más detalles ver Osterbrock (1989).

gran número de nódulos resueltos (Capetti et al. 1995). Esta pequeña estructura se encuentra embebida en una región de emisión con forma de cono más extensa, la cual está alineada a lo largo de la dirección del PA=114° (Pogge & De Robertis 1993). Adicionalmente, observaciones en radio de alta resolución revelaron jets altamente colimados que yacen a lo largo del PA= 84° (Kukula et al. 1993). El jet también muestra una curvatura en forma de *S*, que se extiende aproximadamente por 2". El extremo oeste del jet termina en un lóbulo extendido que contiene una mancha caliente o *hot spot*, localizada a una distancia de 1.2" del núcleo. En la figura 3.8 se muestran los mapas de radio y emisión de [O III] de las regiones internas de Mrk 3. Notablemente la emisión en rayos-X blandos de Mrk 3 también es elongada espacialmente a lo largo de la emisión de [O III] (Sako et al. 2000).

En las observaciones con STIS de Mrk 3 se utilizaron dos rendijas diferentes (G430L y G750L), con la ranura siguiendo la NLR en forma de *S* a lo largo del PA=73°, y casi alineada con el jet en radio (ver tabla 3.2). El espectro óptico de esta galaxia muestra sólo CLs débiles. De hecho, en la región azul del espectro sólo se observan las líneas [Ne v]  $\lambda\lambda 3343, 3425$  y emisión muy débil de [Fe VII]  $\lambda 5158$ . En el espectro rojo se pudo detectar [Fe VII] en  $\lambda 5722$  y  $\lambda 6086$ . El espectro óptico de Mrk 3 no presenta líneas de más alta ionización que éstas y tampoco han sido reportadas previamente en el infrarrojo (Osterbrock, Shaw & Veilleux 1990; Wilson & Nath 1990; Heisler & De Robertis 1999; Knop et al. 2001). Esto hace a Mrk 3 una de las galaxias de más baja ionización de toda la muestra. Sin embargo, es interesante notar que Mrk 3 exhibe la CLR más extensa de los diez AGNs estudiados aquí (ver tabla 3.4).

En la figura 3.9 se muestran las distribuciones en función de la distancia al centro de los flujos medidos de las líneas más notables observadas en el espectro de Mrk 3. En ésta puede verse que la emisión de [Ne v]  $\lambda 3425$ , por ejemplo, se extiende hasta 230 pc hacia el SW del núcleo y 150 pc hacia el NE. Además, la línea [Fe VII]  $\lambda 6086$  puede ser detectada hasta 200 pc hacia el SW y 90 pc hacia el NE. En contraste, las líneas de media ionización como la [O III]  $\lambda 5007$  se extienden hasta 650 pc hacia el SW y 450 pc hacia el NE. Al igual que las líneas de baja ionización, [Ne v]  $\lambda 3425$  y [Fe VII]  $\lambda 6086$  son más intensas hacia el SW, mostrando ambas un segundo pico de emisión que no coinciden espacialmente: a 150 pc del centro en el caso de la primera y 120 pc en el de la segunda. La distribución de flujo de las líneas más importantes, incluyendo las CLs incluidas en la figura 3.9, muestran un patrón similar para los casos de las cinco especies estudiadas.

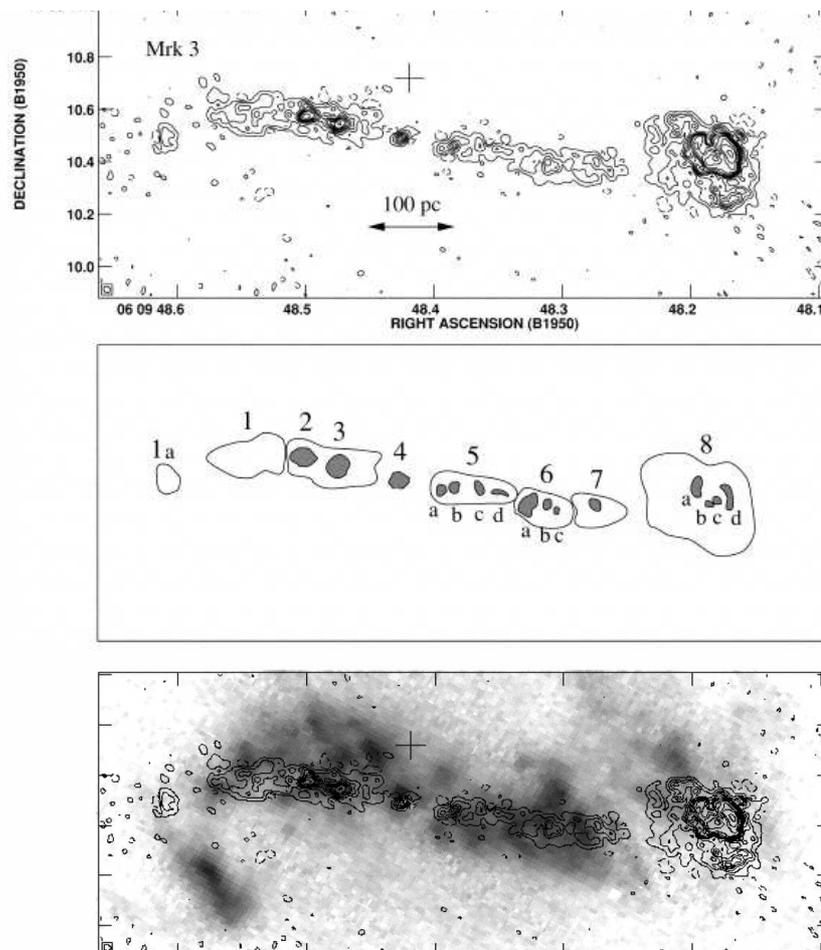


Figura 3.8: Panel superior: mapa de contornos de emisión radio en 18 cm EVN+MERLIN de Mrk 3. La cruz marca la posición del núcleo óptico determinado por Clements (1981) (notar que la ranura STIS utilizada en este trabajo no atraviesa este punto sino que fue colocada más hacia el sur). Panel medio: esquema de la emisión en radio mostrando los nódulos de radio más prominentes con los nombres dados por Kukula et al. (1993, 1999). Panel inferior: contornos de emisión en radio superpuestos a la estructura de emisión de [O III] observada con el HST (Capetti et al. 1995). Figuras tomadas del trabajo de Kukula et al. (1999).

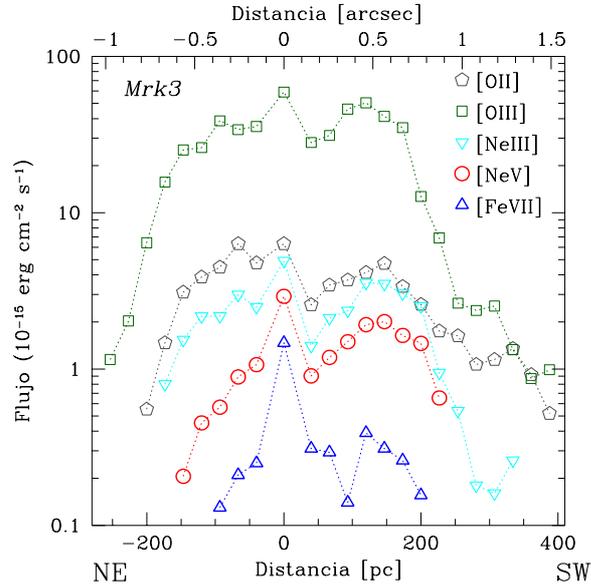


Figura 3.9: Flujo de las principales líneas de emisión medidas en Mrk 3 como función de la distancia proyectada al núcleo. Las barras de error tienen típicamente el tamaño de los símbolos (ver sección 3.2), y por lo tanto no se muestran en el gráfico.

La falta de líneas de iones altamente ionizados en el espectro óptico de esta galaxia contrasta con lo que es observado en altas energías. El espectro observado de Mrk 3 en rayos-X, por ejemplo, es dominado por líneas de emisión de metales ligeros en estados altamente ionizados (Pounds & Page 2005). Estos autores recalcaron la similitud entre el espectro de este objeto y el de NGC 1068, pero teniendo en cuenta que los flujos son de un orden de magnitud menores, principalmente debido a que Mrk 3 se encuentra a una mayor distancia y la atenuación en longitudes de onda largas debida a la columna Galáctica relativamente alta en dirección a esta fuente. Como se mencionó en la sección 3.2.2, el espectro óptico de NGC 1068 muestra varias líneas de muy alta ionización, las cuales no son observadas en Mrk 3. Este resultado llevó a especular si la falta de líneas de alta ionización es debida a razones técnicas (S/N insuficiente) en lugar de razones físicas. Para testear este escenario se asumió que, al igual que en la región de rayos-X, el espectro óptico de Mrk 3 es muy similar al de NGC 1068. Asumiendo entonces que las razones entre CLs son similares en ambos objetos, se determinó un límite superior para el valor del flujo de [Fe X] en Mrk 3. La razón  $[\text{Fe X}]/[\text{Fe VII}]$  medida en el núcleo de NGC 1068 es  $0.60 \pm 0.08$ . Asumiendo una razón similar en Mrk 3 y tomando el flujo de [Fe VII] medido de  $8.53 \pm 1.40 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , el límite superior esperado para el flujo de

[Fe X] es  $5.1 \times 10^{-16}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ . Este flujo es casi 6 veces el ruido ( $3\sigma$ ) del continuo adyacente observado y, por consiguiente, si la línea estuviera presente debería haber sido detectada. Por lo tanto, puede concluirse que la falta de líneas de alta ionización en el espectro óptico de Mrk 3 es intrínseco, probablemente debido a razones físicas más que a una S/N baja.

### 3.2.4. NGC 4151

NGC 4151 es una galaxia SABab que alberga un núcleo Seyfert tipo 1. Es uno de los AGNs mejor estudiados en todos los intervalos de longitudes de onda y en casi todos los aspectos de su espectro observado (e.g. Schulz 1995; Ulrich 2000, y sus referencias). Debido a su proximidad, la NLR puede ser resuelta desde la Tierra, incluso con telescopios sin óptica adaptativa. Ulrich (1973) mostró que la NLR de este objeto se extiende por varios segundos de arco, y se compone de al menos cuatro nubes distintas. Pogge (1989) y Pérez et al. (1989) estudiaron la emisión de [O III] por medio de imágenes tomadas desde la Tierra y encontraron que ésta se extiende por  $\sim 20''$  a lo largo del PA=228°. La emisión de [O III] de esta galaxia tiene una morfología en forma de bicono (Schulz 1988) a lo largo del PA=55°, claramente no alineada con el eje de radio que se encuentra a lo largo del PA  $\sim 77^\circ$  (Ulvestad, Wilson & Sramek 1981). El tamaño total de la emisión de radio es de  $\sim 5.5''$  (350 pc),  $3''$  hacia el suroeste y  $2.5''$  hacia el noreste. El ángulo de abertura total del cono es de  $70^\circ$ . La figura 3.10 muestra los contornos de radio superpuestos a la imagen de emisión de [O III] tomada por el HST de los  $6'' \times 6''$  más internos de NGC 4151. En este objeto se han reportado CLs desde la región de rayos-X hasta el óptico (Penston et al. 1984; Sturm et al. 2002; Ogle et al. 2000), pero hasta el momento su extensión espacial y la cinemática del gas de alta ionización no han sido estudiadas en detalle en escalas  $< 100$  pc. El único trabajo previo al respecto es el presentado recientemente por Storchi-Bergmann et al. (2009). Estos autores, utilizando espectroscopia 3D tomada con el instrumento NIFS del telescopio Gemini, trazaron la emisión de CLs en el infrarrojo, mostrando que la emisión de éstas no se extiende más allá de los 50 pc más internos.

Los espectros HST/STIS de NGC 4151 fueron tomados en dos ángulos de posición distintos. Una posición (PA=221°) interseca la emisión del cono y atraviesa el núcleo, y otra posición (PA=70°) desplazada por  $0.1''$  hacia el sur del núcleo y coincidente con el jet observado en radio en esta galaxia. Debido a esta configuración, es posible

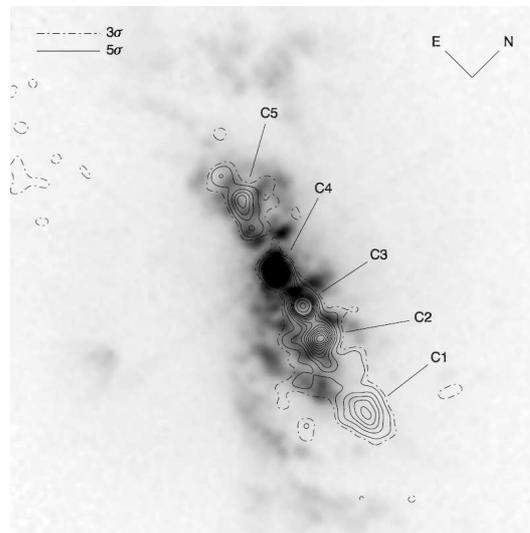


Figura 3.10: Contornos de radio superpuestos a la estructura de emisión de [O III] observada con el HST de los  $6'' \times 6''$  más internos de NGC 4151. Los nombres indican los nódulos más importantes resueltos en radio. Figura tomada del trabajo de Kaiser et al. (2000).

explorar por completo la extensión de la CLR, comparar su tamaño con el de otras líneas emitidas en la NLR y estudiar los efectos del jet en radio sobre el gas de alta ionización.

Las figuras 3.11 y 3.12 muestran las distribuciones de flujo de las líneas de [O II], [O III], [Ne III], [Ne V], [Fe VII] y [Fe X] en la dirección espacial con las ranuras alineadas a lo largo del  $PA=221^\circ$  y  $PA=70^\circ$ , respectivamente. En general, las distribuciones de flujos de las CLs se asemejan a la de las líneas de menor ionización. Pueden observarse varios picos de emisión a ambos lados del núcleo, haciendo evidente la estructura en forma de nódulos de la NLR de este objeto. Los flujos medidos a lo largo de ambos ángulos de posición no muestran ninguna diferencia significativa, aunque los flujos en los  $\sim 40$  pc más internos a lo largo del  $PA=221^\circ$  son un poco mayores que los medidos a lo largo del  $PA=70^\circ$ . Esto puede explicarse como el resultado del corrimiento en la posición de la segunda ranura.

En términos del tamaño de la CLR, se encuentra que ésta se restringe a los  $\sim 200$  pc más internos, siendo [Ne V] la línea de mayor extensión. Ésta es detectada hasta 75 pc a ambos lados del núcleo a lo largo del  $PA=221^\circ$ , y hasta 75 pc hacia el NE y 100 pc hacia el SW respecto del  $PA=70^\circ$ . Por el contrario, la región emisora de [Fe VII] es asimétrica. A lo largo del  $PA=221^\circ$  esta línea es detectada hasta 75 pc

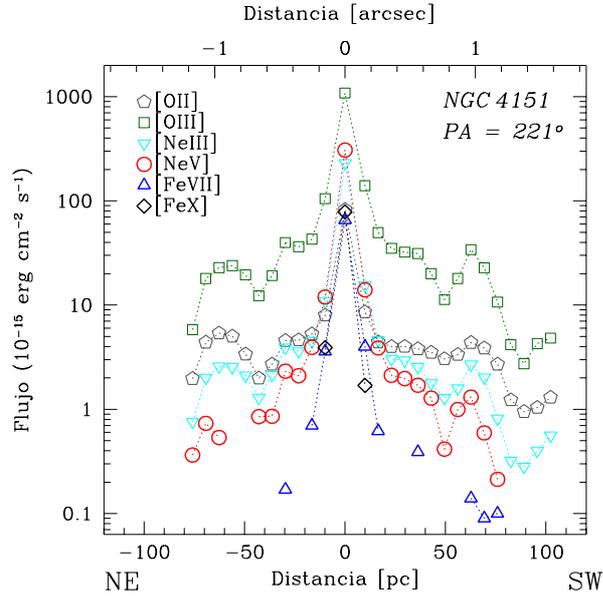


Figura 3.11: Flujo de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 a lo largo del  $PA = 221^\circ$  como función de la distancia proyectada al núcleo. Las barras de error tienen típicamente el tamaño de los símbolos (ver sección 3.2), y por lo tanto no se muestran en el gráfico.

hacia el SW pero sólo hasta 30 pc hacia el NE, mientras que a lo largo del  $PA=70^\circ$  es más extensa, alcanzando una distancia de 70 pc hacia el NE y 95 pc hacia el SW. La emisión de [Fe X] es mucho más compacta, limitada a un radio interno de 10 pc desde el centro a lo largo del  $PA=221^\circ$ , y al núcleo y junto a éste hacia el SW a lo largo del  $PA=70^\circ$ .

### 3.2.5. NGC 4507

NGC 4507 es una galaxia espiral con barra. Originalmente fue clasificada como una galaxia Seyfert 2 (Durret & Bergeron 1986), pero luego fue re-clasificada como una Seyfert 1.9 (Veron-Cetty & Veron 1998) debido a la presencia de la línea  $H\alpha$  ancha observada a veces en su espectro. También se han detectado varias CLs con anterioridad. En la región del óptico Penston et al. (1984), Durret & Bergeron (1986) y Appenzeller & Östreicher (1988) reportaron [Ne v], [Fe VII], [Fe X], [Fe XI] y [Fe XIV]. En el infrarrojo se detectaron las líneas [Si VI]  $1.962 \mu\text{m}$  (Marconi et al. 1994), [Si IX]  $3.94 \mu\text{m}$  (Lutz et al. 2002) y [Ne v]  $14.3 \mu\text{m}$  (Gorjian et al. 2007).

Las líneas más prominentes observadas en el espectro nuclear azul de NGC 4507

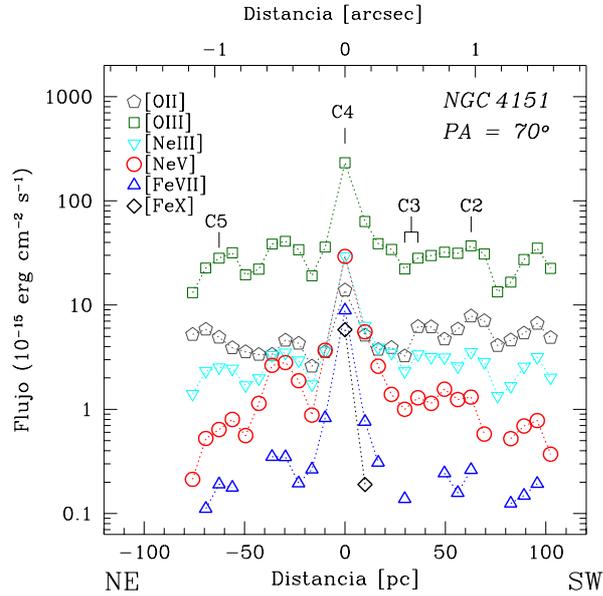


Figura 3.12: Flujo de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 a lo largo del  $PA = 70^\circ$  como función de la distancia proyectada al núcleo. Las barras de error tienen típicamente el tamaño de los símbolos (ver sección 3.2), y por lo tanto no se muestran en el gráfico. Los nombres C2, C3, C4 y C5 indican la posición de los nódulos de radio que son intersectados por la ranura (ver figura 3.10).

son  $[O\ III] \lambda 5007$  y  $[Ne\ III] \lambda 3869$ , seguidas por la línea de alta ionización  $[Ne\ V] \lambda 3425$ . También pueden observarse otras CLs como  $[Fe\ VII] \lambda 3586$ ,  $[Fe\ VII] \lambda 3759$ ,  $[Fe\ VII] \lambda 5158$  y  $[Fe\ XIV] \lambda 5303$ . La figura 3.13 muestra la variación del flujo de las líneas más importantes en función de la distancia al centro. Puede verse que la emisión es muy asimétrica, con una importante elongación hacia el NW y un segundo pico de emisión a una distancia de  $\sim 110$  pc ( $0.46''$ ) del núcleo. Esto concuerda con lo observado en la imagen del HST de  $[O\ III]$  presentada por Schmitt et al. (2003). Esta imagen muestra emisión elongada a lo largo del  $PA = -35^\circ$  en los  $\sim 2''$  internos y, además, un aumento de emisión en una pequeña región localizada a  $1''$  hacia el NW del núcleo. Este ángulo de posición es muy similar al utilizado en las observaciones del espectro STIS azul (ver tabla 3.2). Una inspección visual del espectro STIS bidimensional (ver figura 3.14) mostró claramente este aumento de emisión a  $1''$  NW ( $\sim 230$  pc) del núcleo en el caso de las líneas más intensas (i.e.  $[O\ III]$ ,  $H\beta$ ,  $[Ne\ III]$ ,  $[O\ II]$ ). Desafortunadamente, debido a la presencia de un rayo cósmico en el espectro bidimensional, no es posible distinguir si este aumento de emisión también es seguido por la línea de alta ionización de  $[Ne\ V]$ . A esta distancia del núcleo no se observa emisión de  $[Fe\ VII]$  en el espectro STIS. Aún así, esta galaxia muestra

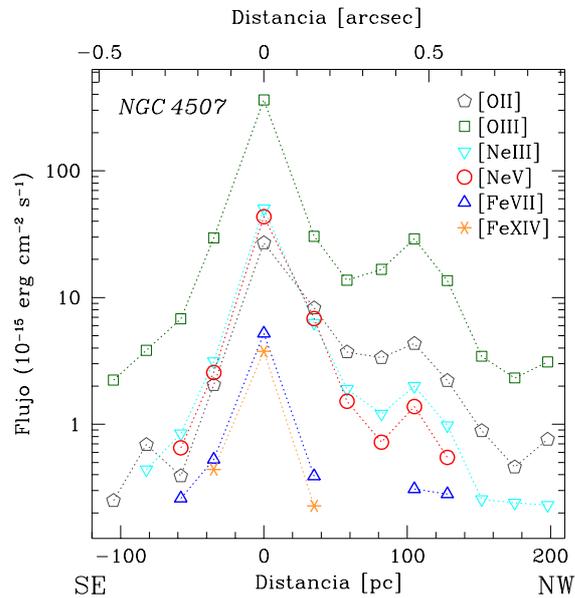


Figura 3.13: Flujo de las principales líneas de emisión medidas NGC4507 como función de la distancia proyectada al núcleo. Las barras de error tienen típicamente el tamaño de los símbolos (ver sección 3.2), y por lo tanto no se muestran en el gráfico.

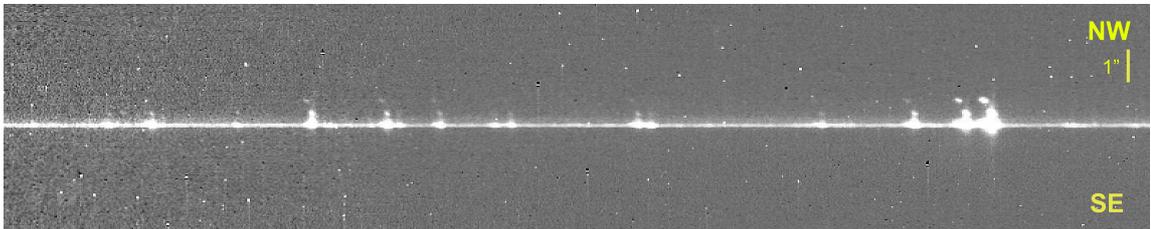


Figura 3.14: Espectro bidimensional STIS de la galaxia NGC 4507. El eje horizontal corresponde a la dirección espectral y el eje vertical a la dirección espacial. La raya vertical indica la escala de la imagen en segundos de arco.

una de las regiones emisoras de [Fe VII] (trazada por la línea [Fe VII]  $\lambda 3586$ ) más extensas de toda la muestra, sólo superada por la línea [Fe VII]  $\lambda 6086$  detectada en Mrk 3 (ver tabla 3.4). La región de [Fe VII] se extiende tanto como la de [Ne V]  $\lambda 3425$ , alcanzando distancias de  $\sim 130$  pc hacia el NW y  $\sim 60$  pc hacia el SE del núcleo. Hacia el NW la línea de [Fe VII] desaparece en  $\sim 60$  pc y es observada nuevamente en  $\sim 100$  pc. Por otro lado, el gas emisor de [Fe XIV] se localiza mucho más cerca del núcleo, pudiendo ser observado solamente hasta distancias de apenas  $\sim 35$  pc a ambos lados del mismo.

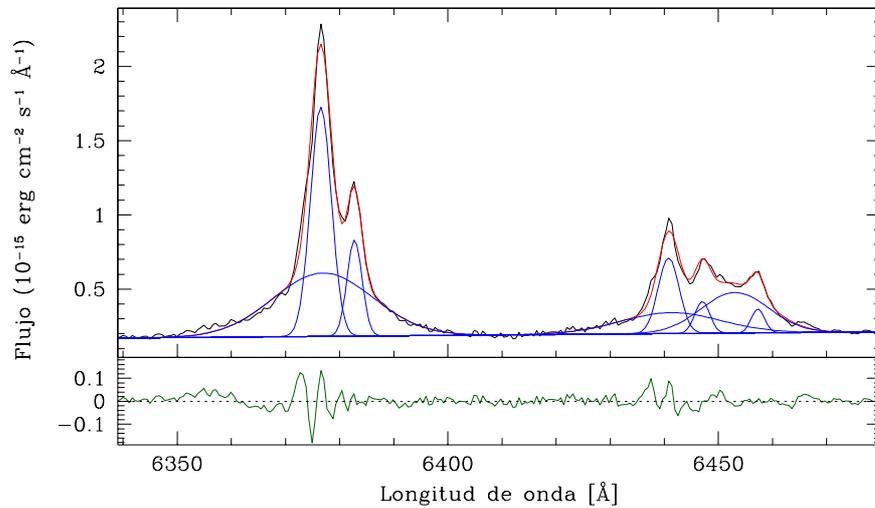


Figura 3.15: Perfiles de las líneas [O I] 6300,6363 Å y [Fe X] de NGC 4507 descompuestas en componentes gaussianas. Las componentes gaussianas utilizadas para el ajuste están graficadas en azul y su suma en rojo. En el panel inferior se muestra el residuo del ajuste con componentes gaussianas al espectro observado (línea verde).

NGC 4507 también fue observada con mayor resolución espectral utilizando la rendija G750M. Sin embargo, como este espectro fue tomado con un ángulo de posición diferente que el del espectro azul (ver tabla 3.2), la línea de [Fe X] no fue incluida en la figura 3.13. Las líneas observadas en los espectros rojos tienen perfiles muy complejos, mostrando múltiples componentes e importantes variaciones a lo largo de la rama. La línea de [Fe X] se encuentra fuertemente mezclada con la línea [O I]  $\lambda$ 6363. Para poder separar correctamente estas líneas se aplicaron restricciones al ajuste de la línea [O I]  $\lambda$ 6363, asumiendo el mismo FWHM, corrimiento en velocidad y un flujo correspondiente a 1/3 del de la línea más intensa [O I]  $\lambda$ 6300. El espectro nuclear muestra un perfil de [O I]+[Fe X] muy intrincado. Las líneas de [O I] fueron ajustadas utilizando tres componentes gaussianas, con corrimientos de velocidad (FWHMs) de 90 km s<sup>-1</sup> (200 km s<sup>-1</sup>), 110 km s<sup>-1</sup> (1000 km s<sup>-1</sup>) y 380 km s<sup>-1</sup> (150 km s<sup>-1</sup>). Para obtener un buen ajuste de la línea nuclear de [Fe X] fueron necesarias dos componentes gaussianas: una componente ancha (FWHM = 685 km s<sup>-1</sup>) corrida hacia el rojo por una cantidad  $\Delta V = 155$  km s<sup>-1</sup>, y una componente angosta (FWHM = 127 km s<sup>-1</sup>) con un corrimiento hacia el rojo de  $\Delta V = 352$  km s<sup>-1</sup>. El flujo total de la línea de [Fe X] es de  $(4.8 \pm 0.3) \times 10^{-15}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. En la figura 3.15 se muestra el ajuste realizado al complejo [O I]+[Fe X].

NGC 4507 y Mrk 573 (ver sección 3.2.1) son las únicas galaxias de la muestra que presentan estos perfiles de [Fe X] tan particulares. [Fe X] también es observada a ambos lados del núcleo, con valores de flujos de  $(0.26 \pm 0.13) \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  a  $\sim 35 \text{ pc}$  NW y SE.

### 3.2.6. NGC 3081

NGC 3081 es una galaxia que aloja un núcleo Seyfert tipo 2 y tiene una morfología muy compleja, mostrando múltiples anillos estelares y de polvo, y una barra débil (Buta 1990). Por medio de un estudio espectropolarimétrico, Moran et al. (2000) establecieron que esta galaxia es una Seyfert 1 oscurecida por material denso localizado a unos pocos parsecs del núcleo. La emisión en radio de esta galaxia ha sido estudiada por Ulvestad & Wilson (1989). Observaciones con el VLA en 6 cm y 20 cm revelaron una fuente no resuelta, con densidades de flujo de 0.9 y 2.5 mJy, respectivamente.

En la región óptica, además de líneas intensas permitidas y prohibidas de baja ionización, Appenzeller & Östreicher (1988) reportaron la detección de [Fe VII], [Fe X], [Fe XI] y [Fe XIV], aunque esta última se encuentra fuertemente mezclada con la línea próxima de [Ca V]. En el infrarrojo, Reunanen et al. (2003) analizaron datos espectroscópicos de ranura larga de este objeto a lo largo de la dirección del cono de ionización y perpendicular al mismo. Estos autores encontraron CLs nucleares intensas, tales como [Si VI]  $1.964 \mu\text{m}$  y [Si VII]  $2.484 \mu\text{m}$ , como también la detección de [Ca VIII]  $2.321 \mu\text{m}$  y [Al IX]  $2.043 \mu\text{m}$ . La línea [Si VI] (IP = 166 eV) mostró tener la emisión más extensa de todas las CLs en el rango de longitudes de onda estudiado por estos autores ( $1.5\text{--}2.5 \mu\text{m}$ ), con un FWHM de la distribución de flujo de 350 pc paralelo al cono de ionización y 200 pc en la dirección perpendicular, sugiriendo un campo de radiación altamente anisótropo.

Los espectros STIS azules de NGC 3081 muestran líneas de baja ionización (i.e. [O II], [Ne III] y [O III]) y alta ionización (i.e. [Ne V], [Fe VII] y [Fe XIV]) con un único pico, muy asimétricas e intensas, como también líneas permitidas de hidrógeno y helio. En la figura 3.16 se muestran las distribuciones de flujo de estas líneas en la dirección espacial. Como puede verse, la CL más extensa es [Ne V], la cual puede ser detectada hasta distancias de  $\sim 40 \text{ pc}$  hacia el SW y  $\sim 55 \text{ pc}$  hacia el NE del núcleo (tabla 3.4), y muestra una distribución de flujo casi simétrica respecto del núcleo. La distribución espacial del gas de baja ionización también es compacta y simétrica

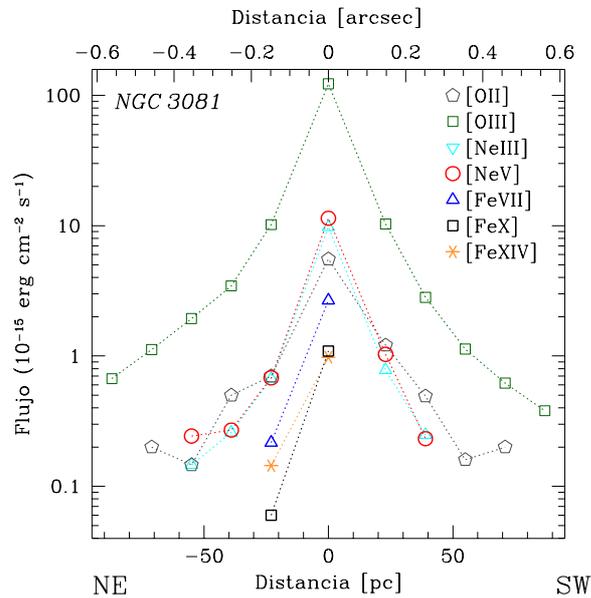


Figura 3.16: Flujo de las principales líneas de emisión medidas NGC 3081 como función de la distancia proyectada al núcleo. Las barras de error tienen típicamente el tamaño de los símbolos (ver sección 3.2), y por lo tanto no se muestran en el gráfico.

respecto al máximo de emisión localizado en el núcleo no resuelto. El [O III] muestra la región de emisión más extensa, extendiéndose hasta una distancia de  $\sim 230$  pc hacia el SW y el NE del núcleo. Las CLs [Fe VII]  $\lambda 3760$  y [Fe XIV] sólo son detectadas en el núcleo y junto a éste hacia el NE. Hacia el SW no se observa emisión extendida.

Los espectros rojos, de mayor resolución espectral, muestran líneas con perfiles mucho más complejos hacia ambos lados del núcleo. El espectro nuclear exhibe una línea de [Fe X] relativamente débil, pero claramente presente. Sin embargo, debido a que es muy tenue, no se puede realizar un análisis detallado de su perfil. Al igual que las otras CLs, la región emisora de [Fe X] se restringe a la región más interna, siendo detectada solamente en el núcleo y a 25 pc hacia el NE del mismo.

Vale la pena mencionar que la posición de la ranura STIS es la misma que la utilizada en las observaciones de Reunanen et al. (2003), es decir, perpendicular al cono de ionización. Sin embargo, la emisión coronal observada por estos autores es mucho más extensa que la exhibida por las CLs detectadas en los espectros ópticos STIS. Esto puede ser explicado si se considera que la resolución espacial de los datos de Reunanen et al. (2003) es de  $1''$  y que la ranura que ellos utilizaron tiene un ancho que es un factor diez veces mayor que la utilizada con STIS. Esto indica

que los valores aquí presentados pueden considerarse más representativos para esta fuente.

### 3.2.7. NGC3227, Mrk 348, NGC 5643 y NGC 7682

Si bien estas cuatro galaxias exhiben señales de emisión coronal, debido a que estas líneas son débiles o a la pobre resolución espacial, el análisis de sus CLs se restringe sólo a unas pocas aperturas. En la tabla 3.5 se reportan las mediciones de flujo de las líneas más importantes observadas en estas galaxias. Debajo se describen los aspectos más sobresalientes de estas fuentes y sus espectros HST/STIS.

#### NGC 3227

Esta galaxia Seyfert 1 cercana es clasificada como una galaxia SAB y se encuentra en interacción con NGC 3226. Se conoce por tener una fuente de radio doble y compacta ( $0.4''$ ) a lo largo del PA  $\sim 170^\circ$ , y por su emisión de [O III] que se extiende hasta  $\sim 7''$  al NE del núcleo a lo largo de la dirección PA  $\sim 30^\circ$  (Mundell et al. 1995). Esto significa que este objeto es otro caso en el cual la estructura de radio y de [O III] se encuentran físicamente desalineadas.

Los reportes previos de gas de alta ionización en este objeto son escasos. Al igual que en Mrk 3 (ver sección 3.2.3), a pesar del intenso cono observado en imágenes de [O III] las líneas con el mayor IP reportadas son [Fe VII] en el óptico y [Si VI] en el NIR (Reunanen et al. 2003; Rodríguez-Ardila et al. 2006).

Los datos STIS fueron tomados con un PA= $-150^\circ$ , es decir, a lo largo del eje del cono de ionización (donde la emisión de [O III] es preferentemente producida) y fuera del jet en radio. El espectro óptico presenta emisión nuclear débil de [Ne V], [Fe VII] y [Fe X], la cual no es detectada en ninguna otra apertura. A la distancia a la que se encuentra NGC 3227, esto significa que la emisión coronal se restringe a los  $\sim 15$  pc centrales, haciendo de esta fuente el AGN con la CLR más pequeña de toda la muestra. Este resultado impone estrictas restricciones a la extensión del gas emisor de [Fe VII], el cual está en acuerdo con los valores reportados por Rodríguez-Ardila et al. (2006). Consistentemente con los resultados presentados aquí en el óptico, estos autores reportan que en la región NIR la única CL detectada es [Si VI], la cual es emitida desde una zona muy compacta. Ésta sólo alcanza una extensión de

Tabla 3.5: Flujos de las líneas de emisión más importantes medidas en los espectros de Mrk 348, NGC 5643, NGC 3227 y NGC 7682.

Objeto	Distancia [arcsec]	[Ne v] $\lambda 3425$	[O II] $\lambda 3727$	[Ne III] $\lambda 3869$	[O III] $\lambda 5007$	[Fe VII] $\lambda 6086$	[Fe X] $\lambda 6374$
Mrk 348	0.0	4.66(0.32)	18.9(0.34)	10.9(0.33)	148(0.62)	–	
	0.15 NW	2.14(0.25)	7.61(0.20)	4.47(0.19)	49.5(0.16)	–	
	0.25 NW	1.81(0.20)	6.96(0.19)	3.69(0.14)	35.2(0.11)	–	
	0.36 NW	0.74(0.19)	3.38(0.17)	1.33(0.14)	7.45(0.10)	–	
NGC 3227	0.0	20.00(4.10)	11.90(3.50)	26.70(4.33)	222(2.50)	8.2(2.7)	8.3(3.4)
NGC 5643	0.0	1.14(0.18)	3.49(0.21)	2.10(0.20)	43.3(0.09)	–	2.40(1.10)
	0.15 NE	1.49(0.16)	2.74(0.10)	1.43(0.09)	24.0(0.03)	–	–
	0.25 NE	1.28(0.15)	2.30(0.15)	1.23(0.14)	14.2(0.09)	–	–
	0.36 NE	0.60(0.12)	1.81(0.09)	0.62(0.08)	7.65(0.05)	–	–
NGC 7682	0.0	0.86(0.38)	3.82(0.12)	2.70(0.13)	25.0(0.13)	–	–
	0.15 NE	0.31(0.14)	1.03(0.07)	0.47(0.06)	4.10(0.05)	–	–
	0.25 NE	–	1.04(0.05)	0.45(0.04)	4.57(0.04)	–	–
	0.36 NE	0.26(0.06)	2.27(0.07)	0.79(0.06)	7.78(0.04)	–	–
	0.46 NE	0.25(0.09)	2.11(0.05)	0.70(0.04)	7.13(0.04)	–	–
	0.15 SW	0.17(0.01)	0.92(0.06)	0.23(0.05)	4.43(0.10)	–	–

NOTA – Los flujos están dados en unidades de  $10^{-15}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ . Los valores entre paréntesis indican los errores ( $3\sigma$ ) correspondientes.

45 pc hacia el norte del núcleo, mientras que hacia el sur no se detecta emisión. Los espectros presentados por Rodríguez-Ardila et al. (2006), tanto ópticos como NIR, fueron tomados con la ranura alineada a lo largo del eje de la emisión en radio. Por lo tanto, puede concluirse que no hay ningún aumento significativo de emisión de CLs debido a la interacción local entre el gas y el jet en radio en este objeto.

### Mrk 348

Mrk 348, también conocida como NGC 262, se clasifica como una galaxia Seyfert de tipo 2. Neff & de Bruyn (1983) reportaron que su fuente de radio nuclear consiste en un centro más dos nódulos alineados a lo largo del PA=168°, alcanzando un tamaño total de aproximadamente 0.15". Estos autores también reportaron variabilidad en la emisión de 6 y 21 cm en escalas de meses. Una imagen de alta resolución tomada con el HST, y publicada por Capetti et al. (1996), muestra que la estructura de emisión de [O III]  $\lambda$ 5007 se extiende por 0.45" a lo largo de un ángulo de posición PA  $\sim$  155°.

Malkan (1986) y Cruz-González et al. (1994) reportaron detección de emisión coronal de [Ne V] y [Fe VII], respectivamente, en el espectro óptico de este objeto. En el NIR, Riffel et al. (2006) detectaron emisión de CLs de [S VIII], [S IX], [Si VI], [Si X] y [Ca VIII].

Los datos HST/STIS analizados aquí fueron tomados con la ranura en el PA=146°, es decir, alineada con la emisión de [O III]. Las únicas CLs observadas en los espectros corresponden a Ne<sup>+4</sup>. No se observaron líneas con potenciales de ionización mayor que 100 eV. Al igual que en el caso de las líneas de baja ionización (i.e. [O II], [Ne III] y [O III]), la emisión de [Ne V] es muy asimétrica. Esta línea es detectada hasta  $\sim$ 100 pc hacia el NW del núcleo, pero no es observada hacia el SE más allá del núcleo no resuelto. Debido a que esta galaxia no fue observada en la región roja del espectro, no se puede decir nada acerca de la línea de [Fe X].

### NGC 5643

NGC 5643 es una galaxia espiral con barra, observada casi de frente (Morris et al. 1985). Schmitt, Storchi-Bergmann & Baldwin (1994) presentaron imágenes de [O III] y H $\alpha$ , como también espectros ópticos de NGC 5643. Las imágenes muestran que el gas emisor de [O III] se extiende por 20" a lo largo de la dirección este-oeste. Al este

del núcleo, se encuentra un jet en radio (PA  $\sim 87^\circ$ ) que se ubica a lo largo del borde sur del cono de ionización (Simpson et al. 1997).

El espectro óptico HST/STIS de NGC 5643 presenta CLs de [Ne v] y [Fe x] en el núcleo. Sin embargo, esta última es muy débil. En el espectro azul no fue detectada ninguna línea de [Fe VII] con un nivel mayor a los  $3\sigma$ , mientras el espectro rojo no incluye la región espectral donde se encuentra la línea [Fe VII]  $\lambda 6086$ . Sin embargo, Morris & Ward (1988) reportaron la detección de esta última en el espectro óptico de esta fuente. En general, la emisión coronal es muy compacta y asimétrica. Por ejemplo, se puede observar emisión de [Ne v] hasta 30 pc hacia el NE, mientras que hacia el SW esta emisión se restringe sólo al núcleo no resuelto. Por el contrario, [O III]  $\lambda 5007$  es significativamente más extensa, tanto hacia el NE como hacia el SW, pudiéndose detectar hasta una distancia de  $\sim 400$  pc.

### NGC 7682

NGC 7682 es una galaxia Seyfert 2 (Huchra & Burg 1992) que se encuentra en interacción con la galaxia NGC 7683 (Arp 1966). En NGC 7682 el gas ionizado emisor de  $H\alpha + [N II]$  y [O III] es detectado hasta escalas de kiloparsecs (Brodie et al. 1987; Durret 1994). La única línea coronal observada en el espectro STIS de NGC 7682 es [Ne v]. No se encontraron reportes previos en la literatura de líneas de hierro o líneas de mayor IP en el óptico. Sin embargo, en el NIR, NGC 7682 exhibe las líneas [Si VI]  $1.963 \mu\text{m}$  y [S VIII]  $0.991 \mu\text{m}$  (Riffel et al. 2007), cuyos potenciales de ionización son 167 y 281 eV, respectivamente. Si bien éstas son débiles, su presencia indica que, en un escenario de fotoionización, fotones con altas energías alcanzan a llegar a la NLR.

Adicionalmente a la emisión de [Ne v] detectada en el núcleo, esta CL muestra una morfología altamente asimétrica y extensa, siendo observada hasta 150 pc hacia el NE del núcleo y 50 pc hacia el SW. Lamentablemente, debido a la baja relación señal-ruido de los espectros de este objeto, poco se puede decir acerca de los perfiles de las líneas de emisión de [Ne v]. Sin embargo, puede verse que las líneas de baja ionización detectadas en el núcleo poseen perfiles muy asimétricos, con una prominente ala extendida hacia el rojo. Esta ala no es observada más allá del núcleo.

### 3.3. La cinemática del gas emisor de líneas coronales

La magnífica resolución espacial de los espectros STIS permitió realizar el estudio de la cinemática del gas emisor de CLs en escalas de apenas unos pocos parsecs, y su comparación con la del gas de menor ionización. En esta sección se presta particular interés a: *i*) estudiar si hay un aumento de emisión coronal y/o si su cinemática está particularmente perturbada en las regiones donde el jet en radio interactúa con el gas de la NLR, *ii*) si la cinemática del gas coronal es compatible con la rotación de un disco o si puede ser asociada, en cambio, con un *outflow* nuclear.

Para ello se construyeron curvas de velocidad radial para aquellos objetos de la muestra que exhiben CLRs extendidas, con más de una línea detectada con suficiente S/N. En las figuras 3.17–3.23 se muestra la variación de las velocidades de los centros de las principales líneas medidas, y sus FWHMs, como función de la distancia al núcleo de las fuentes. Las curvas de velocidad medidas para las líneas de [O II] y [Ne III] son muy similares a las de [O III] y, por lo tanto, no fueron incluidas en los gráficos. Las velocidades están dadas con respecto a las velocidades sistémicas de cada galaxia, derivadas a partir de sus corrimientos al rojo. Estos corrimientos al rojo fueron tomados de la base de datos *NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)*. Si bien estos valores fueron derivados a partir de líneas de emisión, y por lo tanto es posible que haya pequeñas desviaciones respecto del *verdadero* corrimiento al rojo de la galaxia, esto no afecta las conclusiones del presente análisis. En los casos en que el ajuste de una línea requirió dos componentes gaussianas, la velocidad de la línea corrida más hacia el azul es representada en los gráficos por un símbolo lleno y la otra componente por un símbolo vacío. Si sólo fue necesaria una componente gaussiana para obtener una buena descripción de la línea de interés, la velocidad de la misma es representada por un símbolo vacío. Cuando se combinan datos de alta y baja resolución espectral, los FWHMs de las líneas medidas en los primeros no fueron utilizadas debido a las grandes diferencias en resolución de las dos rendijas.

En las siguientes subsecciones se discuten los resultados obtenidos para cada una de las galaxias de la submuestra seleccionada.

### 3.3.1. Mrk 573

La figura 3.17 muestra la variación a lo largo de la ranura del FWHM (panel superior) y la velocidad radial (panel inferior) de las líneas estudiadas más importantes de Mrk 573. Los valores de los FWHMs de la línea de [Fe X] no fueron incluidos en el gráfico debido a las grandes diferencias de resolución espectral entre los espectros azules y rojos. Sin embargo, los datos de esa línea sí fueron utilizados para estudiar la velocidad radial del gas de alta ionización a lo largo de la dirección espacial. La velocidad radial derivada para la línea de [O III] está en perfecto acuerdo con los resultados presentados por Schlesinger et al. (2009, cf. su figura 4), para los cuales se utilizaron los mismos datos STIS que en el presente trabajo. La región graficada en la figura 3.17 mapea la componente de alta velocidad del *outflow* bicónico sugerido por estos autores. Los resultados presentados aquí muestran que el [Ne V], y probablemente también el [Fe VII], las dos CLs que tienen el menor IP, siguen un comportamiento similar al del [O III]. Por lo tanto, estas CLs pueden ser asociadas a la región interna del *outflow*. [Ne V] es observada sólo hasta una distancia de 150 pc hacia el NW del núcleo y 120 pc hacia el SE. Los datos de [Fe VII] son menos concluyentes, ya que sólo se dispone de las líneas débiles de [Fe VII] observadas en los espectros azules. Cinemáticamente el [Ne V] exhibe una curva de velocidad muy similar a la del [O III] hacia el SE del núcleo. Por el contrario, a  $\sim 50$  pc hacia el NW del centro ambas líneas parecen divergir: el gas emisor de CLs está corrido hacia el azul en relación al emisor de [O III]. Esto es consistente con el ensanchamiento observado en la línea de [Ne V] en esa posición. Si bien la línea de [Ne V] está claramente presente en el espectro correspondiente a 85 pc hacia el NW, en la posición de esta línea se observa un rayo cósmico que no permite la determinación precisa de su centro y FWHM a esta distancia.

Este escenario contrasta con lo que es observado para el [Fe X]: esta línea exhibe una estructura de doble pico prominente en la región donde es detectada<sup>9</sup>. Adicionalmente, la velocidad radial implica que el gas que está emitiendo [Fe X] no forma parte del *outflow* bicónico, aunque espacialmente, la región de emisión de [Fe X] coincide con la de [Ne V]. Se puede derivar una conclusión similar respecto al patrón de rotación del gas emisor de [Fe XIV], el cual muestra un comportamiento

---

<sup>9</sup>Recientemente Kraemer et al. (2009) analizaron el espectro HST del nódulo de emisión central de Mrk 573, extrayendo solamente un único espectro de los 1.1" centrales. Estos autores reportaron para la línea de [Fe X] un valor del FWHM mayor que el medido en todas las otras líneas. Probablemente esto se debe al desdoblamiento de la línea de [Fe X] que se observa en el presente trabajo cuando se analizan los datos resueltos espacialmente (ver también la figura 3.4)

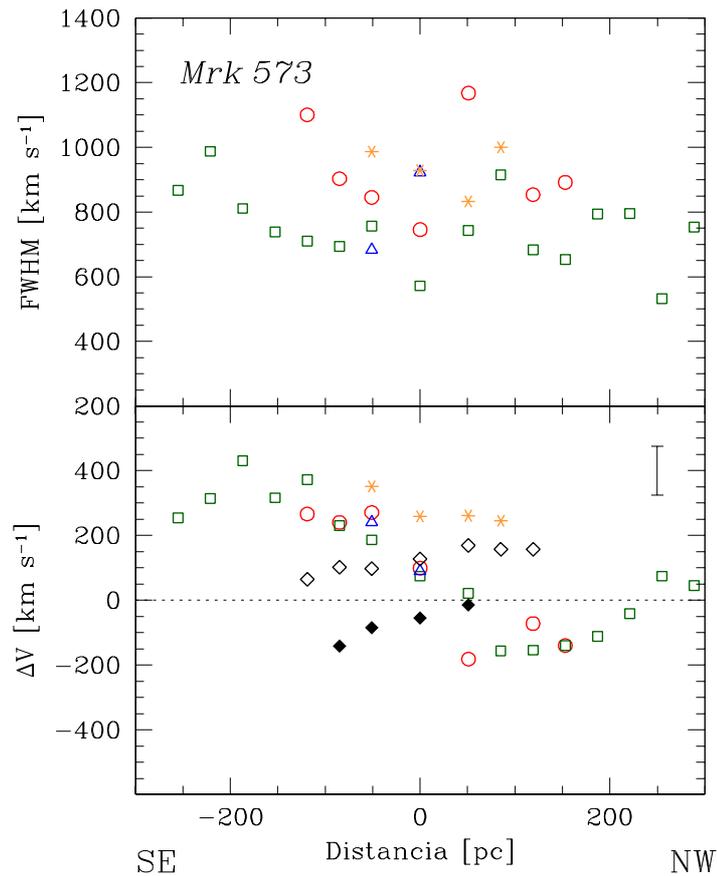


Figura 3.17: FWHM (panel superior) y velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las principales líneas de emisión medidas en Mrk 573 en función de la distancia al núcleo. Los símbolos llenos y vacíos representan cada una de las componentes de una línea que ha sido descrita por dos gaussianas. Los cuadrados verdes representan [O III], los círculos rojos [Ne V], los triángulos azules [Fe VII], los diamantes negros [Fe X] y los asteriscos amarillos [Fe XIV]. La barra de error colocada en la esquina superior derecha del panel inferior muestra el error máximo de estas mediciones.

completamente diferente al de las líneas de baja ionización. A cada distancia del núcleo, la línea de [Fe XIV] se encuentra corrida hacia el rojo con respecto a otras líneas y la velocidad sistémica de la galaxia. Una explicación posible para este comportamiento inusual es que la línea de [Fe XIV] tenga un desdoblamiento similar, pero mucho más extremo, que la línea de [Fe X]. Sin embargo, la línea de [Fe XIV] es muy débil y sólo se observa un pico.

El FWHM de las CLs varía significativamente de punto a punto. En el núcleo no resuelto, la línea de [Ne V] tiene un FWHM de  $600 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que a una distancia de 50 pc hacia el NW ha doblado su valor (FWHM =  $1200 \text{ km s}^{-1}$ ), siendo más ancha que cualquier otra línea de la NLR.

### 3.3.2. NGC 1068

Para explicar la cinemática de las regiones internas de NGC 1068 se han propuesto varios modelos, en su mayoría basados en observaciones con alta resolución espacial de la línea de emisión [O III]  $\lambda 5007$ . Por un lado, Axon et al. (1998) sugirieron que la cinemática de la NLR es gobernada por la interacción del gas emisor de líneas angostas con el *outflow* de radio observado en esta galaxia. Por otro lado, basándose en el mismo conjunto de datos STIS presentados aquí, Crenshaw & Kraemer (2000) concluyeron que un simple modelo cinemático de un *outflow* bicónico vacío es capaz de dar una explicación razonable para el campo de velocidad del [O III]. Este modelo asume que las nubes de gas tienen una aceleración constante en los 140 pc internos y una desaceleración constante a distancias mayores. Más recientemente, Das et al. (2006) analizaron nuevamente los modelos de *outflows* radiales y los posibles efectos dinámicos del jet en radio sobre las nubes de la NLR. Los modelos fueron capaces de explicar, en gran escala, el patrón de la emisión de [O III]. Sin embargo, para poder explicar el comportamiento de las nubes más débiles de la NLR, se requirió incluir una expansión lateral debido a los nódulos de radio (como había sido propuesto por Axon et al. 1998). Estos autores concluyeron que la interacción entre el gas emisor de [O III] y el jet en radio es posible, pero que estas interacciones son moderadas.

La ranura STIS utilizada para observar NGC 1068 fue posicionada a lo largo del jet observado en radio en pequeñas escalas en esta galaxia. En la figura 3.18 se muestran el FWHM (panel superior) y la velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las CLs y de [O III] medidas en los espectros de NGC 1068 como función de la distancia al núcleo. Los nombres S1, S2, C y NE

indican las posiciones en las cuales la ranura interseca los nódulos de radio del jet (ver figura 3.5). En esta figura se puede apreciar la extrema complejidad del campo de velocidad de esta galaxia. Mientras que la línea de [O III] tiene dos componentes en los 140 pc más internos, con una corrida hacia el azul y otra hacia el rojo respecto de la velocidad sistémica de la galaxia, las líneas de alta ionización de [Fe VII] y [Ne V] muestran, en general, sólo un pico. Este pico sigue de cerca a la componente de [O III] corrida hacia el rojo en las regiones hacia el SW del núcleo y la componente corrida hacia el azul en las regiones que se encuentran hacia el NE. Sin embargo, existen algunas excepciones a este comportamiento. Un ejemplo es el de las regiones de emisión de [Ne V] más externas (desde 125 pc hasta 140 pc hacia el NE), en donde las líneas sí muestran una segunda componente que está corrida hacia el rojo respecto a la velocidad sistémica de la galaxia por aproximadamente  $1000 \text{ km s}^{-1}$ , casi coincidente con la componente roja de [O III]. Otro caso es el de una nube de muy alta velocidad ( $\Delta V = 1200 \text{ km s}^{-1}$ ) que es observada cerca del núcleo, a 25 pc hacia el NE. A pesar de estas diferencias, el comportamiento global de [O III], [Fe VII] y [Ne V] es bastante similar, mostrando un interesante patrón simétrico. Además, la línea de [Fe X] también parece seguir la componente de [O III] corrida hacia el azul en el lado NE del núcleo. En el núcleo propiamente dicho y a 10 pc hacia el SW del mismo, la línea de [Fe X] tiene un corrimiento hacia el azul respecto a las líneas de más baja ionización, con un  $\Delta V \sim -500 \text{ km s}^{-1}$ . Por otro lado, las líneas con mayores potenciales de ionización de [Fe XI] y [S XII] se observan apenas un poco corridas hacia el azul con respecto a las líneas de más baja ionización, y parecen compartir la misma cinemática general. Este corrimiento es de  $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$  respecto a la velocidad sistémica de la galaxia, a excepción de la línea de [Fe XI] emitida a una distancia de 40 pc y 50 pc hacia el NE del núcleo, la cual tiene aproximadamente la misma velocidad que la galaxia (como también es el caso de las líneas de [Fe X] y [Fe VII]).

En el panel superior de la figura 3.18 se muestra la variación del FWHM de las líneas más importantes medidas en NGC 1068 en función de la distancia al núcleo. Estos valores cubren un amplio rango de velocidades, desde aproximadamente  $300 \text{ km s}^{-1}$  hasta  $\sim 1600 \text{ km s}^{-1}$ , y no se observa ningún tipo de correlación entre el FWHM y el IP de las líneas.

Puede verse en la figura 3.18 una importante similitud entre las curvas de velocidad de las CLs y el [O III], lo que sugiere un mismo origen en común. Además, las curvas de velocidad y FWHMs de las líneas no están especialmente perturbados

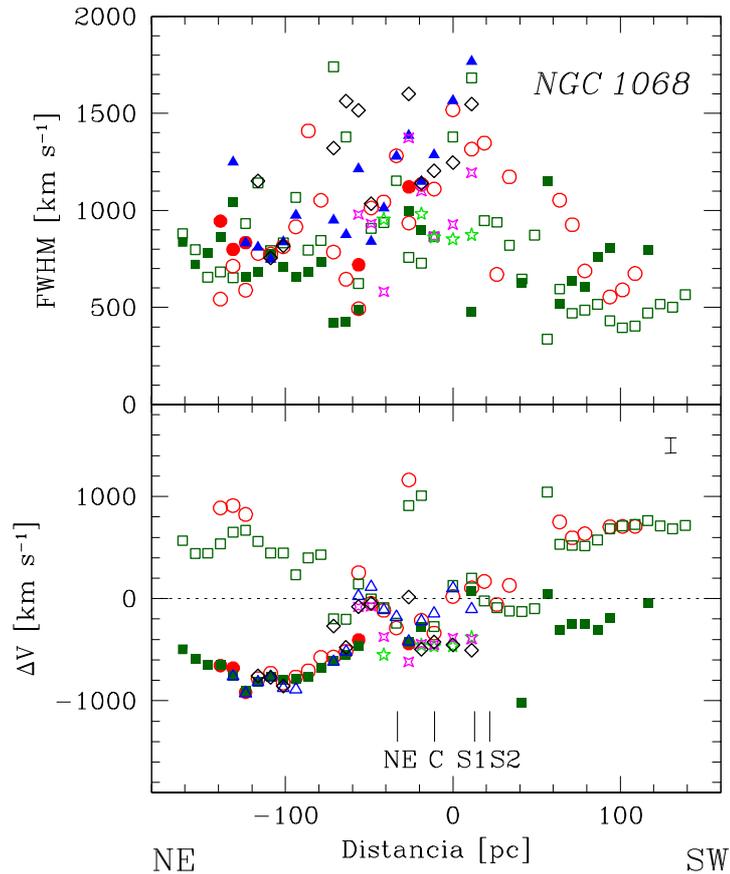


Figura 3.18: FWHM (panel superior) y velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las principales líneas de emisión medidas en NGC1068 en función de la distancia al núcleo. Los símbolos llenos y vacíos representan cada una de las componentes de una línea que ha sido descrita por dos gaussianas. Los cuadrados verdes representan [O III], los círculos rojos [Ne V], los triángulos azules [Fe VII], los diamantes negros [Fe X], los asteriscos amarillos [Fe XIV], las estrellas de cuatro puntas magentas representan [Fe XI] y las estrellas de cinco puntas verdes [S XII]. La barra de error colocada en la esquina superior derecha del panel inferior muestra el error máximo de estas mediciones. Los nombres en el panel inferior indican la posición de los nódulos de radio que son intersectados por la ranura (ver figura 3.5).

en las posiciones donde se encuentran los nódulos de radio. Esto implica que el jet en radio no tiene una influencia significativa en la cinemática del gas emisor de las CLs y el [O III]. Este punto será tratado en más detalle en la sección 3.4.2.

### 3.3.3. Mrk 3

La ranura STIS utilizada en las observaciones de Mrk 3 coincide con la posición del jet en radio que fue reportado por Kukula et al. (1993). Por lo tanto, esta galaxia provee otra excelente oportunidad para estudiar la relación en pequeñas escalas entre la emisión de radio y de CLs, y la influencia del jet en radio en la cinemática del gas altamente ionizado. En la figura 3.19 se presentan los FWHMs (panel superior) y las velocidades radiales (panel inferior) de las principales líneas detectadas en esta galaxia como función de la distancia al núcleo. Los nombres 1, 2, 3, etc. en el panel inferior indican las posiciones en las que los nódulos de radio son intersecados por la ranura (ver figura 3.8).

En el panel inferior de la figura 3.19 puede observarse que las regiones más internas de Mrk 3 manifiestan líneas con perfiles que están separados en dos sistemas de velocidad diferentes. A distancias mayores (más allá de 120 pc hacia el SW y 100 pc hacia el NE), sólo se observa una componente corrida hacia longitudes de onda más rojas que la correspondiente a la velocidad sistémica de la galaxia. El gas emisor de líneas presenta una tendencia general a acelerarse a medida que se encuentra más alejado del núcleo, alcanza una velocidad máxima a una distancia de  $\sim 100$  pc del centro y luego, a distancias mayores de 100 pc, desacelera nuevamente a la velocidad sistémica. El corrimiento máximo al rojo de las líneas de [Ne V] y [Fe VII],  $\Delta V \simeq 550 \text{ km s}^{-1}$ , es alcanzado a distancias de 70 pc y 90 pc hacia el SW, respectivamente. El máximo corrimiento hacia el azul de estas líneas es alcanzado a 65 pc hacia el NE del núcleo y es un poco mayor que el corrimiento hacia el rojo ( $\Delta V \simeq -750 \text{ km s}^{-1}$ ). Al igual que en el caso de NGC 1068, la estructura de la velocidad y los FWHMs de las líneas no parecen estar correlacionados con las posiciones de los nódulos del jet en radio. Sin embargo, el desdoblamiento de las líneas es observado a lo largo de toda la fracción del jet que es atravesada por la ranura. Por otra parte, no se observa ninguna tendencia clara en los FWHMs de las líneas, los cuales varían fuertemente con la distancia al núcleo, desde  $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$  hasta el valor extremo presentado por la línea [Ne V]  $\lambda 3425$  de  $\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$  en el núcleo y a una distancia de 40 pc hacia el SW.

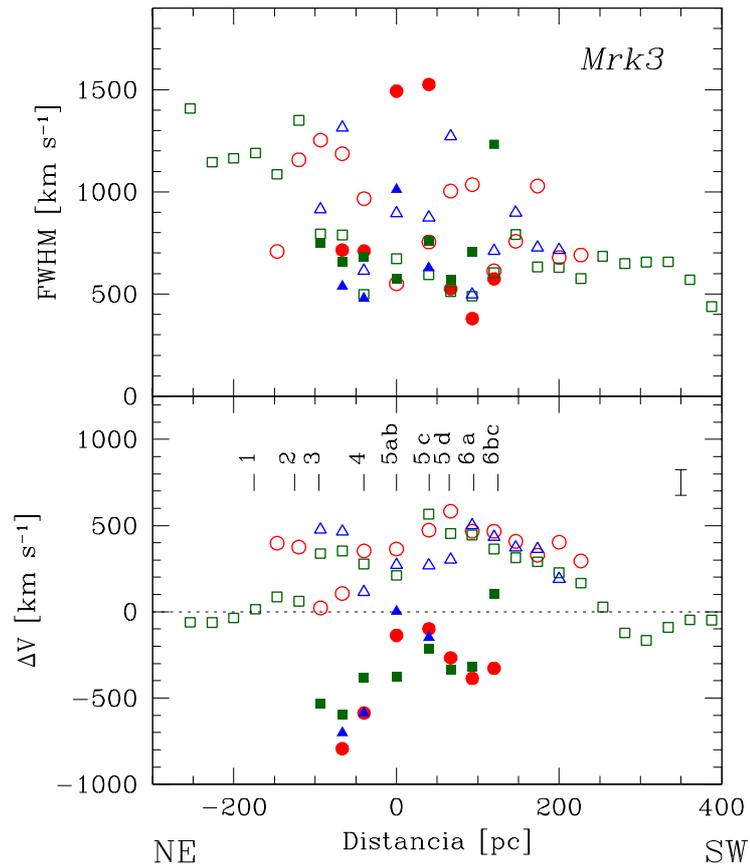


Figura 3.19: FWHM (panel superior) y velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las principales líneas de emisión medidas en Mrk 3 en función de la distancia al núcleo. Los símbolos llenos y vacíos representan cada una de las componentes de una línea que ha sido descrita por dos gaussianas. Los cuadrados verdes representan [O III], los círculos rojos [Ne V] y los triángulos azules [Fe VII]. La barra de error colocada en la esquina superior derecha del panel inferior muestra el error máximo de estas mediciones. Los nombres en el panel inferior indican la posición de los nódulos de radio que son intersectados por la ranura (ver figura 3.8).

Basándose en el mismo conjunto de datos STIS presentados aquí y espectros sin ranura de [O III], Ruiz et al. (2001) analizaron modelos cinemáticos del gas emisor de [O III]  $\lambda 5007$  en Mrk 3. El modelo que mejor ajusta los datos indica que el gas de la NLR se encuentra localizado en un bicono parcialmente lleno y que es acelerado radialmente hacia afuera del núcleo y luego desacelerado a un ritmo constante. Otro modelo cinemático, bastante más complejo que el de Ruiz et al. (2001), fue propuesto por Cappeti et al. (1999). En éste, el gas forma parte de un capullo de gas en expansión que circunscribe el jet en radio.

El comportamiento similar presentado por las CLs y las líneas de [O III] sugiere que el gas emisor de [Ne V] y [Fe VII] también es parte del mismo *outflow* que gobierna el gas de menor ionización en los 400 pc centrales de Mrk 3. Sin embargo, algunas desviaciones respecto del gas emisor de [O III] son observadas, especialmente en las regiones hacia el NE del núcleo. A distancias de 70 pc y 90 pc hacia el NE, las líneas de [Ne V] están corridas hacia el azul respecto de las líneas de [O III] por una cantidad  $\Delta V \sim -400 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que a distancias mayores la tendencia se revierte y las líneas de [Ne V] están corridas hacia el rojo respecto de las líneas de menor ionización.

### 3.3.4. NGC 4151

Muchos autores han utilizado espectroscopia de alta resolución basada en el HST para estudiar a la galaxia NGC 4151. Su cinemática, derivada a partir de observaciones realizadas con ranura larga de la línea [O III]  $\lambda 5007$ , muestra evidencia de tres componentes: un sistema de baja velocidad, consistente con rotación normal de un disco; un sistema de alta velocidad en *outflow* radial a unos pocos cientos de  $\text{km s}^{-1}$ ; y un sistema adicional de alta velocidad con velocidades que alcanzan los  $1400 \text{ km s}^{-1}$  (Nelson et al. 2000; Crenshaw et al. 2000). Estos resultados también habían sido encontrados previamente a partir de espectroscopia sin ranura (Hutchings et al. 1998, 1999; Kaiser et al. 1999). El consenso general apunta a un *outflow* radial en forma de viento, con ninguna interacción con el jet observado en radio en esta galaxia.

En el panel inferior de las figuras 3.20 y 3.21 se muestran las curvas de velocidad derivadas para las CLs y la línea de [O III]. Puede verse que tanto las CLs con menores potenciales de ionización, [Ne V] y [Fe VII], como [O III] parecen compartir la misma cinemática general. A lo largo del  $\text{PA}=221^\circ$  se detecta un gradiente de

velocidad de más de  $500 \text{ km s}^{-1}$ , con las líneas corridas hacia el rojo, en los 50 pc más centrales hacia el NE del núcleo. Puede verse que el gas primero es acelerado hasta una velocidad de  $500 \text{ km s}^{-1}$  respecto de la velocidad sistémica de la galaxia, y luego desacelera hasta alcanzar una velocidad de  $100 \text{ km s}^{-1}$  a  $\sim 100$  pc. Hacia el SW, a una distancia de  $\sim 30$  pc del núcleo, se detecta un perfil con estructura de doble pico, con el pico rojo acompañando la velocidad sistémica de la galaxia y el pico azul corrido hacia el azul  $\sim 700 \text{ km s}^{-1}$  respecto del primero. En los siguientes parsecs más externos la separación relativa de ambos picos disminuye. A una distancia de  $\sim 45$  pc del centro sólo es detectado el pico rojo. A partir de ese punto, el gas sufre una pequeña aceleración hacia el azul, alcanzando  $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$  a 70 pc y luego desacelera hasta alcanzar  $200 \text{ km s}^{-1}$  a una distancia de 100 pc. La curva de velocidad a lo largo del  $\text{PA}=70^\circ$  es un poco más chata, desviándose muy poco de la velocidad sistémica de la galaxia. La línea alcanza un corrimiento hacia el azul máximo de  $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$  a  $\sim 25$  pc hacia el SW. Más lejos del núcleo, a  $\sim 65$  pc hacia el SW, se puede medir un segundo pico en la línea de  $[\text{O III}]$ , con un corrimiento al azul de  $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ . Este segundo pico no es observado en las CLs. La línea con IP más alto detectada en NGC 4151 es  $[\text{Fe X}] \lambda 6374$ . A las distancias a las que esta línea fue detectada, ésta tiene la misma velocidad que la correspondiente al gas de más baja ionización, derivada a partir de las líneas de  $[\text{O III}]$ ,  $[\text{Ne V}]$  y  $[\text{Fe VII}]$ . En el panel inferior de la figura 3.21 están marcadas las posiciones donde la ranura interseca los nódulos de radio. Puede verse claramente que no hay ninguna correlación entre la emisión en radio y la cinemática de las CLs, sugiriendo que el jet en radio no tiene una influencia significativa en la cinemática general del gas emisor de CLs.

En los paneles superiores de las figuras 3.20 y 3.21 están graficadas las variaciones de los FWHMs como función de la distancia al núcleo a lo largo del  $\text{PA} = 221^\circ$  y del  $\text{PA} = 70^\circ$ . Puede verse que existe una gran dispersión punto a punto de los valores de FWHM tanto entre líneas del mismo ión como entre líneas de especies diferentes. En general, la dispersión del FWHM para iones diferentes es mayor en las regiones donde se detectaron líneas con doble pico. Esto podría indicar que otras líneas podrían presentar doble pico pero que no son resueltas espectroscópicamente.

Las curvas de velocidad radial derivadas aquí a partir de los datos STIS incluyen, por primera vez, las CLs  $[\text{Ne V}]$ ,  $[\text{Fe VII}]$  y  $[\text{Fe X}]$  (ver figuras 3.20 y 3.21). Éstas muestran que las CLs siguen la misma cinemática trazada por el  $[\text{O III}]$  y, por lo tanto, el mismo campo de velocidad. Esto puede interpretarse como que las CLs se originan en el mismo *outflow* que el gas de más baja ionización, sin tener una

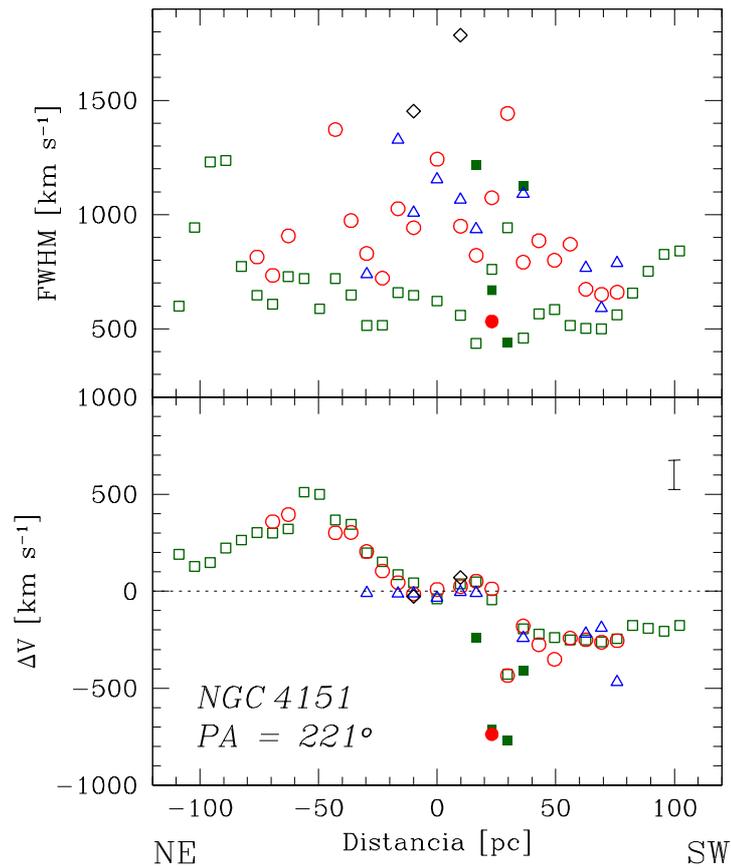


Figura 3.20: FWHM (panel superior) y velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 en función de la distancia al núcleo a lo largo del  $PA = 221^\circ$ . Los símbolos llenos y vacíos representan cada una de las componentes de una línea que ha sido descrita por dos gaussianas. Los cuadrados verdes representan  $[O\ III]$ , los círculos rojos  $[Ne\ V]$ , los triángulos azules  $[Fe\ VII]$  y los diamantes negros  $[Fe\ X]$ . La barra de error colocada en la esquina superior derecha del panel inferior muestra el error máximo de estas mediciones.

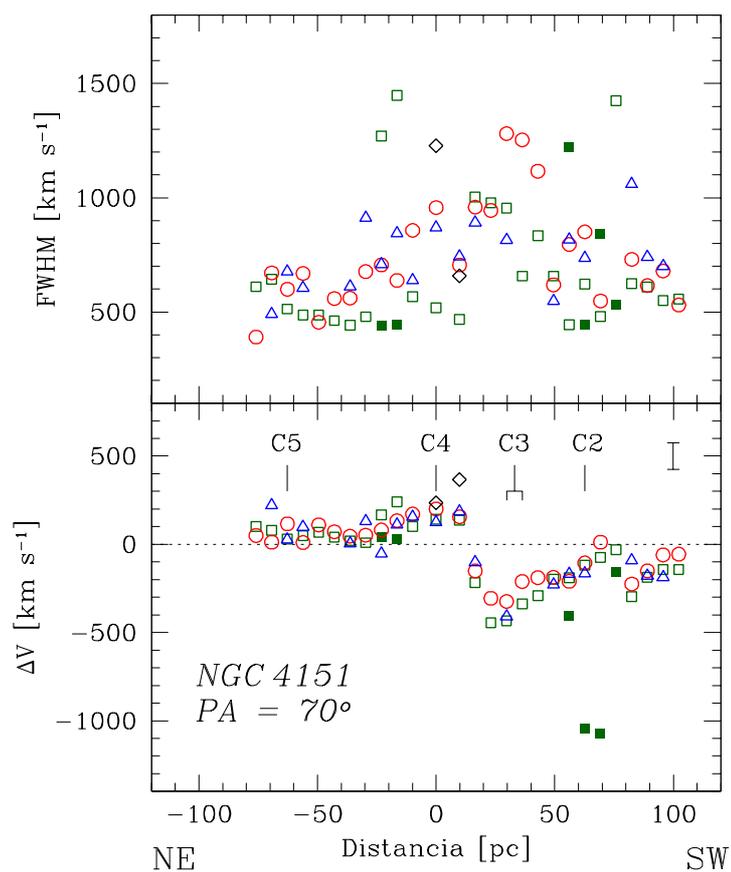


Figura 3.21: FWHM (panel superior) y velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4151 en función de la distancia al núcleo a lo largo del  $PA = 70^\circ$ . Los símbolos llenos y vacíos representan cada una de las componentes de una línea que ha sido descrita por dos gaussianas. Los cuadrados verdes representan  $[O\ III]$ , los círculos rojos  $[Ne\ V]$ , los triángulos azules  $[Fe\ VII]$  y los diamantes negros  $[Fe\ X]$ . La barra de error colocada en la esquina superior derecha del panel inferior muestra el error máximo de estas mediciones. Los nombres en el panel inferior indican la posición de los nódulos de radio que son intersectados por la ranura (ver figura 3.10).

influencia importante del jet en radio. Cabe aclarar que las curvas de velocidad encontradas en este trabajo para el [O III] son consistentes con las derivadas por Crenshaw et al. (2000).

### 3.3.5. NGC 4507

La figura 3.22 muestra el FWHM (panel superior) y el campo de velocidad radial (panel inferior) de las principales líneas medidas en los espectros de NGC 4507 extraídos a lo largo de la ranura. La curva de velocidad derivada para esta galaxia es muy diferente que las estudiadas en las secciones previas, mostrando un patrón más bien plano, con corrimientos en velocidad cercanos a la velocidad sistémica de la galaxia. En el núcleo, la línea de [O III] exhibe un perfil de doble pico, con una componente corrida hacia el rojo una cantidad  $\Delta V = 200 \text{ km s}^{-1}$  y la otra corrida hacia el azul una cantidad  $\Delta V = -550 \text{ km s}^{-1}$ . En este punto, las CLs de [Ne v] y [Fe VII] muestran una pequeña asimetría hacia el azul, pero las dos componentes no son resueltas. El centro de estas líneas coincide con la componente roja del [O III]. El máximo de esta asimetría es alcanzado a una distancia de  $\sim 35 \text{ pc}$  hacia el NW, donde las líneas más intensas (i.e. [O III] y [Ne v]) pueden ser caracterizadas por la suma de dos componentes gaussianas separadas por  $\Delta V \sim 600 \text{ km s}^{-1}$ . Una de las componentes describe un centro angosto (FWHM  $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$ ) e intenso y la segunda componente representa una parte más ancha (FWHM  $\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$ ) corrida hacia el azul. En este punto, la velocidad de la línea de [Fe VII] coincide con las correspondientes a las componentes corridas hacia el azul de [O III] y [Ne v]. La asimetría azul desaparece lentamente a medida que uno observa el gas más alejado del núcleo, y una tenue ala roja aparece en los perfiles de las líneas de emisión observadas en las regiones externas. En las regiones más externas, donde las CLs ya no son observadas, las líneas de [O III] emitidas en el lado NW del núcleo presentan un doble pico, mostrando un corrimiento hacia el azul importante que alcanza los  $750 \text{ km s}^{-1}$ . En general puede verse que el gas emisor de [Ne v] y [Fe VII] comparte la misma cinemática del gas que emite [O III], con una débil tendencia a que las líneas de [Fe VII] estén corridas hacia el rojo respecto de las otras dos. Por otro lado, la línea de [Fe XIV] está corrida hacia el rojo respecto de las líneas de más baja ionización, con un corrimiento máximo de  $500 \text{ km s}^{-1}$  en el núcleo. Como se mencionó en la sección 3.3.1, la posible presencia de la línea débil [Ca v]  $\lambda 5309$  en el ala roja de [Fe XIV] puede ser, en parte, la razón por la cual se mide este corrimiento.

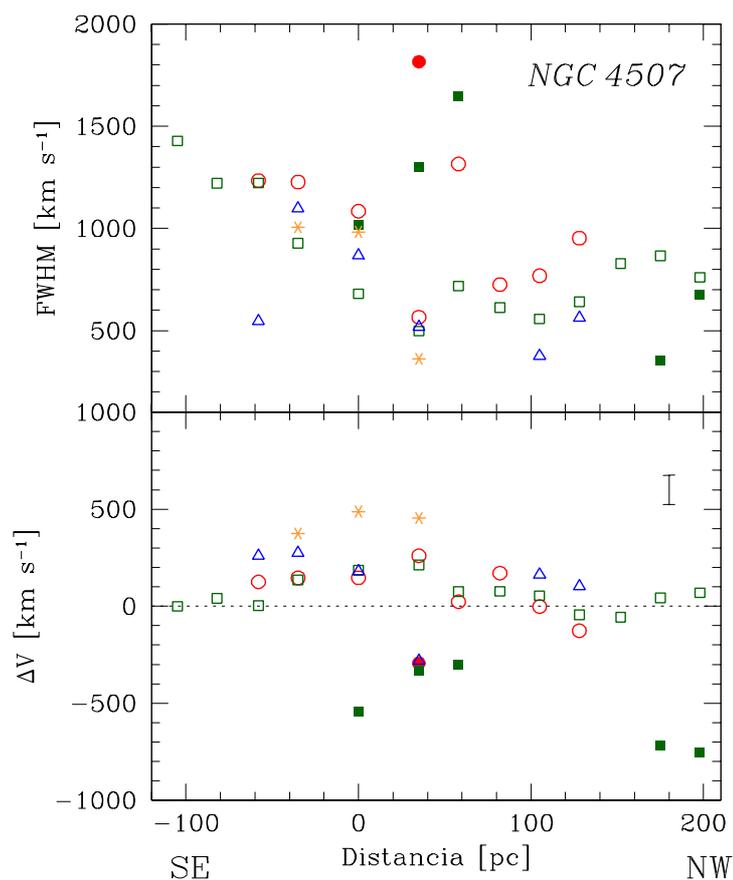


Figura 3.22: FWHM (panel superior) y velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las principales líneas de emisión medidas en NGC 4507 en función de la distancia al núcleo. Los símbolos llenos y vacíos representan cada una de las componentes de una línea que ha sido descrita por dos gaussianas. Los cuadrados verdes representan [O III], los círculos rojos [Ne V], los triángulos azules [Fe VII] y los asteriscos amarillos [Fe XIV]. La barra de error colocada en la esquina superior derecha del panel inferior muestra el error máximo de estas mediciones.

Los espectros rojos, de mayor resolución espectral, muestran líneas con estructuras mucho más complejas. Sin embargo, como este espectro fue tomado con la ranura posicionada en un ángulo diferente que el utilizado para el espectro azul, la línea de [Fe X] no se incluye en la figura 3.22. Como se mencionó en la sección 3.2.5, se requirieron dos componentes gaussianas para describir apropiadamente la línea nuclear de [Fe X]: una componente ancha de baja velocidad ( $\text{FWHM} = 685 \text{ km s}^{-1}$ ,  $\Delta V = 155 \text{ km s}^{-1}$ ) y una componente angosta ( $\text{FWHM} = 130 \text{ km s}^{-1}$ ) corrida hacia el rojo por  $350 \text{ km s}^{-1}$  respecto a la velocidad sistémica de la galaxia. Estas componentes son consistentes con los corrimientos en velocidad y FWHMs medidos para las líneas de [O III] de mayor velocidad, siendo esta última un poco más ancha que la primera. No se detectó en [Fe X] una contraparte de la componente más intensa de [O III]. Los perfiles de las líneas de [Fe X] detectadas a ambos lados del núcleo fueron descritos por una única componente gaussiana con velocidades corridas hacia el rojo por  $250 \text{ km s}^{-1}$  y  $\text{FWHM} = 550 \text{ km s}^{-1}$ .

### 3.3.6. NGC 3081

Existe muy poca información en la literatura sobre la cinemática del gas de la NLR resuelta espacialmente de NGC 3081 (Ruiz et al. 2005). Aquí se utilizan los espectros STIS para mapear la cinemática del gas emisor de las líneas de [O III], [Ne V], [Fe VII], [Fe X] y [Fe XIV] localizado en los 200 pc más internos de esta galaxia. Las distribuciones de los FWHMs y velocidades radiales como función de la distancia al núcleo de estas líneas se muestran en la figura 3.23.

Al igual que en el caso de NGC 4507, la curva de velocidad de NGC 3081 (panel inferior de la figura 3.23) es relativamente plana. La velocidad radial del gas emisor de [O III] no es mayor que unos pocos kilómetros por segundo, con un máximo de  $\sim 150 \text{ km s}^{-1}$  en el núcleo. Los anchos de las líneas de [O III] son muy similares, con muy poca variación a lo largo de la dirección espacial. La dispersión de velocidades de las CLs es un poco mayor, con las líneas corridas tanto hacia el azul como hacia el rojo respecto de la velocidad sistémica de la galaxia. En el núcleo, dentro del error de medición, todas las líneas excepto [Fe XIV] tiene el mismo corrimiento en el pico, el cual corresponde a la velocidad sistémica de la galaxia. En este punto, la línea de [Fe XIV] muestra una velocidad de retroceso de  $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$ . Hacia los lados del núcleo ( $\sim 25 \text{ pc NE y SW}$ ), el gas que produce las líneas con  $\text{IP} > 100 \text{ eV}$  está corrido hacia el rojo por más de  $\Delta V = 250 \text{ km s}^{-1}$ . La velocidad máxima es

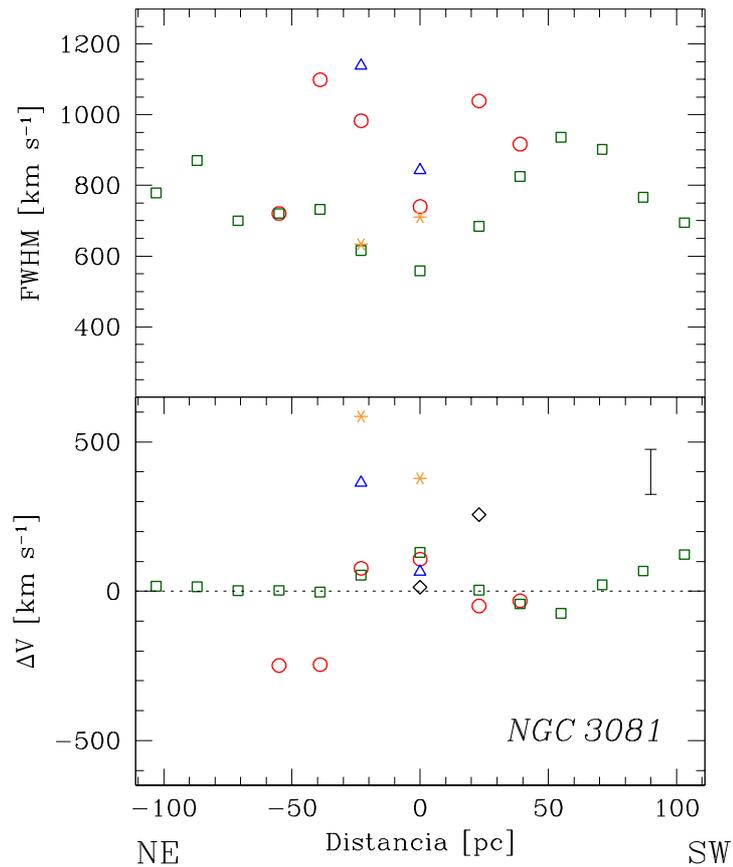


Figura 3.23: FWHM (panel superior) y velocidad radial relativa a la velocidad sistémica de la galaxia (panel inferior) de las principales líneas de emisión medidas en NGC 3081 en función de la distancia al núcleo. Los símbolos llenos y vacíos representan cada una de las componentes de una línea que ha sido descrita por dos gaussianas. Los cuadrados verdes representan [O III], los círculos rojos [Ne V], los triángulos azules [Fe VII], los diamantes negros [Fe X] y los asteriscos amarillos [Fe XIV]. La barra de error colocada en la esquina superior derecha del panel inferior muestra el error máximo de estas mediciones.

alcanzada por el gas emisor de [Fe XIV], el cual posee un  $\Delta V = 600 \text{ km s}^{-1}$ . En las regiones más externas, a  $\sim 45$  y  $55 \text{ pc}$  NE, las líneas de [Ne V] están corridas hacia el azul por  $\Delta V = -250 \text{ km s}^{-1}$ .

Si tenemos en cuenta que NGC 3081 es una galaxia observada casi de frente, el gas en un disco en rotación alineado con el plano ecuatorial de la galaxia se observaría con la misma velocidad sistémica de la galaxia. Este parece ser el caso del gas emisor de [O III]. Por otro lado, la dispersión de velocidades y FWHMs más altos mostrados por el gas emisor de CLs sugiere que éste está gobernado por una cinemática diferente que la del gas emisor de [O III] y que la CLR de este objeto es más bien turbulenta y caótica. Además, no se encuentra una coincidencia entre la velocidad de los picos o el FWHM de las CLs con potenciales de ionización similares, indicando que éstas son producidas en regiones diferentes a lo largo de la línea de la visual.

### 3.4. Desmitificando la región de líneas coronales de AGNs

La alta resolución espacial alcanzada con STIS permitió que se estudiara no sólo las características globales del gas emisor de CLs ópticas, sino que también, por primera vez, sus propiedades en escalas pequeñas (de hasta  $\sim 6 \text{ pc}$ ) como función de la distancia al núcleo activo. En esta sección se discuten los resultados generales obtenidos a partir del análisis de estos datos, incluyendo la ubicación de la región emisora de CLs, el origen de esta emisión y su relación con los jets en radio.

#### 3.4.1. Resumen de los principales resultados obtenidos

Los espectros analizados en este trabajo revelaron CLRAs muy complejas. En muchos casos las CLs presentan múltiples componentes y, en general, muestran una morfología similar a las exhibidas por las líneas de baja ionización. Las CLs más extendidas, [Ne V] y [Fe VII], son observadas desde unos pocos parsecs hasta distancias de cientos de parsecs del núcleo. La CLR *más compacta* es observada en NGC 3227, donde la extensión del [Ne V] y el [Fe VII] se restringe a los  $\sim 15 \text{ pc}$  centrales. Por otro lado, Mrk 3 manifiesta las regiones emisoras de [Ne V] y [Fe VII] *más extensas*, con una extensión total de  $375 \text{ pc}$  y  $300 \text{ pc}$ , respectivamente. Las

líneas con mayores potenciales de ionización (con  $IP > 200$  eV), [Fe X], [Fe XI], [Fe XIV] y [S XII], son emitidas en regiones más compactas. La línea de [Fe X] es la que muestra la mayor extensión de este grupo, siendo emitida en regiones de hasta 200 pc, mientras que las otras líneas son siempre observadas mucho más cerca del núcleo, en regiones con diámetros menores a los 100 pc. En términos generales, se observa una estratificación en el gas, en el sentido en que las líneas con mayores potenciales de ionización están siempre concentradas hacia el centro. Un aspecto interesante es que en algunos objetos no se detectaron CLs con potenciales de ionización mayores que 100 eV (e.g. Mrk 3), a pesar de que éstos muestran emisión intensa y extendida de rayos-X blandos.

A partir del análisis de la cinemática del gas emisor de líneas, se encontró que las CLs tienden a seguir la misma distribución de velocidad que el [O III], en particular las líneas de [Ne V] y [Fe VII]. En algunos casos se observó un desdoblamiento de las CLs y líneas de baja ionización (e.g. [Ne V], [Fe VII], [Fe X] y [O III]). En aquellos casos en los que se observó [Fe XIV], el centro de la línea estaba corrido hacia el rojo con respecto a las otras líneas con menores potenciales de ionización. Esto significa que no existe una tendencia entre el corrimiento de la línea y el IP cuando son observadas utilizando alta resolución espacial. Esto contrasta con resultados previos reportados a partir de espectroscopia de baja resolución espacial, usualmente integrando *toda* la NLR, en los cuales el pico de las CLs tiende a estar más corrido hacia el azul que las líneas de baja ionización (e.g. De Robertis & Osterbrock 1984; Appenzeller & Östreicher 1988; De Robertis & Shaw 1990; Marconi et al. 1996; Reunanen et al. 2003). A fin de comprobar si la misma tendencia está también presente en las galaxias particulares de la muestra aquí estudiada, se integró la distribución de luz a lo largo de toda la ranura, imitando una observación limitada por seeing. Luego, se midieron los corrimientos del pico central de las líneas y se los graficó en función del IP, como se muestra en la figura 3.24. Puede verse que en el caso de Mrk 573 y NGC 3081 no existe ningún tipo de correlación, mientras que para NGC 4507 se observa que el corrimiento de las líneas *aumenta* con el IP. Esta tendencia mostrada por NGC 4507 ya había sido reportada anteriormente por Appenzeller & Östreicher (1988). Sólo en el caso de NGC 1068 puede confirmarse una tendencia de que las líneas con mayor IP se encuentran más corridas hacia el azul que las de baja ionización. Al igual que la correlación entre el corrimiento en velocidad del pico de las líneas y el IP requerido para formarlas, se ha reportado una tendencia de un aumento del FWHM de las líneas con el IP (ver sección 2). En los gráficos presentados en la sección 3.3 puede verse que

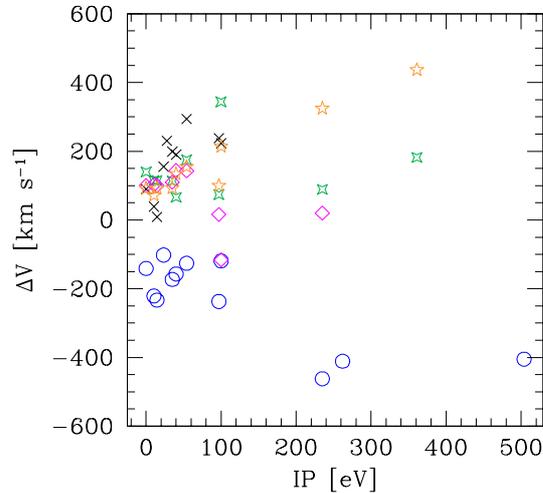


Figura 3.24: Corrimientos en velocidad de las líneas medidas en los espectros integrados de las galaxias de la muestra como función del potencial de ionización. Las cruces negras corresponden a las líneas medidas en Mrk 3, las estrellas de cuatro puntas verdes a Mrk 573, los círculos azules a NGC 1068, los diamantes magentas a NGC 3081 y las estrellas de cinco puntas amarillas a NGC 4507.

esta tendencia no está presente en las galaxias de la muestra, al menos cuando son estudiadas de manera espacialmente resuelta. Sin embargo, debido a las incertezas en el FWHM de las líneas debido a la corrección por ensanchamiento instrumental (ver sección 3.1) no es posible sacar conclusiones certeras sobre la presencia o no de esta correlación.

Tres de las galaxias de la muestra (NGC 4151, NGC 1068 y Mrk 3) fueron observadas con la ranura colocada a lo largo de los jets en radio nucleares que éstas exhiben. A partir de la comparación de la emisión en radio y las líneas se encontró que en general no existe un aumento de la emisión de CLs, o perturbaciones de sus cinemáticas, en las posiciones en las que se encuentran los nódulos de radio.

### 3.4.2. El origen de la emisión de líneas coronales

Existen dos tipos de escenarios claves que podrían explicar las CLs y sus propiedades: uno es fotoionización por una fuente central de continuo ionizante (e.g. Korista & Ferland 1989; Oliva et al. 1994; Ferguson et al. 1997a; Binette et al. 1997; Nagao et al. 2003; Mullaney et al. 2009) y el otro modelo sugiere ionización por

medio de choques u otros procesos directa o indirectamente ligados a la presencia de jets en radio (e.g. Tadhunter et al. 1988; Viegas-Aldrovandi & Contini 1989; Morse, Raymond & Wilson 1996; Axon et al. 1998).

En el contexto de modelos de fotoionización, los parámetros importantes que podrían afectar el espectro medido de CLs son la forma e intensidad del continuo ionizante, ya sea producido por la fuente central “puntual” y/o incluyendo emisión espacial extendida como ha sido observada en el caso de varias galaxias Seyfert cercanas (e.g. NGC 1068: Young et al. 2001; NGC 4151: Ogle et al. 2000); la densidad del gas; la densidad de columna de las nubes (*matter-bounded* versus *ionisation-bounded*) y la abundancia de metales (la cual, sin embargo, no debería tener grandes variaciones locales).

La presencia de jets como los observados en radio podrían afectar las razones de las líneas de emisión y su cinemática de varias maneras importantes: primero, por ionización colisional debida a choques locales originados directamente a partir de la interacción del jet con las nubes de gas. En este escenario el gas es calentado hasta temperaturas de varios  $10^6$  K, y es de esperar una coincidencia espacial cercana entre las nubes de gas emisor de líneas y el jet. Segundo, los choques pueden comprimir el gas, el cual a su vez es fotoionizado por la fuente central (Viegas-Aldrovandi & Contini 1989). En este caso se espera un estrecho vínculo entre el jet y la morfología y cinemática del gas emisor de líneas. Tercero, las interacciones entre el jet y las nubes podría llevar a la presencia de choques “autoionizantes” rápidos (Dopita & Sutherland 1995, 1996), los cuales tienen la capacidad de fotoionizar el gas circundante. Una grilla de modelos teniendo en cuenta la ionización por la fuente central, la radiación difusa del gas chocado e ionizado, e ionización colisional fueron presentados por Contini & Viegas (2001). La aplicación de estos modelos a AGNs mostró que, de hecho, choques rápidos podrían ser responsables de una fracción del flujo observados de las líneas. Finalmente, la interacción del jet y el gas podría producir capullos y flujos laterales, los que afectarían el gas a distancias más alejadas del eje del jet (Taylor, Dyson & Axon 1992; Steffen et al. 1997).

La física de los jets y de sus interacciones con el medio que los rodea es altamente compleja. Además, este escenario es aún más complicado cuando también se tiene en cuenta el efecto adicional de los fotones ionizantes que provienen de la fuente central de continuo. Los jets pueden tener un efecto indirecto en la física local del gas, aún cuando la fotoionización por la fuente central es el mecanismo dominante; por ejemplo, aumentando la densidad del gas localmente. Un caso como este sería muy

difícil de descartar, ya que la presencia del jet principalmente añadiría complejidad al espectro de líneas de emisión, sin ser directamente el responsable de todas sus características.

### Las líneas coronales y su relación con los jets en radio

La tendencia de los modelos de fotoionización a predecir valores más bajos que los observados para el caso de las CLs con mayores potenciales de ionización y la coincidencia espacial entre los jets en radio y la emisión de líneas de alta ionización, ha llevado a varios autores a sugerir que choques de alta velocidad producidos por los jets pueden jugar un papel muy importante en la formación de las CLs (e.g. Axon et al. 1998). Con el fin de abordar este punto, se seleccionaron de la muestra inicial de objetos tres galaxias, Mrk 3, NGC 1068 y NGC 4151, las cuales exhiben jets en radio intensos y altamente colimados en escalas pequeñas. Los datos HST/STIS de estas galaxias son particularmente adecuados para poner a prueba la hipótesis de choques como precursores de las CLs, ya que las ranuras utilizadas en las observaciones fueron casi alineadas con los jets en radio y, por lo tanto, es posible realizar una comparación punto a punto entre la emisión en radio y de CLs.

En las secciones anteriores (sección 3.2.2 a 3.2.4) se describieron las propiedades principales de estas galaxias y los resultados obtenidos a partir de las mediciones de los flujos de sus CLs. Se mostró que, a pesar de las similitudes entre las emisiones de radio manifestadas por estas galaxias, existe una diferencia notable entre ellas: mientras que NGC 1068 presenta CLs con un amplio rango de potenciales de ionización, desde 99 eV hasta 505 eV, NGC 4151 sólo muestra CLs con  $IP < 300$  eV. El caso de Mrk 3 es aún más crítico, ya que las únicas CLs detectadas son aquellas con  $IP \sim 100$  eV. Por otra parte, la distribución de intensidad de estas líneas muestran una morfología similar a la de las líneas de baja ionización, tales como [O III] y [Ne III]. Además, no se observa ningún aumento de la emisión en las posiciones donde se encuentran los nódulos de radio. En particular, NGC 4151 fue observada con dos ángulos de posición diferentes, uno a lo largo del jet en radio y el otro separado por un ángulo de 30 grados respecto al eje del jet. Las intensidades de las líneas y las razones de las líneas son muy similares a estas dos posiciones, y no muestran ningún signo de aumento de emisión a lo largo de la posición del jet en radio. Adicionalmente, la cinemática de las CLs no parece estar localmente afectada por el jet en radio (sección 3.3.2 para NGC 1068, sección 3.3.3 para Mrk 3 y

sección 3.3.4 para NGC 4151). En ninguno de estos tres casos se ve alguna correlación entre las posiciones de los nódulos de radio y el campo de velocidad o el FWHM de las líneas. Si bien se han propuesto varios modelos para explicar las curvas de velocidad de estas galaxias, incluyendo modelos que involucran la interacción entre el jet y las nubes de gas, un modelo simple de un *outflow* radial (no relacionado con el jet) fue capaz de reproducir exitosamente la cinemática de las líneas de [O III] para estas tres galaxias (Nelson et al. 2000; Crenshaw & Kraemer 2000; Ruiz et al. 2001; Crenshaw et al. 2000) y, por lo tanto, también la cinemática de las CLs.

Información adicional sobre la interacción entre el jet y el gas emisor de CLs es provista por la galaxia Mrk 573. Esta galaxia alberga un intenso jet en su núcleo. Si bien desafortunadamente la ranura utilizada en las observaciones STIS fue posicionada en otra dirección y no interseca los nódulos de radio, todavía puede proveernos con información útil. Mrk 573 representa un caso extremo de emisión de [Fe X]. La emisión de CL es fuertemente pronunciada, con un máximo en el núcleo y ninguna relación con los nódulos y arcos vistos en la imagen tomada con HST/WFPC2 en el filtro F606W por Pogge & Martini (2002). Este escenario se ve reforzado por los trabajos presentados por Whittle et al. (2005) y Schlesinger et al. (2009), en los cuales se presentan cálculos detallados de la energía del jet en radio y su impacto modesto en el gas ionizado. Ambos trabajos mostraron, para Mrk 78 y Mrk 573, respectivamente, que la fuente central es la principal responsable de la luminosidad observada, mientras que la luminosidad mecánica asociada al *outflow* sólo da cuenta de una pequeña fracción de la luminosidad bolométrica estimada.

Como se mencionó más arriba, en algunos casos, los choques pueden llevar al gas a muy altas temperaturas. Con el fin de conocer la temperatura del gas, se utilizó el diagnóstico estándar para determinar la temperatura del gas de  $O^{+2}$ , dado por la razón de líneas [O III]  $(4958+5006)/4363$ , como función de la distancia al núcleo. Los resultados obtenidos se muestran en la figura 3.25. A partir de este diagnóstico se encontraron temperaturas en el rango  $\sim 10000 - 20000$  K, para las distancias en la que la razón pudo ser determinada. Las temperaturas derivadas para las regiones más internas de NGC 4151 están probablemente sobre-estimadas debido a la dificultad de medir la línea [O III]  $\lambda 4363$  que se encuentra superpuesta a la componente ancha de  $H\gamma$ . Temperaturas más bajas de 20000 K son típicas de gas que ha sido fotoionizado, y no indican ninguna fuente adicional que introduzca energía, como sería en el caso en que los choques interaccionen fuertemente con el gas. Si bien estas temperaturas fueron medidas para la región de [O III], la similitud entre las CLs y el gas de más

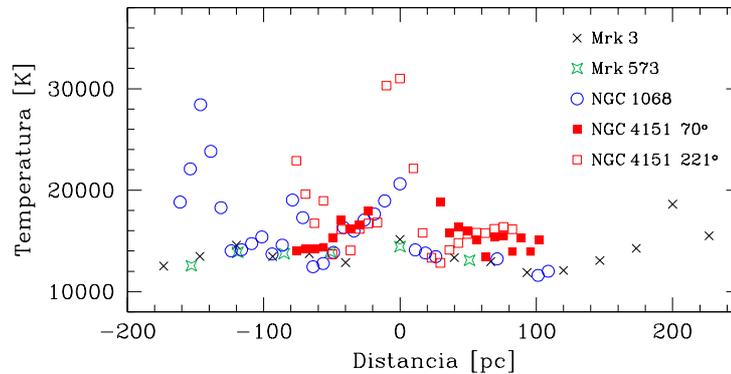


Figura 3.25: Temperatura del gas emisor de líneas de  $[\text{O III}]$  medida para Mrk 3, Mrk 573, NGC 1068 y NGC 4151 en función de la distancia al núcleo.

baja ionización sugieren un mismo origen común y, por lo tanto, ninguna contribución importante de choques a las CLs.

De todo lo mencionado anteriormente es posible ver que no hay evidencias claras de una influencia local del jet en radio en el gas emisor de CLs. Sin embargo, existe la posibilidad de la presencia de capullos calientes generados por el jet en radio que afecten el gas localizado a distancias mayores del mismo. En este escenario, se espera que las curvas de velocidad tengan la forma de un elipsoide roto, con el gas que se está acercando a nosotros muy corrido hacia el azul y el gas que se nos aleja muy corrido hacia el rojo, independientemente del ángulo de observación. Es posible descartar la presencia de un capullo en expansión en el caso de NGC 4151, ya que las líneas de esta galaxia tienen solamente una componente. En el caso de NGC 1068 y Mrk 3 no es posible testear este escenario con los datos presentados aquí. Sin embargo, flujos de líneas de emisión integrados a partir de espectroscopia de ranura larga (Koski 1978) muestran que, para el caso de Mrk 3, la razón de  $[\text{Fe VII}]/[\text{O III}]$  es muy similar a la medida en los datos STIS, lo cual implica que, si capullos tienen algún impacto en la emisión de CLs, éste debe ser muy bajo.

Si bien no es posible descartar completamente la contribución de choques a la formación de CLs, la falta de correlación entre la posición de los nódulos de radio y las distribuciones en flujo y cinemática de las CLs de estas galaxias, y los diferentes rangos de ionización manifestados por ellas, sugieren que la interacción entre el jet y el gas que lo rodea no tiene un impacto local importante en la emisión de CLs. Sin embargo, con los datos presentados aquí, no es posible excluir la presencia de capullos en expansión formados por el jet en NGC 1068 y Mrk 3. Avances mayores

pueden lograrse a partir del análisis de espectroscopia 3D, estudiando el gas emisor de líneas no sólo a lo largo del eje del jet sino también el gas que se encuentra a mayores distancias (ver capítulo 4).

### Predicciones de modelos de fotoionización

En esta sección se comparan las razones observadas de líneas de emisión con modelos de fotoionización. En la primera parte se comparan las predicciones de modelos para las razones de líneas de baja ionización  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  versus  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne V}]$ . La segunda parte se centra en las CLs con mayores potenciales de ionización, para las cuales hay menos predicciones de modelos disponibles.

#### *i) Predicciones para líneas de baja ionización*

En la figura 3.26 se muestran predicciones de valores en el plano  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  versus  $[\text{Ne V}]/[\text{Ne III}]$  derivadas a partir de una selección de diferentes modelos de ionización, junto con las razones de líneas medidas en las galaxias de la muestra. Estos modelos, tomados de la figura 4 de Tadhunter (2002), incluyen modelos de fotoionización con una mezcla de nubes *ionization-bounded* y *matter-bounded* (Binette et al. 1996), modelos de fotoionización estándares asumiendo un continuo ionizante en forma de ley de potencia y modelos de choques (Dopita & Sutherland 1996). Además, se incluyeron puntos representativos de los modelos libres de polvo de Ferguson et al. (1997a) y los correspondientes a los modelos PB50 y BB20 de Komossa & Schulz (1997). Estos modelos de componentes múltiples son descritos en más detalle más adelante. A partir de este diagrama de diagnóstico puede verse que los modelos de Ferguson et al. (1997a) y Komossa & Schulz (1997) reproducen bastante bien la mayor parte de las razones de líneas. Sin embargo, en algunos casos (e.g. Mrk 573 y NGC 1068) éstos predicen valores de la razón  $[\text{Ne V}]/[\text{Ne III}]$  por debajo de los observados. En un pequeño espacio de parámetros los modelos de choque más precursor y de fotoionización se superponen y, dentro de un espacio de parámetros muy pequeño, los modelos de choque más precursor también coinciden con los datos medidos para algunas de las galaxias de la muestra (i.e. Mrk 3, NGC 4151 y NGC 7682). Sin embargo, la mayor parte de estos modelos se encuentran desplazados respecto de los datos, es decir, predicen valores sistemáticamente mayores para la razón  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  y predicen valores menores de  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne V}]$  que los observados. Tanto los modelos de choques puros como los modelos incluyendo

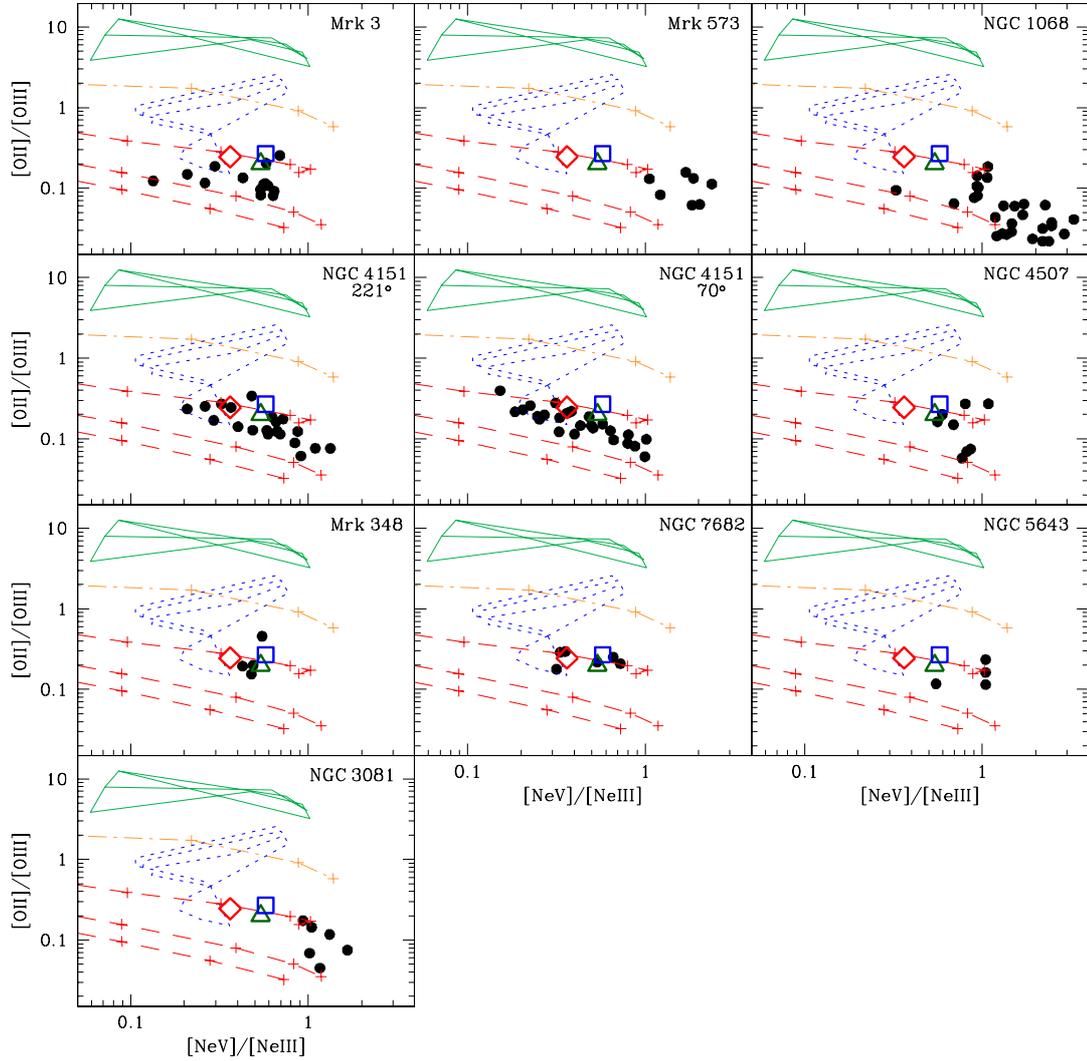


Figura 3.26: Diagrama de las razones de líneas  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  versus  $[\text{Ne V}]/[\text{Ne III}]$ . Los círculos llenos corresponden a las razones medidas en las galaxias de la muestra a diferentes distancias del núcleo. Las cruces rojas unidas por líneas de trazos corresponden a las predicciones de modelos de fotoionización basados en una única capa ópticamente gruesa, un continuo ionizante descrito por una ley de potencia con índices espectrales de  $-1.0$ ,  $-1.5$  y  $-2.0$  (de arriba hacia abajo) y una secuencia en el parámetro de ionización en el rango  $5 \times 10^{-4} < U < 10^{-1}$ , aumentando de izquierda a derecha. Las cruces naranjas unidas por líneas de trazos-puntos corresponden a las predicciones de modelos de fotoionización de Binette et al. (1996), los cuales incluyen nubes *matter-bounded*, con el parámetro  $A_{M/I}$  cubriendo el rango  $10^{-4} < A_{M/I} < 1$ , aumentando de izquierda a derecha. Las líneas sólidas verdes y las líneas de puntos azules corresponden a los modelos de choques puros y “50 % choque + 50 % precursor” de Dopita & Sutherland (1996), respectivamente. Cada secuencia corresponde a un parámetro magnético fijo ( $B/\sqrt{n} = 0, 1, 2, 4 \mu\text{G cm}^{-3/2}$ ) y una velocidad de choque  $v_s$  que varía entre  $150$  y  $500 \text{ km s}^{-1}$ . El triángulo verde corresponde a los modelos de Ferguson et al. (1997a). El cuadrado azul y el diamante rojo representan los modelos BB20 y PB50 de Komossa & Schulz (1997), respectivamente.

nubes *matter-bounded* sobrestiman las razones  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$ , dando una descripción pobre de las razones medidas en estas galaxias. Vale la pena aclarar que si bien las razones de líneas presentadas aquí no fueron corregidas por extinción, sería necesaria una corrección extrema para que la razón  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  intrínseca se encontrara en las regiones predichas por estos modelos.

Es interesante notar que las razones de líneas de estas galaxias no varían mucho, ni de galaxia a galaxia ni para un mismo objeto, ocupando una pequeña zona en los diagramas. Esto puede verse mejor en la figura 3.27 donde se graficaron las razones  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne V}]$  y  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  como función de la distancia al núcleo de las galaxias. Para la mayoría de los objetos de la muestra estas razones no varían fuertemente con la distancia y muestran valores muy similares. Como estas razones son interpretadas habitualmente como una medida del parámetro de ionización (definido como la razón entre la densidad de fotones ionizantes y la densidad del gas), su constancia implicaría que la densidad del gas en estas galaxias decrece proporcionalmente al cuadrado de la distancia. De esta figura también puede derivarse información extra acerca de la extinción que está afectando al gas. Como se mencionó más arriba, las razones no fueron corregidas por extinción. Sin embargo, la cercanía en longitud de onda entre las líneas de  $[\text{Ne V}]$  y  $[\text{Ne III}]$  hace que su razón sea casi independiente del enrojecimiento. Por otro lado, la razón  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  está más afectada por la extinción debida al polvo. Puede verse en la figura 3.27 que, en la mayoría de los casos, ambas razones muestran un comportamiento muy similar con respecto a la distancia al núcleo, sugiriendo que el gas emisor de líneas no se encuentra fuertemente afectado por la extinción debida al polvo.

#### *ii) Predicciones para líneas de alta ionización*

A continuación se hace enfoque sólo en las CLs para las cuales no todos los modelos de la figura 3.26 se encuentran disponibles. Se comparan las mediciones realizadas en este trabajo con modelos que predicen tamaños de las regiones emisoras de CLs y valores de razones de CLs.

Ferguson et al. (1997b) llevó a cabo cálculos de modelos de fotoionización para identificar las condiciones y ubicaciones óptimas en las cuales se forman las CLs. Asumiendo que la radiación proveniente de un AGN central es el único mecanismo de excitación y utilizando capas de gas plano-paralelas de densidad constante, determinaron las distancias respecto de la fuente ionizante en función de la densidad a las cuales se emiten las CLs. Estos autores proporcionaron anchos equivalentes de

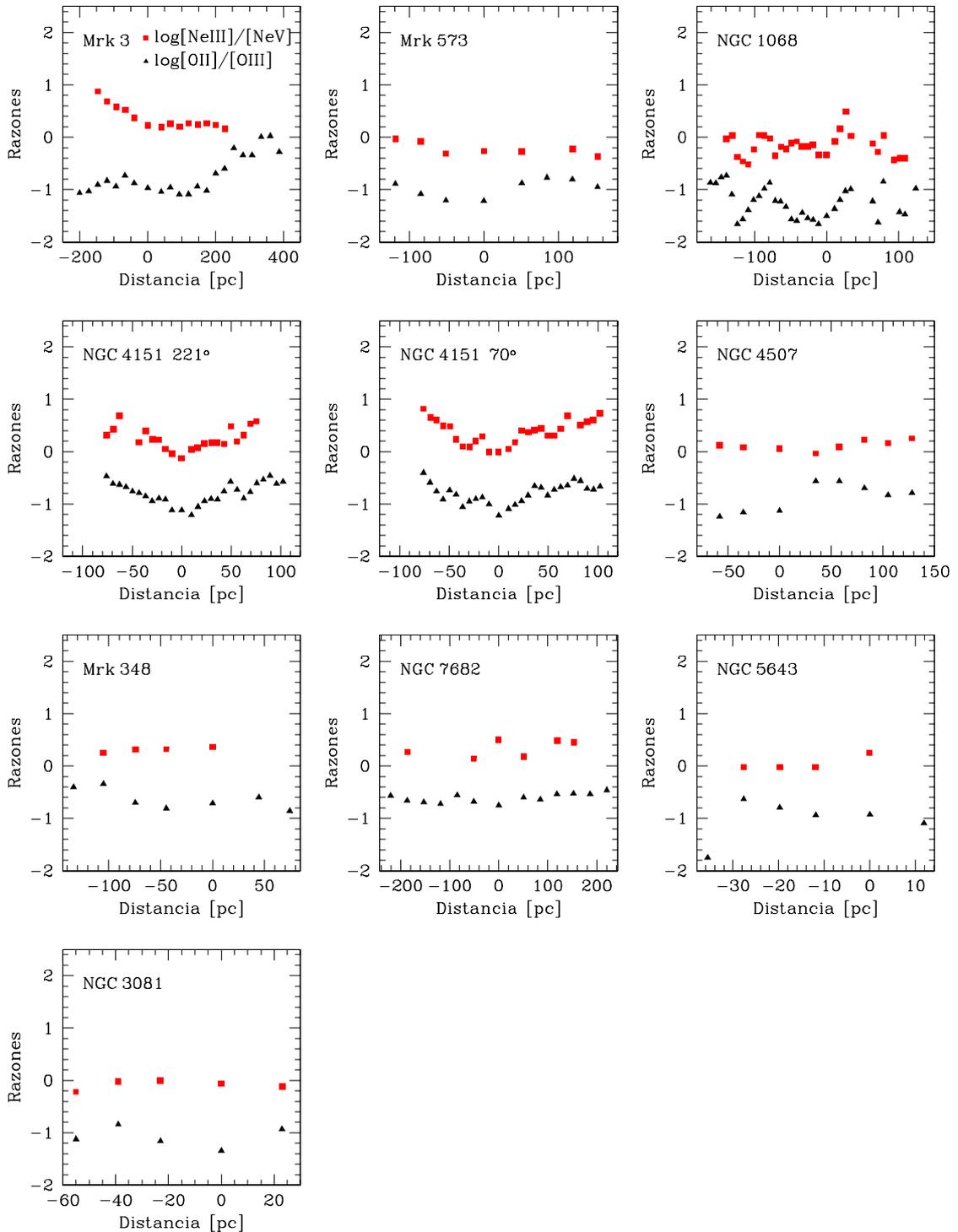


Figura 3.27: Razones  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  (triángulos negros) y  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne V}]$  (cuadrados rojos) medidas para las galaxias de la muestra en función de la distancia al núcleo. En general las barras de error son del tamaño del punto y por lo tanto no fueron incluidas en los gráficos.

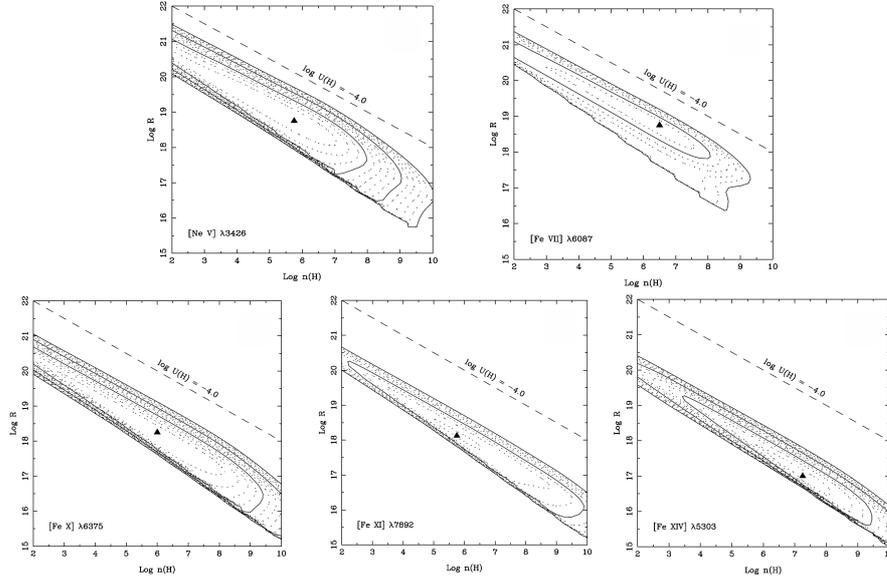


Figura 3.28: Contornos de logaritmo constante de anchos equivalentes como función del logaritmo de la distancia  $R$  (cm) (eje vertical) y el  $\log n(H)$  (eje horizontal) para los iones indicados, referenciados al continuo incidente en  $4860\text{\AA}$ . El triángulo indica el máximo de la distribución de ancho equivalente. Los contornos decrecen hacia afuera hasta alcanzar el valor de  $1\text{\AA}$ . Versión modificada de la figura de Ferguson et al. (1997).

las líneas en el plano densidad-distancia (figura 3.28), indicando donde se produce la mayor parte de la emisión para cada línea, permitiendo así comparaciones aproximadas entre las razones de los flujos de las líneas medidos y predichos. En sus cálculos estos autores incluyeron las líneas de [Ne V], [Fe VII], [Fe X], [Fe XI] y [Fe XIV] observadas en este trabajo. Para ello asumieron un continuo ionizante EUV similar al de una galaxia Seyfert típica, con  $L_{\text{ion}} = 10^{43.5} \text{ erg s}^{-1}$ , donde  $L_{\text{ion}}$  es la luminosidad ionizante de la fuente central. Estos modelos predicen que, bajo condiciones óptimas (ver tabla 3.6), el rango de radios de las regiones que emiten las líneas de [Ne V] y [Fe VII] es  $0.4\text{--}130 \text{ pc}$  y  $0.6\text{--}100 \text{ pc}$ , respectivamente. Para el caso del [Fe X] muestran que su emisión se restringe a los  $20 \text{ pc}$  centrales, mientras que la región de emisión de [Fe XI] no es mayor que un parsec. Estos valores concuerdan con los tamaños de las CLR's derivadas en este trabajo para todos los objetos menos Mrk 3, NGC 1068 y Mrk 573, para los cuales se encuentran discrepancias desde moderadas hasta grandes. En el primer objeto tanto el  $\text{Fe}^{+6}$  como el  $\text{Ne}^{+4}$  se extienden hasta distancias de aproximadamente  $200 \text{ pc}$ . Para los dos últimos, la mayor discrepancia se da en las líneas con mayores potenciales de ionización, es decir, [Fe X] y [Fe XI], las cuales son

Tabla 3.6: Condiciones físicas óptimas para la emisión de las líneas coronales derivadas por Ferguson et al. (1997a).

Ión	$\lambda$	$\log U(H)^1$	$\log n(H)^2$	$\log R^3$	$\log T_e^4$	$W_{\lambda 4860}^{\max 5}$
[Ne v]	3426	-1.25	$L-7.0$	18.1–20.6	4.3	621
[Fe VII]	6086	-2.0	3.0–7.5	18.3–20.5	4.2	21.2
[Fe X]	6375	-0.5	3.0–8.25	17.1–19.8	4.6	968
[Fe XI]	7892	0.0	5.0–6.5	17.8–18.5	4.6	41.2
[Fe XIV]	5303	0.75	5.75–8.0	16.6–17.8	5.2	468

<sup>1</sup> Valor del parámetro de ionización en el máximo de la distribución de ancho equivalente.

<sup>2</sup> Mínimo y máximo del  $\log n(H)(\text{cm}^{-3})$ .

<sup>3</sup> Mínimo y máximo del logaritmo del radio R, en centímetros, correspondientes al máximo y mínimo de  $\log n(H)$  para el máximo de  $\log U(H)$  (tercera columna).

<sup>4</sup> Logaritmo de la temperatura electrónica, en K, en la cara frontal de la nube, con el  $\log U(H)$  dado en la tercera columna.

<sup>5</sup> Máximo de  $W_{\lambda 4860}$  de la línea, para un factor de cobertura de la nube igual a 1.

detectadas hasta escalas de  $\sim 100$  pc y 60 pc, respectivamente. Para NGC 1068, Pier et al. (1994) y Bland-Hawthorn et al. (1997) estimaron luminosidades ionizantes de 1–2 órdenes de magnitud mayores que la utilizada por Ferguson et al. (1997b). Si se tiene en cuenta que el tamaño de la región de emisión escala como  $L_{\text{ion}}^{1/2}$ , adoptando  $L_{\text{ion}} = 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$  y dejando los otros parámetros del modelo constantes, los tamaños de las regiones de emisión para las diferentes líneas aumentan por un factor de hasta 4. Teniendo esto en cuenta, el tamaño de la región emisora de [Fe X] está en acuerdo con lo observado, pero el tamaño de la región de [Fe VII] es sobrestimado, la cual debería ser ahora visible hasta escalas de varios cientos de parsecs. Además, la región emisora de [Fe XI] continúa siendo subestimada. Un argumento similar puede ser aplicado a Mrk 573, pero en el caso de esta fuente la región que contiene [Fe XI] no fue cubierta por STIS.

Ferguson et al. (1997a) predijeron espectros integrados para diferentes distribuciones de densidad y fracción de cobertura de nubes a partir de un gran conjunto de modelos de fotoionización<sup>10</sup>, y asumiendo un escenario “locally optimally emitting clouds”<sup>11</sup>. De los espectros integrados calculados el que mejor reproduce las razones

<sup>10</sup>Con las mismas hipótesis que en los modelos de Ferguson et al. (1997b) pero con las *collision strengths* de las transiciones de hierro fijadas a uno debido a las grandes incertezas de estas cantidades

<sup>11</sup>Este escenario asume que en la naturaleza existe gas con amplios rangos de condiciones físicas y que el espectro de líneas de emisión observado es el resultado de observar las líneas que provienen

$[\text{O II}]/[\text{O III}]$  y  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  de un espectro de Seyfert 2 promedio también predice razones  $[\text{Fe X}]/[\text{Fe VII}]$  y  $[\text{Ne V}]/[\text{Fe VII}]$  de 0.3 y 12.6, respectivamente. Estos valores pueden ser comparados con los medidos en las galaxias de la muestra, aunque siempre manteniendo presente que los valores de Ferguson et al. (1997b) están integrados sobre toda la NLR. Con este fin se construyó la figura 3.29, en la que se muestran los valores de las razones de  $[\text{Fe X}]/[\text{Fe VII}]$  y  $[\text{Ne V}]/[\text{Fe VII}]$  medidos en las galaxias de la muestra. Adicionalmente, se incluyeron también en esta figura las razones entre las CLs y  $[\text{O III}]$ . El panel superior derecho muestra la distribución de las razones de líneas  $[\text{Fe X}]/[\text{Fe VII}]$  encontradas en NGC 1068, NGC 4151 y NGC 3227, las únicas galaxias de la muestra en las que esta razón pudo ser medida. Esta razón varía aproximadamente entre 0.1–1.2, con los mayores valores encontrados en las posiciones nucleares. En el panel inferior izquierdo de la figura 3.29 se muestra la razón  $[\text{Ne V}]/[\text{Fe VII}]$ , la cual varía aproximadamente entre 1–15. En general las razones de líneas tienden a ser mayores en la posición nuclear, donde la mayor parte de las CLs son emitidas. También se incluyó en la figura 3.29 las razones predichas por los modelos de fotoionización de Komossa & Schulz (1997). De sus modelos de componentes múltiples se muestran sólo dos a manera de ejemplo. Estos modelos fueron computados para una mezcla de densidades de gas y radios, variando el continuo ionizante EUV: un continuo representando un cuerpo negro con  $T = 200000$  K (BB20), por motivos de comparación, y otro descrito por la combinación de una ley de potencia ( $\alpha_{\text{UV-X}} = -2$ ) y BB20, cada uno contribuyendo un 50% (PB50). Puede verse que los modelos de ambos, Ferguson et al. (1997a) y Komossa & Schulz (1997), realizan un trabajo relativamente bueno al reproducir las razones observadas, aunque tienden a predecir valores de CLs por debajo de los medidos en la mayoría de las regiones centrales de las galaxias. Esto es naturalmente esperado ya que estos modelos incluyen una mezcla en un rango de radios, mientras que a las menores distancias al núcleo las líneas de mayor ionización son aumentadas respecto a las líneas de baja ionización. Especialmente, dadas sus densidades críticas tan altas, las CLs pueden ser intensificadas de manera selectiva cuando se añade una componente de alta densidad (e.g. tabla 3 de Komossa & Bade 1999). Excluyendo las regiones nucleares, los modelos y las observaciones típicamente coinciden dentro de un pequeño factor. Debido a que las CLs son sensibles a la distribución espectral de energía en la región EUV, utilizando componentes EUV de mayor temperatura aumentará naturalmente la intensidad de las CLs respecto de las líneas de menor ionización (Komossa & Schulz 1997). Teniendo también en cuenta la posibilidad

---

de las nubes que tienen las mejores condiciones para emitir las.

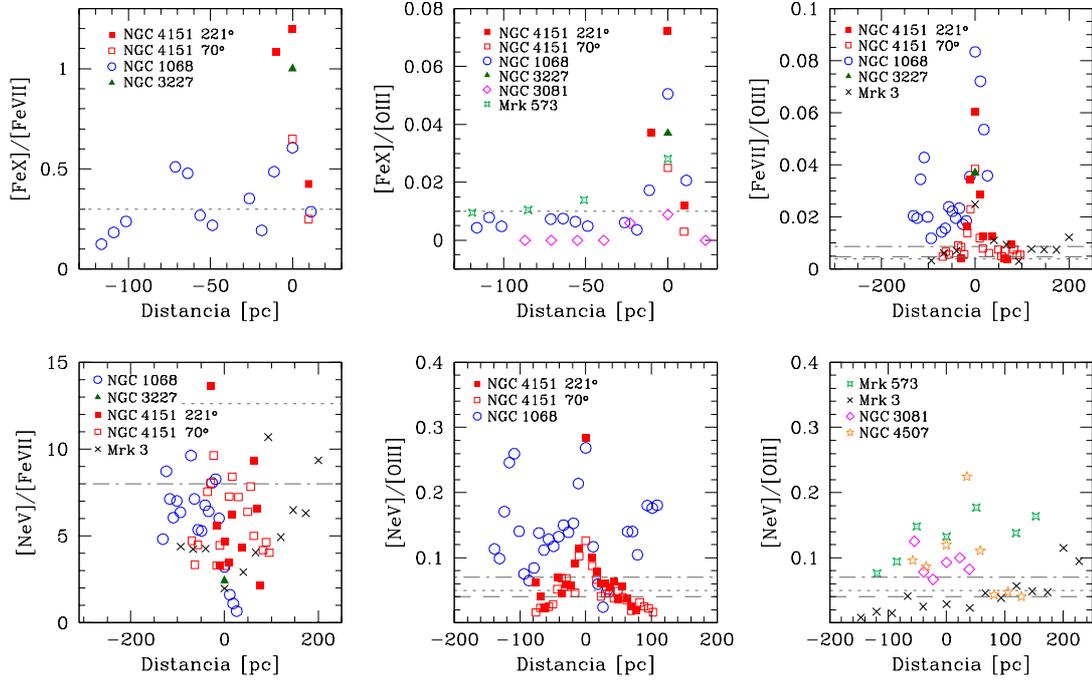


Figura 3.29: Razones de líneas coronales medidas en las galaxias de la muestra como función de la distancia al núcleo. Las líneas de puntos corresponden a las predicciones de los modelos de fotoionización de Ferguson et al. (1997a). Las líneas de trazos y de trazos y puntos corresponden a los modelos BB20 y PB50 de Komossa & Schulz (1997), respectivamente. Por motivos de visualización se dividió la muestra de galaxias al graficar la razón  $[\text{NeV}]/[\text{O III}]$ .

de una contribución de nubes *matter-bounded* (las cuales tienen una contribución relativamente menor de líneas de baja ionización; e.g. Binette et al. 1997, Binette 1998), y el hecho de las incertezas en las *collisional strengths* de las CLs de hierro (e.g. Ferguson et al. 1997b), puede concluirse que la concordancia entre los modelos de fotoionización y las observaciones es buena.

En resumen, la evidencia observacional presentada en esta sección muestra que la fotoionización por una fuente central puede predecir de manera satisfactoria la mayoría de las razones entre CLs y líneas de baja ionización medidas en las galaxias de la muestra.

### 3.4.3. Extinción: el caso de NGC 1068

Varias líneas de evidencia sugieren que una fuerte extinción, a distancias hacia el SW del núcleo de NGC 1068, está desempeñando un papel importante en la forma de su NLR: tanto líneas de emisión ópticas y NIR como la emisión de continuo son más débiles hacia el SW (e.g. Machetto et al. 1994; Kraemer & Crenshaw 2000a; Thompson et al. 2001; Geballe et al. 2009); luz polarizada en el NIR hacia el SW del núcleo no es visible en las longitudes de onda ópticas (Packham et al. 1997); y la profundidad óptica de silicato es fuertemente asimétrica, con un máximo en la posición SSW del núcleo (Mason et al. 2006).

Las observaciones STIS analizadas aquí también sugieren que una fuerte extinción está afectando la emisión a distancias hacia el SW del núcleo (ver sección 3.2.2). Un examen detallado de la figura 3.7 muestra que hacia el SW la mayoría de las CLs están suprimidas, siendo [Ne V] la única que puede ser observada en algunas posiciones en esa dirección. Sólo [O III], la línea óptica más brillante, es visible en todas las aperturas, pero su intensidad, comparada con la del lado NE, está fuertemente reducida, hasta un factor 10. Esto sugiere que, en efecto, una fuerte extinción está afectando la región SW. Incluso el mismo núcleo parece estar fuertemente atenuado también, como puede observarse de la distribución de la razón [Ne V]/[Fe VII] a lo largo de la dirección espacial medida en NGC 1068 (figura 3.29). Esta razón es muy sensible al enrojecimiento, debido a la gran diferencia en longitudes de ondas de las líneas involucradas, y es independiente de la forma del continuo ionizante y probablemente de las abundancias químicas (excepto en el caso en la que la metalicidad muestre un gradiente importante a lo largo de la ranura). La figura 3.29 muestra que hacia el NE del núcleo, a partir de aproximadamente 20 pc, la razón [Ne V]/[Fe VII] es relativamente constante, con un valor promedio de  $7 \pm 2$ . En contraste, a partir de los 20 pc NE hacia el NW el valor de esta razón cae abruptamente, alcanzando un valor de 0.5 a tan sólo 25 pc hacia el SW. Además, la figura 3.7 nos dice que el [Ne V] sigue casi exactamente la misma distribución espacial que el [O III]. A 50 pc hacia el SW, donde hay un mínimo en la distribución de [O III], la línea de [Ne V] no es observada. En algunas posiciones un poco más hacia afuera, donde la emisión de [O III] aumenta nuevamente, también lo hace [Ne V], siendo visible hasta una distancia de  $\sim 120$  pc, a partir de la cual ya no es detectada nuevamente. La máxima distancia hacia el NE del núcleo hasta la cual puede detectarse [Ne V] es 140 pc y, por lo tanto, puede confirmarse que el tamaño

de la región emisora de [Ne v] medido hacia el NE es muy similar al medido hacia el SW. Puede concluirse que son los efectos de una fuerte extinción hacia el SW que bloquean la detección de CLs en la dirección SW. Además, el polvo que bloquea las CLs no se encuentra distribuido espacialmente de manera uniforme. Rodríguez-Ardila et al. (2006) reportaron la detección de [Fe VII] hasta aproximadamente 120 pc al sur del núcleo. En sus observaciones, estos autores utilizaron una ranura alineada en la dirección norte-sur con un ancho de 1".

Es interesante notar que las CLs que parecen estar más fuertemente extinguidas a lo largo de la ranura de STIS en NGC 1068 son aquellas que provienen de iones que usualmente están encerrados en granos de polvo: hierro y silicio. Por lo tanto, extinción debida a polvo y la reducción de fase gaseosa de elementos refractarios pueden explicar muy bien las observaciones de NGC 1068.

### 3.5. Resumen y conclusiones

En este capítulo se presentó el estudio de la CLR de una muestra de diez galaxias Seyfert basado en espectros ópticos obtenidos con STIS/HST. Estos datos permitieron resolver las regiones emisoras de CLs y analizar sus propiedades como función de la distancia al núcleo. A continuación se resumen los principales resultados obtenidos.

- Las CLs presentan distribuciones de flujo muy similares a las líneas de baja ionización, exhibiendo una morfología irregular, con el gas concentrado en pequeños grupos. Las CLR se extienden en zonas con radios que van desde 10 pc hasta 230 pc, siendo la más compacta la observada en el caso de NGC 3227 y la más extensa la de Mrk 3. Se confirmó que las CLs con mayores potenciales de ionización (e.g. [Fe XI], [S XII]) provienen de regiones más compactas que las CLs con menores potenciales de ionización (e.g. [Ne v], [Fe VII]). La compactidad de la CLR es consistente con que la mayoría de las CLs se originan entre la BLR y la NLR, extendiéndose bien entrada la NLR (hasta cientos de parsecs) en el caso de [Fe VII] y [Ne v]. Además, las distribuciones de las razones entre CLs y [O III] tienen su máximo en el núcleo.
- Las dos razones de líneas [O II]/[O III] y [Ne III]/[Ne v], las cuales son sensibles al parámetro de ionización, en general muestran dependencias radiales similares

en cada galaxia.

- En términos de la razón  $[\text{Fe X}]/[\text{Fe VII}]$ , las CLRs de mayor ionización son las presentadas por las galaxias NGC 4151 y NGC 3227. Sin embargo, solamente en NGC 1068 se observa  $[\text{S XII}]$ , la línea con el mayor potencial de ionización de todas las observadas en las galaxias de la muestra.
- En general los perfiles de las CLs muestran fuertes asimetrías que varían con la distancia al núcleo. En varios casos se observan líneas con dos componentes claramente separadas, e incluso en algunos casos varias componentes contribuyen localmente a la complejidad de sus perfiles. En particular, una notable estructura de doble pico fue observada en la línea  $[\text{Fe X}]$  de Mrk 573 y NGC 4507. En el caso de Mrk 573, la separación relativa entre los dos picos aumenta cuando se va desde NW hacia el SE. Esto indica la presencia de un *outflow* de alta energía, el cual no fue detectado en las líneas de más baja ionización.
- Generalmente las CLs siguen curvas de velocidad similares a las de  $[\text{O III}]$ , aunque ocasionalmente se observan desviaciones localizadas. Los  $\Delta V$  máximos alcanzados por las CLs alcanzan típicamente  $500 \text{ km s}^{-1}$  ( $1000 \text{ km s}^{-1}$  en el caso de NGC 1068), tanto con corrimientos hacia el azul como hacia el rojo.
- Se encontró que características comúnmente aceptadas sobre las CLs, como que son más anchas o están más corridas hacia el azul respecto de las líneas con menor potenciales de ionización, no son válidas cuando se utiliza resolución espacial alta. Se observaron variaciones en el ancho y la posición del pico de las líneas de un punto al siguiente, sin seguir ninguna tendencia universal en particular.
- La presencia o ausencia de CLs, su intensidad y su cinemática no parecen escalar de ninguna manera obvia y fuerte con las propiedades de radio (posición de los nódulos de los jets), emisión de rayos-X blandos o con el tipo de galaxia Seyfert.
- Varias líneas de evidencias apuntan a la fotoionización como el principal mecanismo de ionización de las CLs: la cercana dependencia espacial entre las CLs y las líneas de más baja ionización, las bajas temperaturas del gas inferidas entre 10000–20000 K, las cuales son típicas de gas fotoionizado, y el

hecho de que los modelos de fotoionización disponibles generalmente tienen éxito en aproximar las razones de líneas observadas.

Este trabajo demuestra el valor que tiene la espectroscopia cuando es obtenida con resoluciones menores a los segundos de arco para proveer información sobre las partes más internas de los AGNs, donde se produce la mayor parte de las CLs. Una comprensión completa de estas líneas es de gran importancia para mejorar el conocimiento de procesos energéticos, como *outflows* y choques, que se producen en los núcleos de las galaxias. El empleo de espectroscopia de campo integral operando conjuntamente con sistemas de óptica adaptativa (ver sección 4.1) se perfila como el próximo paso para mapear completamente la geometría y los mecanismos de excitación del gas emisor de CLs, así como dar a conocer la complejidad de los perfiles de las líneas y estratificaciones importantes en el estado de ionización del gas.

## Capítulo 4

# Una visión 3D de la región de líneas coronales de NGC 1068

En el capítulo 3 vimos, a partir de espectroscopia óptica provista por el HST, que la galaxia NGC 1068 posee una CLR compleja, con CLs con potenciales de ionización de hasta  $\sim 500$  eV, que se extienden desde algunos hasta cientos de parsecs. El gas emisor de las CLs con menores potenciales de ionización tiene una cinemática similar al de las líneas de baja ionización, como por ejemplo el [O III], mientras que las líneas con potenciales de ionización mayores a 250 eV no parecen compartir la misma cinemática general. Además, si bien la evidencia parece indicar que el origen de la emisión de CLs no está relacionada con el jet nuclear observado en radio en esta galaxia, sino más bien con fotoionización por la fuente central, los datos de ranura larga no permitieron testear todos los escenarios posibles ya que se restringen a una región muy reducida en la galaxia. También, vimos que existen fuertes evidencias observacionales que sugieren que la región SW de NGC 1068 se encuentra fuertemente afectada por la presencia de polvo. Por todo esto, el siguiente paso para profundizar el estudio de la CLR de esta galaxia es la utilización de espectroscopia de campo integral, o espectroscopia 3D, en la región infrarroja del espectro electromagnético, la cual no está tan afectada por la extinción debida al polvo como la radiación óptica. De esta manera es posible tener una visión más completa de la CLR de NGC 1068.

## 4.1. Espectroscopia de campo integral

Los espectrógrafos de campo integral permiten obtener espectros de un campo de cielo bidimensional en una única exposición. Generalmente el producto final es un cubo de datos con dos ejes espaciales y un tercer eje que contiene la información espectral para cada posición espacial, dando origen al nombre de “espectroscopia 3D”. Esta técnica ha sido desarrollada con el propósito de resolver las desventajas tradicionales de la espectroscopia de ranura larga (e.g. cobertura espacial reducida de objetos extendidos, pérdida de flujo por limitaciones de la ranura dependientes de la longitud de onda debido a la refracción atmosférica diferencial). Debido a esto, la espectroscopia de campo integral es una técnica muy poderosa para estudiar los núcleos activos.

El diseño básico de una *unidad de campo integral* (IFU) consta de dos etapas: la primera en la cual se divide el campo del cielo en elementos espaciales individuales (llamados spaxels) que luego son recombinados en pseudo-ranuras, y la segunda en la cual la luz es dispersada y enfocada sobre el detector de manera estándar. Los instrumentos IFU han sido desarrollados en tres formas básicas: *lenslet*, *fiber* y *slicer*. En la figura 4.1 se muestra un esquema de estos tres tipos básicos de IFUs. El IFU *lenslet* utiliza una colección de lentes para muestrear el campo de visión. La luz interceptada por cada lente es enfocada en un pequeño punto y luego dispersada en forma convencional. El IFU *fiber* utiliza un paquete de fibras ópticas en el plano focal del instrumento para formar la imagen bidimensional de entrada, que luego es reordenada en pseudo-ranuras y dispersada por el espectrógrafo. Por último, el IFU *slicer* utiliza un conjunto de espejos en el plano focal del telescopio para cortar el campo de visión en un cierto número de tiras que luego, con un segundo conjunto de espejos, son reacomodadas en una única tira unidimensional que forma la ranura del espectrógrafo. En la figura 4.2 puede verse un esquema simplificado del concepto de espectroscopia de campo integral utilizando un IFU *slicer*.

La mayoría de los instrumentos IFU actuales están optimizados para su uso en longitudes de onda rojas e infrarrojas cercanas. Esto se debe a una serie de limitaciones y factores técnicos. Primero, debido a la dificultad de construir fibras ópticas que transmitan la luz azul eficientemente, las cuales son utilizadas en los IFUs tipo *fiber*. Segundo, los IFUs tipo *slicer* utilizan espejos, los cuales son acromáticos y fáciles de enfriar, lo que hace que sean particularmente apropiados para el IR. Además, como la tecnología de óptica adaptativa (AO, Beckers 1993) actual es más

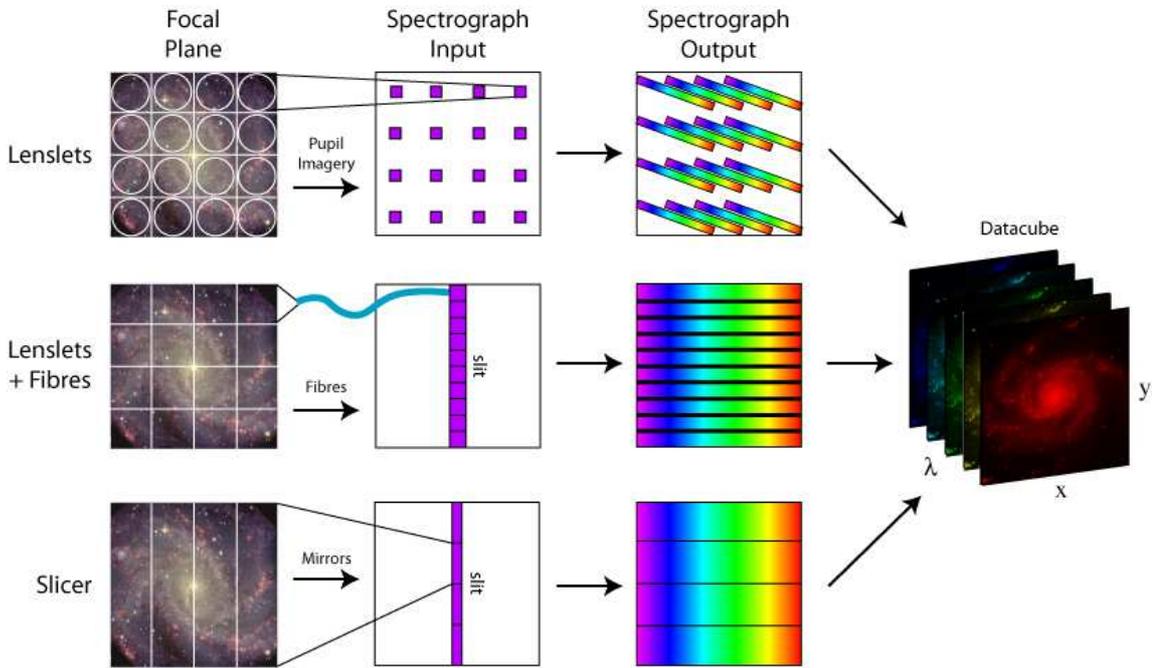


Figura 4.1: Esquema del diseño de los tres tipos básicos de IFUs. Crédito de la figura: M. Westmoquette, adaptada de Allington-Smith et al. (1998).

eficiente en longitudes de onda largas, los grandes telescopios actuales también están optimizados para trabajar en el rojo e infrarrojo cercano.

#### 4.1.1. Gemini Near-infrared Integral Field Spectrometer

El espectrógrafo de campo integral *Near-Infrared Integral Field Spectrometer* (NIFS) es del tipo *slicer* y fue construido por la Australian National University's Research School of Astronomy and Astrophysics (McGregor et al. 2003). Actualmente opera en el telescopio de 8.1 m Gemini Norte en Mauna Kea, Hawaii. NIFS provee espectroscopia de campo integral con un poder resolvente espectral ( $\lambda/\Delta\lambda$ ) de  $R \sim 5000$  en un campo de imagen de  $3'' \times 3''$  en las bandas espectrales Z ( $0.94 - 1.15 \mu\text{m}$ ), J ( $1.15 - 1.33 \mu\text{m}$ ), H ( $1.49 - 1.80 \mu\text{m}$ ) y K ( $1.99 - 2.40 \mu\text{m}$ ). Adicionalmente, las redes de difracción de NIFS pueden ser ajustadas en diferentes longitudes de onda centrales, alcanzando así límites de longitudes de onda un poco mayores o menores (modos *long* y *short*). El IFU NIFS divide el plano del cielo en 29 tiras, cada una de  $0.103''$  de ancho. La escala espacial a lo largo de las tiras es de  $0.044''/\text{pixel}$ . La gran ventaja que ofrece NIFS es su capacidad para operar junto

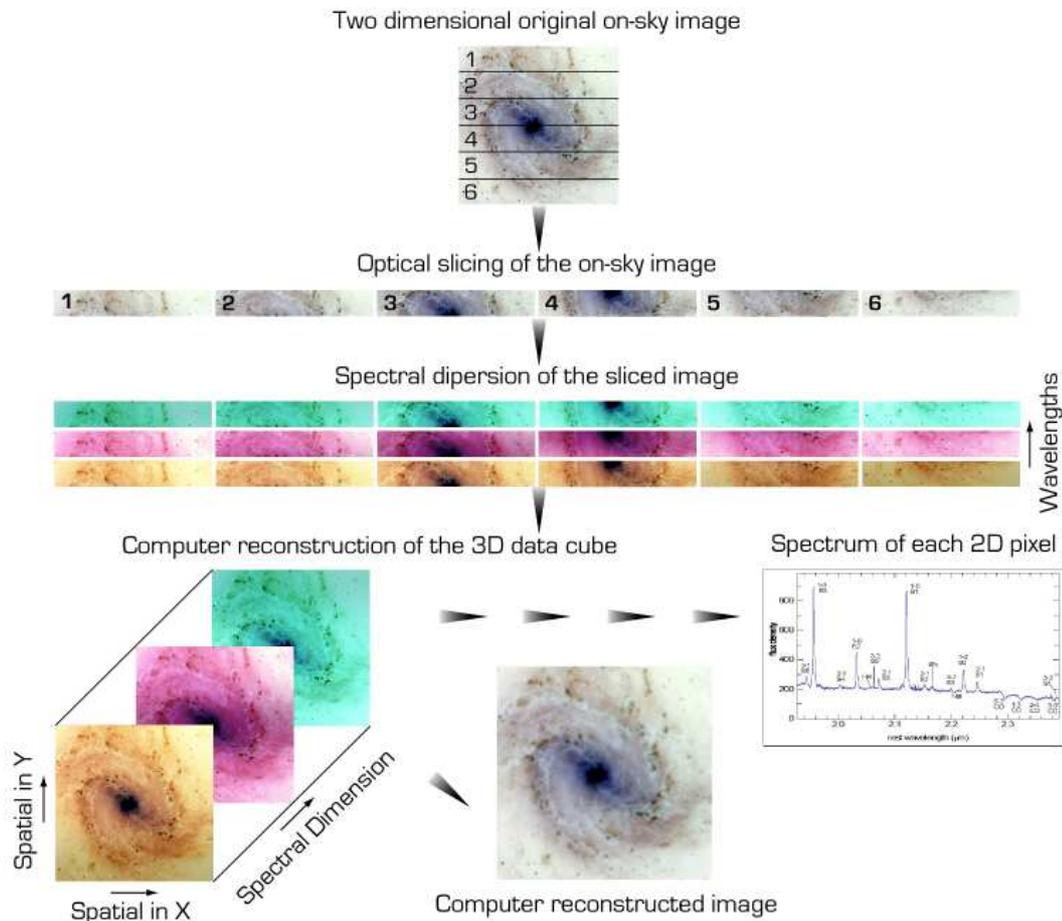


Figura 4.2: Esta figura describe el concepto de la espectroscopia de campo integral utilizando un *IFU slicer*: una imagen bidimensional del cielo es dividida, dispersada y grabada en el detector. Luego, con el software de reducción es reconstruida en un cubo de datos que contiene información espacial y espectral. Copyright de la figura: European Southern Observatory.

con el sistema de óptica adaptativa ALTAIR<sup>1</sup>, por lo cual es posible obtener datos espectroscópicos de alta calidad espacialmente resueltos en escalas menores a  $0.1''$ . ALTAIR es capaz de corregir la distorsión y el borronado de la imagen causados por la turbulencia atmosférica utilizando un sensor de frente de onda incidente, el cual puede ser utilizado en los modos *laser guide star*, el cual utiliza un laser para medir las perturbaciones del frente de onda, o *natural guide star*, el cual utiliza la luz proveniente del propio objeto para tal fin. En las tablas 4.1 y 4.2 se presenta un resumen de las principales propiedades de las redes de difracción utilizadas por NIFS

<sup>1</sup><http://www.gemini.edu/sciops/instruments/?q=node/10117>

Tabla 4.1: Propiedades de las redes de difracción utilizadas por NIFS.

Red	Filtro	Longitud de onda central [ $\mu\text{m}$ ]	Intervalo espectral [ $\mu\text{m}$ ]	$\lambda/\Delta\lambda$	Resolución en velocidad [ km s <sup>-1</sup> ]
Z	ZJ	1.05	0.94–1.15	4990	60.1
J	ZJ	1.25	1.15–1.33	6040	49.6
H	JH	1.65	1.49–1.80	5290	56.8
K	HK	2.20	1.99–2.40	5290	56.7

Tabla 4.2: Límites inferiores y superiores de longitudes de onda centrales posibles para la configuración de NIFS.

Red	Filtro	Límite inferior [ $\mu\text{m}$ ]	Límite superior [ $\mu\text{m}$ ]
Z	ZJ	0.94	1.16
J	ZJ	1.14	1.36
H	JH	1.48	1.82
K	HK	1.98	2.41

y sus distintas configuraciones. Este instrumento es ideal para estudiar la NLR de galaxias activas en el NIR, ya que provee una alta resolución espacial y espectral.

## 4.2. Observaciones y reducción de datos

Los datos espectroscópicos de NGC 1068 en el NIR fueron obtenidos en el telescopio de 8.1 m Gemini Norte con el espectrógrafo de campo integral NIFS (sección 4.1.1), operando conjuntamente con el módulo de óptica adaptativa ALTAIR, en las noches del 12, 13 y 15 de diciembre de 2006. Las observaciones cubrieron la banda estándar J y la banda K utilizando los modos especiales  $K_{\text{short}}$  y  $K_{\text{long}}$  de NIFS, resultando en una cobertura de longitudes de onda en los rangos 1.15–1.31, 1.92–2.33 y 2.10–2.51  $\mu\text{m}$ , respectivamente. El intenso núcleo que presenta NGC 1068 permitió utilizar ALTAIR en su modo *natural guide star*, con la luz óptica del núcleo alimentando el sensor de frente de onda del sistema de óptica adaptativa. El FWHM del *seeing* no corregido reportado por ALTAIR al momento de las observaciones en las bandas K y J fue de  $\sim 0.75''$  y  $\sim 1.3''$ , respectivamente. El instrumento se configuró en un  $\text{PA}=300^\circ$ , el cual corresponde aproximadamente al del eje del jet nuclear observado en radio en esta galaxia (Gallimore et al. 1996). Para cada cubo se realizaron nueve conjuntos de diez observaciones de 90 s desplazadas  $\pm 1''$  respecto del núcleo de NGC 1068 en las direcciones paralelas y perpendiculares al  $\text{PA}=300^\circ$ . Se obtuvo también el espectro de una lámpara de calibración y *flat fields* junto con cada conjunto de datos, y espectros de las estrellas HIP 5886 y HIP 18863 antes y después de cada observación, que luego fueron utilizadas para la corrección telúrica y la calibración en flujo de los espectros de la galaxia.

La reducción de datos fue llevada a cabo utilizando las tareas del paquete NIFS de IRAF, el cual es parte del paquete GEMINI, como también tareas generales de IRAF. En la reducción se aplicó una sustracción de cielo, división por *flat field*, limpieza de los datos de píxeles malos, calibración en longitud de onda y corrección por distorsión espacial, remoción de bandas telúricas y calibración en flujo. Luego de estos procedimientos se crearon cubos de datos para cada conjunto de observaciones, los cuales contienen información espacial en dos direcciones e información espectral en la tercera. Una vez obtenidos cada uno de los cubos, estos fueron combinados, teniendo en cuenta el desplazamiento relativo de los diferentes campos, utilizando la tarea GEMCOMBINE de IRAF. La combinación de estos campos resultó en una cobertura de un campo total mayor al correspondiente al instrumento, de  $\sim 5'' \times 5''$ . Los cubos finales contienen 5782 espectros en cada banda, correspondiendo cada uno a una región espacial de  $0.103'' \times 0.046''$ . Teniendo en cuenta el corrimiento al rojo de NGC 1068,  $z=0.00379$  (tabla 3.1), y asumiendo  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , esta región

corresponde a  $7.6 \times 3.4$  pc de la galaxia. La resolución espectral de los datos es muy similar en cada banda, siendo  $\sim 49.6$  y  $56.7$  km s<sup>-1</sup> en J y K, respectivamente.

### 4.3. El espectro infrarrojo de NGC 1068

El espectro infrarrojo de NGC 1068 muestra numerosas líneas de emisión, destacándose por su intensidad las líneas Pa $\beta$ , [Fe II]  $\lambda$ 12570, líneas de H<sub>2</sub> y las CLs [S IX] (IP=328 eV), [Si VI] (IP=166 eV) y [Si VII] (IP=205 eV). Además de estas tres CLs intensas, NGC 1068 exhibe otras dos líneas de alta ionización, [Al IX]  $\lambda$ 20400 (IP=285 eV) y [Ca VIII]  $\lambda$ 23211 (IP=128 eV), las cuales son más débiles que las primeras tres. En la tabla 4.3 se listan todas las líneas de emisión observadas en los espectros de las bandas J y K de NGC 1068. Las longitudes de onda de las transiciones atómicas fueron tomadas de la *Atomic Line List*<sup>2</sup> y las de las transiciones moleculares del *Joint Astronomy Centre*<sup>3</sup>. A modo de ejemplo, la figura 4.3 muestra los espectros de las bandas J, K<sub>long</sub> y K<sub>short</sub> (con el continuo sustraído) extraídos de una región de  $\sim 0.2'' \times 0.2''$  centrada a una distancia de  $\sim 0.6''$  hacia el norte del núcleo. Los nombres marcan las principales líneas de emisión detectadas. Como se verá en detalle en las secciones siguientes, al igual que el espectro óptico (secciones 3.2.2 y 3.3.2), las líneas de emisión NIR de NGC 1068 muestran importantes variaciones punto a punto, tanto en su intensidad como en sus perfiles, los cuales presentan asimetrías y picos dobles en algunas regiones particulares.

#### 4.3.1. Medición de las líneas de emisión

Como se mencionó en la sección anterior, cada cubo de datos comprende un total de 5782 espectros. Esta gran cantidad de datos a analizar hace que sea imposible ajustar cada una de las líneas de interés en cada uno de los espectros de manera manual y fue necesario construir una herramienta que permitiera realizar las mediciones de manera automática. Con este fin se desarrollaron códigos propios en IDL, los cuales permitieron modelar con una o más componentes gaussianas las líneas de interés de manera automática para todos los espectros de cada cubo. Dichos códigos utilizan la técnica de Cadenas de Markov Monte Carlo (MCMC; para una

<sup>2</sup><http://www.pa.uky.edu/peter/atomic/index.html>

<sup>3</sup>[http://www.jach.hawaii.edu/UKIRT/astronomy/calib/spec.cal/h2\\_s.html](http://www.jach.hawaii.edu/UKIRT/astronomy/calib/spec.cal/h2_s.html)

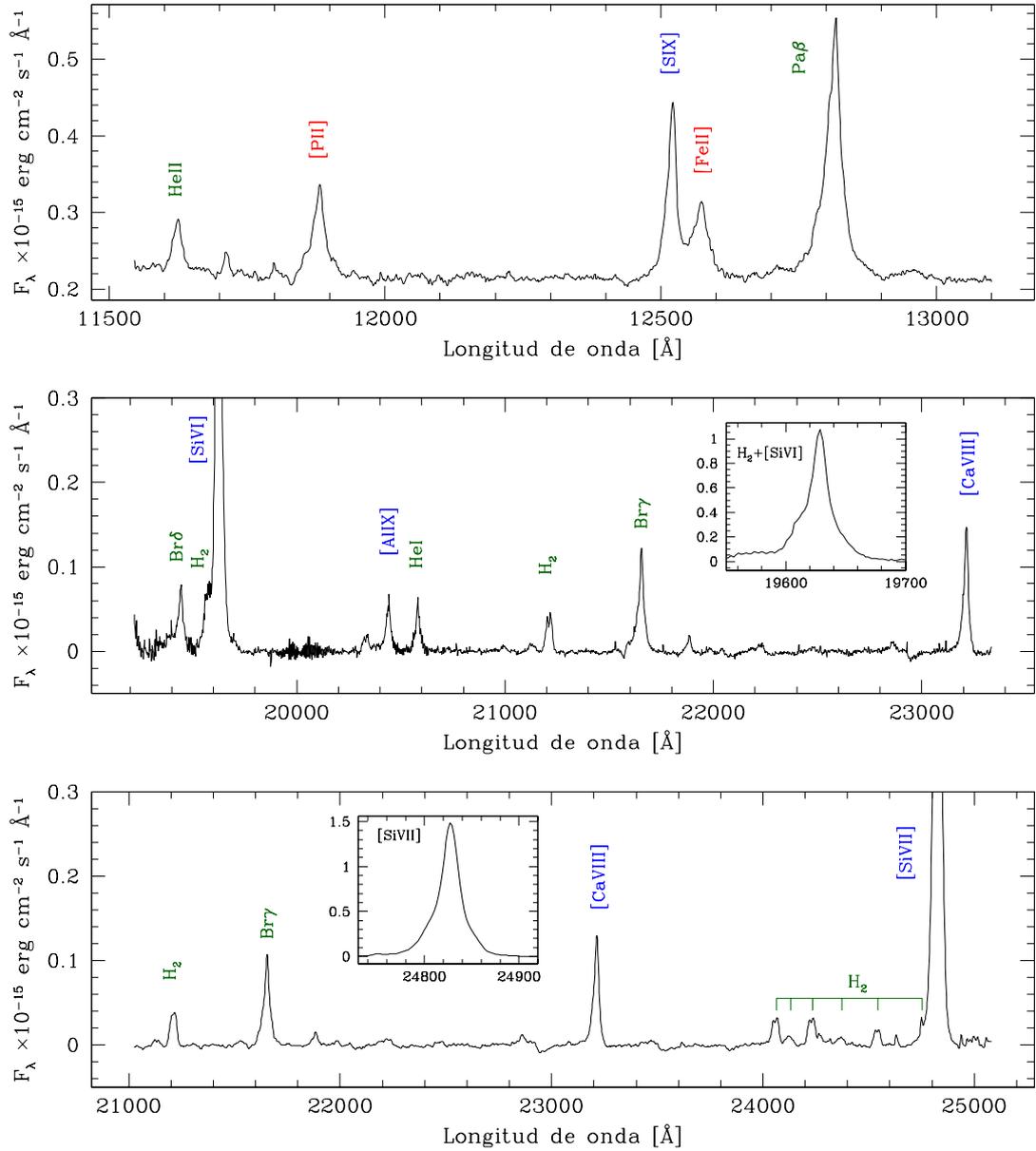


Figura 4.3: Espectro de NGC 1068 en las bandas J (panel superior), K<sub>short</sub> (panel medio) y K<sub>long</sub> (panel inferior) extraídos de una región de  $\sim 0.2'' \times 0.2''$  centrada a una distancia de  $\sim 0.6''$  hacia el norte del núcleo. El continuo ha sido sustraído. Los nombres marcan las principales líneas de emisión detectadas. Los recuadros interiores en el panel medio y panel inferior muestran la emisión completa de las líneas H<sub>2</sub>+ [Si VI] y [Si VII], respectivamente.

Tabla 4.3: Líneas de emisión observadas en el espectro NIR de NGC 1068.

Línea	$\lambda$ [ $\mu\text{m}$ ] <sup>a,b</sup>	Línea	$\lambda$ [ $\mu\text{m}$ ] <sup>a,b</sup>
He II 7-5	1.162960	H <sub>2</sub> 2-1 S(2)	2.1542
[P II] <sup>1</sup> D <sub>2</sub> - <sup>3</sup> P <sub>2</sub>	1.18861	Br $\gamma$	2.166120
[S IX] <sup>3</sup> P <sub>1</sub> - <sup>3</sup> P <sub>2</sub>	1.2523	H <sub>2</sub> 3-2 S(3)	2.2014
[Fe II] a <sup>4</sup> D <sub>7/2</sub> -a <sup>6</sup> D <sub>9/2</sub>	1.257023	H <sub>2</sub> 1-0 S(0)	2.2235
[Fe II] a <sup>4</sup> D <sub>1/2</sub> -a <sup>6</sup> D <sub>1/2</sub>	1.270694	H <sub>2</sub> 2-1 S(1)	2.2477
[Fe II] a <sup>4</sup> D <sub>3/2</sub> -a <sup>6</sup> D <sub>3/2</sub>	1.279125	[Ca VIII] <sup>2</sup> P <sub>3/2</sub> <sup>0</sup> - <sup>2</sup> P <sub>1/2</sub> <sup>0</sup>	2.3211
Pa $\beta$	1.282159	H <sub>2</sub> 4-3 S(3)	2.3446
[Fe II] a <sup>4</sup> D <sub>5/2</sub> -a <sup>6</sup> D <sub>5/2</sub>	1.294623	H <sub>2</sub> 2-1 S(0)	2.3556
[Fe II] a <sup>4</sup> D <sub>3/2</sub> -a <sup>6</sup> D <sub>1/2</sub>	1.298127	H <sub>2</sub> 3-2 S(1)	2.3864
Br $\delta$	1.945087	H <sub>2</sub> 1-0 Q(1)	2.4066
H <sub>2</sub> 2-1 S(5)	1.9449	H <sub>2</sub> 1-0 Q(2)	2.4134
H <sub>2</sub> 1-0 S(3)	1.9576	H <sub>2</sub> 1-0 Q(3)	2.4237
[Si VI]	1.965	H <sub>2</sub> 1-0 Q(4)	2.4375
H <sub>2</sub> 1-0 S(2)	2.0338	H <sub>2</sub> 1-0 Q(5)	2.4548
[Al IX] <sup>2</sup> P <sub>3/2</sub> <sup>0</sup> - <sup>2</sup> P <sub>1/2</sub> <sup>0</sup>	2.04	H <sub>2</sub> 1-0 Q(6)	2.4756
He I <sup>1</sup> S- <sup>1</sup> P <sup>0</sup>	2.058690	[Si VII] <sup>3</sup> P <sub>1</sub> - <sup>3</sup> P <sub>2</sub>	2.48334
H <sub>2</sub> 2-1 S(3)	2.0735	H <sub>2</sub> 1-0 Q(7)	2.5001
H <sub>2</sub> 1-0 S(1)	2.1218		

<sup>a</sup> Las longitudes de onda corresponden al vacío.

<sup>b</sup> Los valores están dados hasta el valor de la última cifra significativa de acuerdo al error reportado para cada longitud de onda.

introducción a estos métodos ver por ejemplo Gamerman 1997). Dado un conjunto de datos, en nuestro caso el espectro observado en un intervalo de longitudes de onda, la técnica de MCMC permite explorar en forma automática y eficiente el espacio de parámetros de un modelo para encontrar la combinación de los mismos que brinda un mejor ajuste a las observaciones. En la presente aplicación el espacio de parámetros esta dado por el ancho, amplitud y la posición del máximo de las distintas componentes gaussianas incluidas en el modelo. Las cadenas MCMC fueron construidas utilizando el algoritmo de Metropolis-Hastings (Metropolis et al. 1953) el cual sólo requiere una función que evalúe la calidad del ajuste obtenido para un dado conjunto de valores de dichos parámetros, denominada *función de verosimilitud* o *likelihood*, para la cual se asumió una forma gaussiana. Para simplificar el desarrollo e implementación de estos códigos primero se utilizó la tarea CONTINUUM de IRAF para sustraer el continuo de los espectros de los cubos.

Las CLs más intensas observadas en NGC 1068, [S IX], [Si VI] y [Si VII], se encuentran parcialmente superpuestas con las líneas [Fe II]  $\lambda$ 12570, H<sub>2</sub>  $\lambda$ 19576 y H<sub>2</sub>  $\lambda$ 24756, respectivamente. Por lo tanto, para poder analizar la emisión coronal fue necesario primero sustraer la emisión correspondiente a [Fe II] y H<sub>2</sub>. A continuación se describen los modelos y restricciones asumidos para representar la emisión de [Fe II] y H<sub>2</sub>, que luego fue sustraída de los cubos de datos para tener así la emisión de las CLs libres de contaminación.

- [S IX]+[Fe II]

El caso más sencillo fue el del conjunto [S IX]+[Fe II] ya que los perfiles de ambas líneas están apenas superpuestos, sólo compartiendo longitudes de onda en las regiones más débiles de las alas del perfil. Por lo tanto, para descontaminar [S IX] se procedió a ajustar el perfil de [S IX]+[Fe II] con dos curvas gaussianas, una representando a cada línea. En general el resultado de este ajuste fue satisfactorio. No obstante, en algunas regiones fue necesario incluir una tercera componente gaussiana para poder describir de forma más adecuada esta emisión debido a la presencia de un segundo pico de [Fe II] intenso o fuertes asimetrías en esta línea.

- [Si VI]+H<sub>2</sub>

El tratamiento de descontaminación de [Si VI] por emisión de H<sub>2</sub> fue un poco más complejo que el caso anterior debido a que en numerosas regiones las líneas se encontraban muy superpuestas, generalmente con emisión de [Si VI] intensa y ancha, de manera que fue imposible encontrar una buena descripción de la emisión de H<sub>2</sub> sin asumir restricciones adicionales en los ajustes. Por lo tanto, se utilizó la línea H<sub>2</sub>  $\lambda$ 21218 como referencia para el ajuste de H<sub>2</sub>  $\lambda$ 19576. H<sub>2</sub>  $\lambda$ 21218 fue seleccionada ya que es intensa y se encuentra próxima a la línea H<sub>2</sub>  $\lambda$ 19576, en una región del espectro libre de otras líneas. Primero se realizó un ajuste con componentes gaussianas de la línea H<sub>2</sub>  $\lambda$ 21218. Para ello se utilizaron dos componentes gaussianas, ya que esta línea suele presentar asimetrías o picos dobles. Una vez obtenidos los parámetros de las gaussianas que describen la emisión de H<sub>2</sub>  $\lambda$ 21218, estos se utilizaron para restringir el ajuste de H<sub>2</sub>  $\lambda$ 19576, asumiendo un mismo ancho y corrimiento del máximo en velocidad de las gaussianas y una misma razón entre las amplitudes de las dos gaussianas utilizadas en el ajuste. Restricciones adicionales fueron necesarias en algunas zonas críticas, donde el ancho y la intensidad de [Si VI] hicieron casi

imposible discriminar la emisión de  $H_2$ . En estas zonas se aplicó una restricción extra, fijando la razón  $H_2 \lambda 19576/21218$  a un valor 1.08. Este valor fue derivado a partir de los medidos en las regiones donde fue posible medir ambas líneas sin dificultad, es decir, en donde la emisión de  $[Si VII]$  y  $H_2 \lambda 19576$  no se encontraba fuertemente mezclada. Si bien esta razón no es independiente de las propiedades físicas del gas emisor, los valores medidos no arrojaron notables variaciones de un lugar a otro y, por lo tanto, se tomó el valor medio  $H_2 \lambda 19576/21218=1.08$ . El valor de esta razón corresponde a una temperatura de  $\sim 2000$  K asumiendo condiciones de equilibrio termodinámico local<sup>4</sup>.

- $[Si VII]+H_2$

La línea de  $[Si VII]$  se encuentra en una región del espectro contaminada no sólo por emisión de  $H_2$  sino también por varias líneas de cielo, especialmente en las regiones cercanas al núcleo, cuya sustracción en el proceso de reducción de los datos no fue posible. Debido a esto y al hecho de que la línea  $H_2 \lambda 24756$  es relativamente débil (con una intensidad de entre un 3–20 % de la línea más intensa observada de  $H_2$  en  $21218 \text{ \AA}$ ), no fue posible realizar un modelado simple y preciso para la sustracción de  $H_2 \lambda 24756$ . Sin embargo, como veremos más adelante, debido a la distribución particular de la emisión de  $H_2$ , la contaminación a la línea  $[Si VII]$  es claramente distinguible y, salvo en pequeñas regiones particulares, despreciable.

#### 4.4. Morfología y extensión del gas emisor de líneas coronales

A partir de los cubos de datos obtenidos en las bandas J,  $K_{short}$  y  $K_{long}$ , y una vez sustraído el continuo, se realizaron mapas bidimensionales de emisión de las CLs observadas en NGC 1068. También se realizaron mapas de otras líneas de interés como  $Pa\beta$ ,  $Br\gamma$ ,  $[Fe II] \lambda 12570$  y  $H_2 \lambda 21218$  las cuales, si bien no forman parte del objetivo principal de este trabajo, permiten una comparación del gas emisor en distintos estados de ionización y proveen claves sobre el origen y propiedades físicas de la NLR en esta galaxia. Estos mapas fueron creados integrando el flujo de cada una de las líneas en intervalos espectrales lo suficientemente amplios como para contener

<sup>4</sup>[http://www.jach.hawaii.edu/UKIRT/astronomy/calib/spec\\_cal/h2\\_s.html](http://www.jach.hawaii.edu/UKIRT/astronomy/calib/spec_cal/h2_s.html)

la emisión de toda la línea, incluyendo la emisión producida por el gas de más alta velocidad. Estos intervalos fueron determinados a partir de una inspección visual de la emisión en todas las regiones del cubo de datos. En las figuras 4.4 y 4.5 se presentan los mapas bidimensionales de la emisión de CLs y otras líneas destacadas observadas en los  $\sim 5'' \times 5''$  centrales de NGC 1068. Estos fueron centrados en el máximo del continuo en cada banda, el cual se cree que corresponde a la posición del agujero negro central de esta galaxia (Thompson et al. 2001). Las barras de colores indican la escala de valores de flujo integrado en unidades de  $10^{-15}$  erg cm $^{-2}$  sec $^{-1}$ . En estos mapas sólo son reportados valores con una relación señal-ruido mayor que 2. Esto debe tenerse en cuenta al analizar los mapas de emisión ya que la ausencia de una línea en alguna región particular del mapa puede deberse a un espectro muy ruidoso más que a la ausencia verdadera de la misma (situación particularmente notable en el caso de las líneas más débiles, como por ejemplo [Ca VIII], en las regiones correspondientes a los  $\sim 4$ –6 píxeles centrales a lo largo de la dirección NW–SE).

Adicionalmente es interesante comparar la emisión de CLs con la emisión en otras bandas. Vimos en el capítulo anterior que NGC 1068 presenta un jet nuclear en radio, el cual podría jugar un papel importante en la estructura de ionización y la cinemática de la NLR de esta galaxia (e.g. Macchetto et al. 1994, Axon et al. 1998) y, en particular, de sus CLs. En los paneles a, b y c de la figura 4.6 se muestra la superposición de los contornos de emisión en 6 cm (observados con baja y alta resolución espacial con VLA y MERLIN, respectivamente) al mapa de emisión de la CL de [Si VI]. Las imágenes de radio corresponden al trabajo de Gallimore et al. (1996). Éstas fueron cedidas por J. F. Gallimore y pueden encontrarse en su página web personal<sup>5</sup>. Los nombres S1, S2, C y NE indicados en el panel c corresponden a los nódulos de radio definidos por Gallimore et al. (1996). Por otro lado, imágenes tomadas con WFPC2/HST en el filtro F502N (Dressel et al. 1997), las cuales tienen resoluciones espaciales similares a las obtenidas con NIFS, permiten la comparación de las líneas de emisión infrarrojas con la emisión de la línea óptica [O III]  $\lambda 5007$ . En los paneles d y e de la figura 4.6 se muestra la superposición de los contornos de emisión de [O III] al mapa de emisión de la CL de [Si VI]. La imagen de [O III] utilizada fue tomada del archivo del HST. Los nombres B, C, D, etc. indicados en el panel e corresponden a las nubes emisoras de [O III] definidas por Evans et al. (1991). Para la superposición de los contornos mostrados en la figura 4.6 se asumió que tanto el máximo del continuo infrarrojo como la componente S1 del jet observado con

<sup>5</sup><http://www.eg.bucknell.edu/physics/gallimore/data.htm>

Tabla 4.4: Propiedades geométricas de las principales estructuras encontradas en NGC 1068.

Estructura		PA	Inclinación <sup>1</sup>	Referencia
Galaxia		106°	40° (SW)	1
Cono de ionización		30°	5° (NE) <sup>2</sup>	2
Jet 6 cm	{ MERLIN S1–S2	4°		3
	{ MERLIN C–NE	31°		3
	{ VLA	33°		4

<sup>1</sup> Entre paréntesis se indica el lado más cercano al observador.

<sup>2</sup> Este ángulo fue derivado a partir de datos de la línea de emisión [O III]  $\lambda 5007$ , asumiendo un modelo cinemático en el cual el jet no influye de manera importante en la cinemática del gas.

REFERENCIAS: 1) Crenshaw et al. (2010). 2) Das et al. (2006). 3) Gallimore et al. (1996). 4) Wilson & Ulvestad (1982).

MERLIN corresponden a la posición del núcleo del AGN, mientras que la nube B de emisión de [O III] se encuentra levemente desplazada hacia el NE del núcleo (ver Galliano et al. (2003) y sus referencias). Como guía, en la tabla 4.4 se listan de manera resumida algunas propiedades geométricas de las estructuras principales de NGC 1068, como el jet en radio y el cono de ionización.

Puede verse en la figura 4.4 que la extensión hacia el NE del núcleo de las CLs de [S IX], [Si VI] y [Si VII] es muy similar, observándose hasta una distancia de  $\sim 2.3''$  ( $\sim 170$  pc). Sin embargo, los datos NIFS no cubren distancias mayores que éstas, por lo que no es posible descartar la presencia de algún pico de emisión más allá de esta distancia. Las líneas de [Ca VIII] y [Al IX] se encuentran más concentradas, alcanzando la distancia máxima de  $\sim 140$  pc hacia el NE. Hacia el SW del núcleo las CLs son más débiles, mostrando una abrupta disminución en sus intensidades. Las líneas de [Si VI] y [Si VII] presentan un pico de emisión a  $\sim 2.2''$  hacia el SW del núcleo, el que también puede ser identificado en las líneas atómicas con potenciales de ionización más bajos estudiadas aquí, Pa $\beta$ , Br $\gamma$  y [Fe II] (figura 4.5). Si bien la línea de [S IX] tiene una extensión muy similar a la de [Si VI] y [Si VII] hacia el NE, hacia el SW esta línea es observada tan sólo hasta unos pocos segundos de arco del núcleo, no detectándose ningún indicio de emisión en la posición del pico de emisión observado en las otras líneas.

A partir de una inspección visual de la figura 4.4 es claro que las regiones emisoras de CLs de NGC 1068 son sumamente asimétricas y elongadas en la dirección NE–SW.

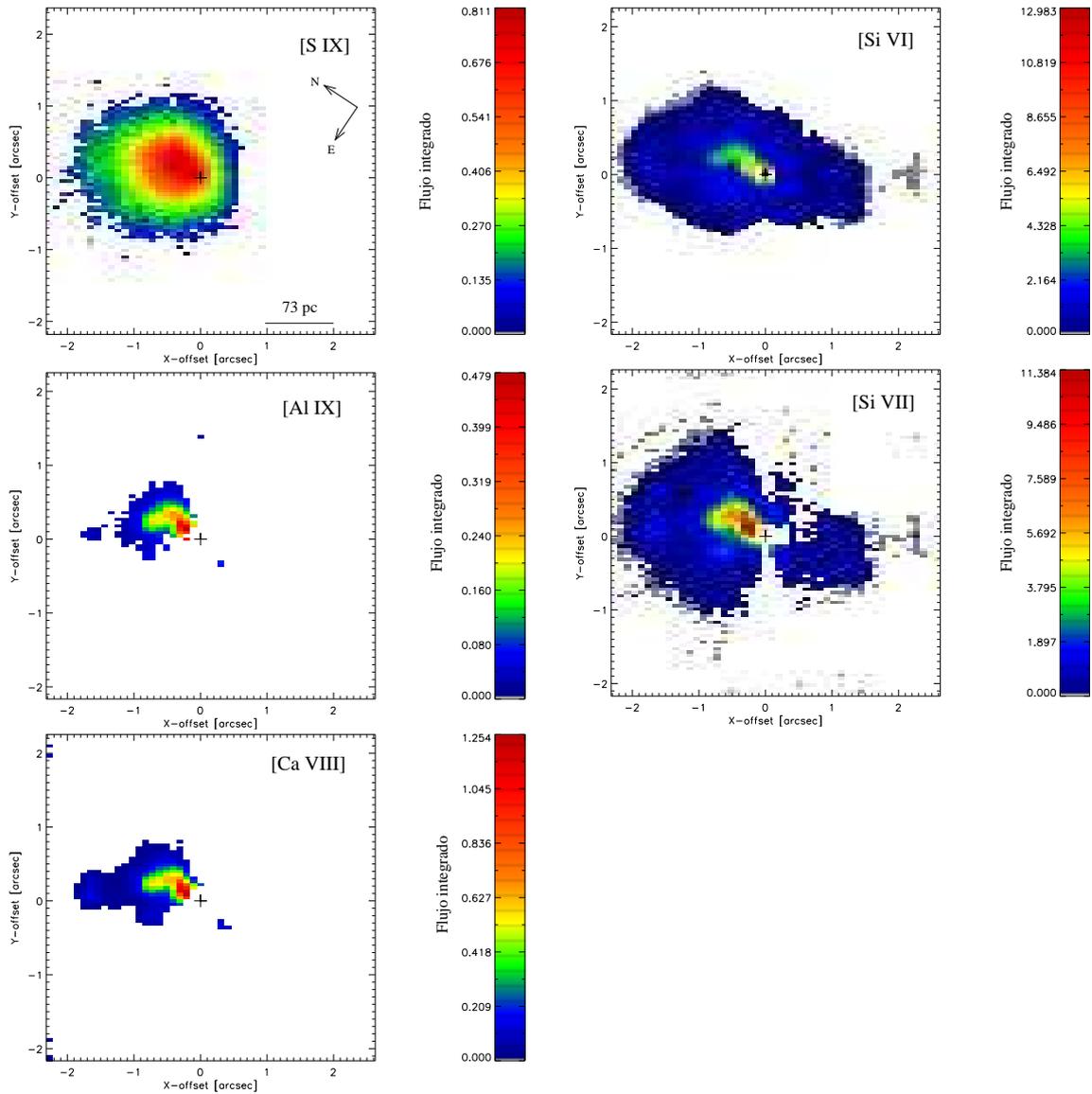


Figura 4.4: Mapas de emisión de las líneas coronales observadas en el espectro de NGC 1068 en las bandas J y K. La cruz marca el centro del cubo, el cual corresponde al máximo del continuo en la banda correspondiente. Las barras de colores indican los valores medidos de flujo integrado en unidades de  $10^{-15}$  erg  $\text{cm}^{-2}$   $\text{sec}^{-1}$ . La orientación y escala espacial (indicadas en el panel superior izquierdo) son las mismas para todas las figuras.

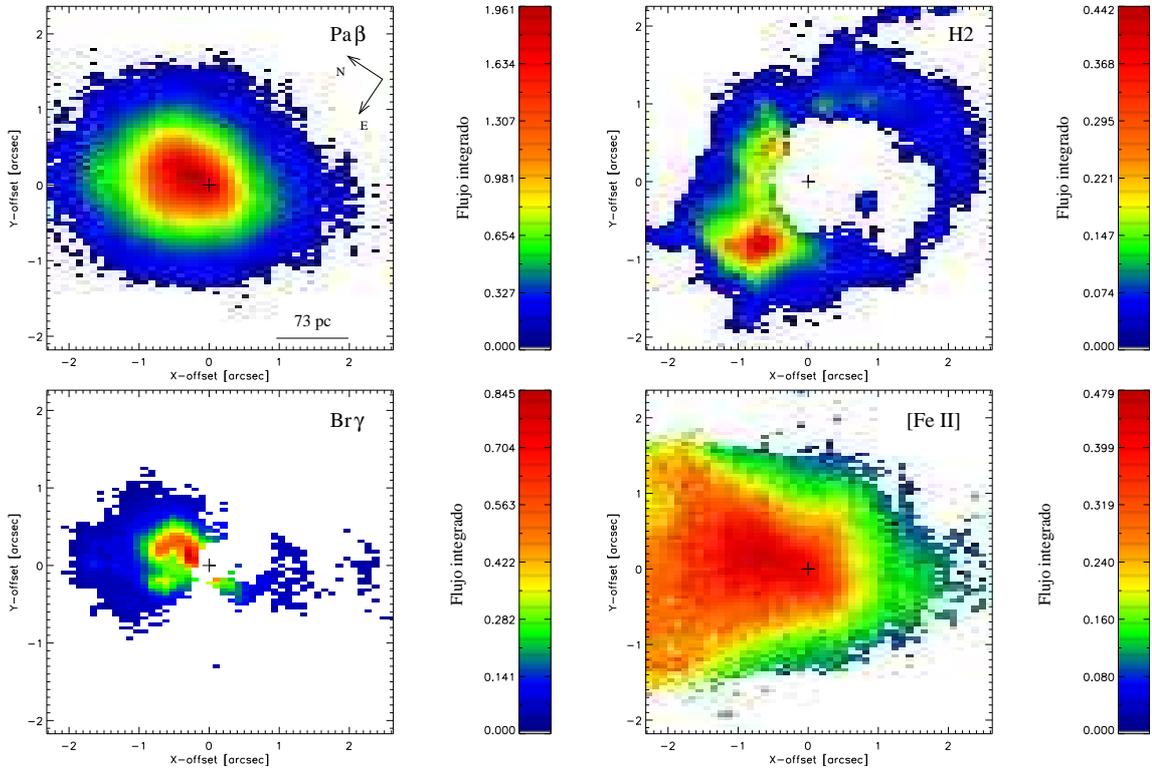


Figura 4.5: Mapas bidimensionales de emisión de las líneas  $\text{Pa}\beta$ ,  $\text{H}_2 \lambda 21218$ ,  $\text{Br}\gamma$  y  $[\text{Fe II}] \lambda 12570$  observadas en el espectro de NGC 1068 en las bandas J y K. La cruz marca el centro del cubo, el cual corresponde al máximo del continuo en la banda correspondiente. Las barras de colores indican los valores medidos de flujo integrado en unidades de  $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1}$ . La orientación y escala espacial (indicadas en el panel superior izquierdo) son las mismas para todas las figuras.

Lo mismo puede decirse para las otras líneas atómicas mostradas en la figura 4.5. Puede verse que las regiones en las que las CLs son más intensas se encuentran hacia el N–NE del núcleo, formando un arco que comienza en el núcleo y se extiende aproximadamente en la dirección NE–SW por  $\sim 0.8''$ . Este arco ha sido resuelto en las imágenes HST de  $[\text{O III}]$  en nubes individuales (nubes B, C, E y D indicadas en el panel e de la figura 4.6). La coincidencia espacial entre la emisión de  $[\text{O III}]$  y las CLs es notable, tanto en escalas grandes como pequeñas. El pico de emisión localizado a  $\sim 1.7''$  hacia el NE del núcleo ( $x\text{-offset} \sim -1.7''$ ) puede ser asociado con la nube G identificada en  $[\text{O III}]$ , mientras que la nube F de  $[\text{O III}]$  también tiene su contraparte en la emisión de CLs (solamente no es observada en el caso de  $[\text{Al IX}]$ , probablemente debido a la baja intensidad de esta línea). La excepción en esta correspondencia es la emisión de las líneas de  $[\text{Si VI}]$  y  $[\text{Si VII}]$  observada a  $\sim 2.2''$  hacia el SW del núcleo,

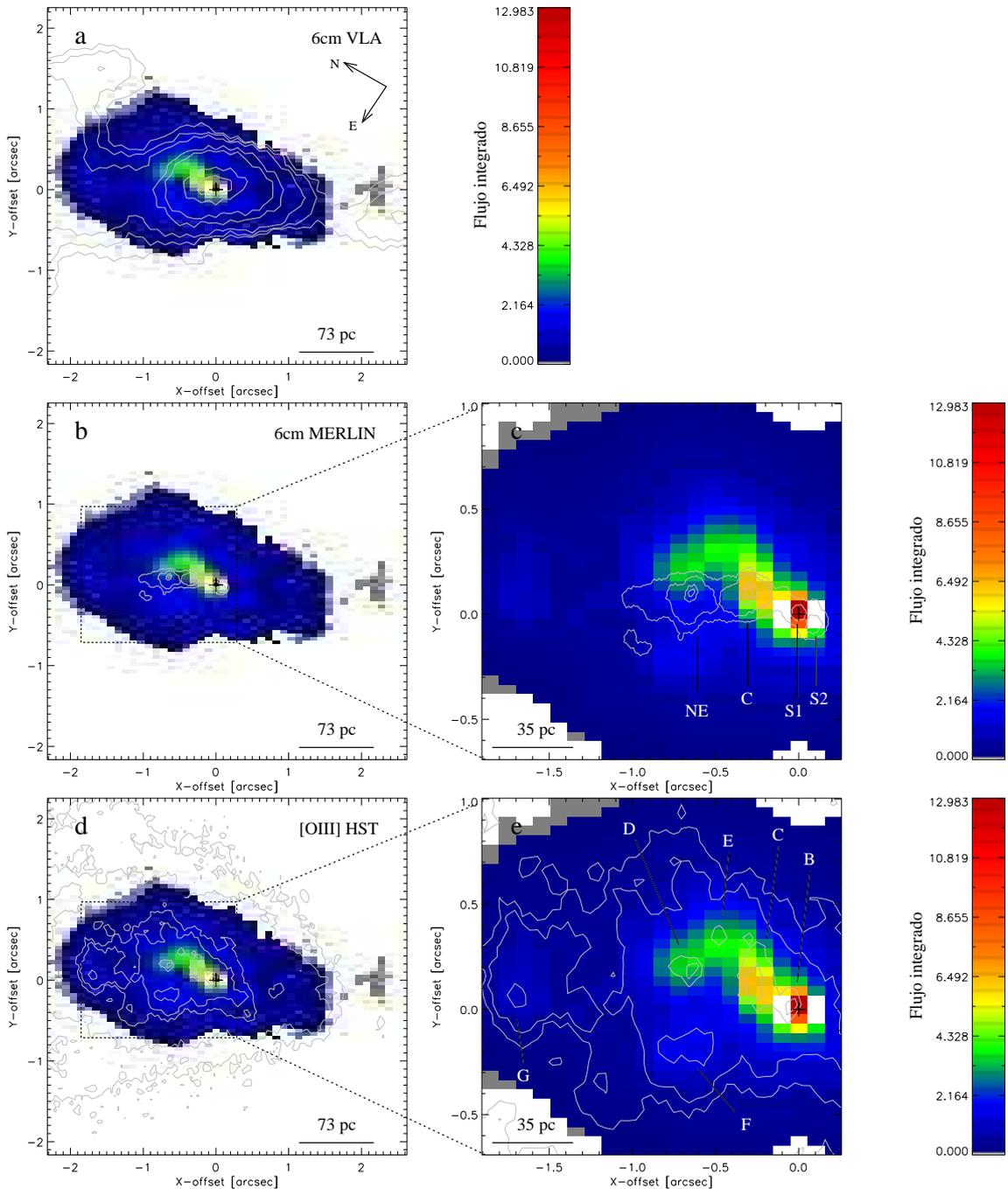


Figura 4.6: Mapas de emisión de  $[\text{Si VI}]$ . Los contornos superpuestos corresponden a la emisión observada en 6 cm con VLA (panel a), con MERLIN (paneles b y c) y emisión de  $[\text{O III}]$  (paneles d y e). Las barras de colores indican los valores medidos de flujo integrado en unidades de  $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1}$ . Los nombres S1, S2, C y NE indicados en el panel c corresponden a los nódulos de radio definidos por Gallimore et al. (1996) y los nombres B, C, D, etc. indicados en el panel e corresponden a las nubes emisoras de  $[\text{O III}]$  definidas por Evans et al. (1991).

la cual no tiene una contraparte de emisión de [O III]. Esto probablemente es debido a la fuerte extinción que afecta a esta galaxia en las regiones SW del núcleo, las cuales estarían siendo observadas a través del disco galáctico (ver sección 3.4.3). Si bien a simple vista la distribución de la línea [S IX] parece ser más suave y simétrica que las otras CLs, este resultado puede ser atribuido a un efecto de diferencia de resolución espacial entre las bandas J y K, ya que las observaciones en la primera, la cual contiene la línea de [S IX], fueron realizadas en condiciones de peor *seeing* en relación a la segunda. Esto puede verse más claramente cuando se compara la emisión de las líneas de hidrógeno Pa $\beta$  y Br $\gamma$  (figura 4.5), observadas en las bandas J y K, respectivamente. Estas líneas se forman bajo las mismas condiciones físicas y, por lo tanto, sus distribuciones deberían coincidir en detalle donde ambas líneas son observadas. Sin embargo, en la figura 4.5 puede verse que las estructuras trazadas con mayor claridad por Br $\gamma$ , mientras que en la distribución de Pa $\beta$  éstas aparecen menos definidas.

A partir de la comparación de la emisión de las CLs y [O III] es posible poner una cota superior a la densidad del gas emisor de CLs. La buena correspondencia espacial entre la emisión de estas líneas y la similitud cinemática observada para las regiones estudiadas con los datos STIS en el capítulo anterior, sugieren que tanto las CLs como la línea de [O III] son producidas en las mismas regiones. Teniendo en cuenta que la densidad crítica de la línea [O III]  $\lambda 5007$  es  $n_e = 7 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ , es posible concluir que las regiones emisoras de CLs están caracterizadas por densidades menores a ésta, las cuales están muy por debajo de las densidades críticas de las CLs estudiadas aquí ( $> 10^8 \text{ cm}^{-3}$ ).

Tanto la emisión de [O III] como la de las CLs (y las otras líneas atómicas analizadas en este trabajo) son elongadas a lo largo de la dirección en que es observado el jet en 6 cm con VLA, con un ángulo de apertura un poco mayor que el del jet (panel a de la figura 4.6). Al examinar la estructuras más pequeñas de la emisión en 6 cm observadas con MERLIN (paneles b y c de la figura 4.6) puede verse que (especialmente en los casos de las líneas de [Si VI] y [Si VII]) la emisión más intensa es coincidente con la primera sección del jet que va desde S1 hasta C. A partir de este punto el jet se desvía de su dirección inicial y las regiones de mayor intensidad se encuentran prácticamente en los bordes NW y SE del jet. En el caso de la emisión de [O III] esto ha sido interpretado como evidencia de la interacción entre el jet y las nubes emisoras de líneas (e.g. Macchetto et al. 1994). En el escenario propuesto, el jet limpia un canal a través del medio interestelar, dejando el gas ionizado caliente en su

estela y la emisión de líneas es aumentada a lo largo de los bordes del jet donde el gas es comprimido. Claramente, debido a la gran similitud entre la morfología del [O III] y las CLs, esta interpretación puede ser extendida para el gas emisor de CLs. Hacia el SW, si bien se observa emisión en 6 cm en los mapas de baja resolución espacial, no es observada en el mapa de alta resolución. Pécontal et al. (1997) convolucionaron el mapa de alta resolución de MERLIN para obtener una resolución similar a la de los mapas VLA, y aún así no detectaron tal extensión. Esto probablemente indica que las observaciones con MERLIN no son lo suficientemente profundas como para detectar las estructuras en el jet SW y, por lo tanto, no es posible una comparación en pequeña escala entre la emisión en radio y la emisión de líneas al SW del núcleo. No obstante, la relación espacial observada entre la emisión de las líneas y el jet en radio es notable, sugiriendo un escenario en el que el jet juega un papel primordial en la morfología de la CLR de NGC 1068 y, tal vez, en la formación de las CLs.

El mapa de la línea  $H_2 \lambda 21218$  (figura 4.5) exhibe una distribución completamente diferentes a la de las líneas atómicas, formando una estructura de anillo alrededor del centro con una zona más intensa que se extiende en la dirección SE–NW a una distancia de  $\sim 0.7''$  hacia el NE del núcleo. Si bien aquí sólo se muestra el mapa de  $H_2 \lambda 21218$ , todas las otras líneas de  $H_2$  observadas en los espectros de NGC 1068 presentan distribuciones similares. La emisión de  $H_2$  en NGC 1068 ha sido estudiada por Galliano & Alloin (2002), quienes sugirieron que esta emisión traza un disco molecular en rotación, consistente con la interpretación dada por Schinnerer et al. (2000) de observaciones interferométricas de emisión de  $^{12}CO(2-1)$ . Los datos presentados aquí son consistentes con los presentados por Galliano & Alloin (2002) en lo que respecta al tamaño, la forma y la orientación de la distribución de  $H_2$ . Esto proporciona una validación del análisis desarrollado en este trabajo.

## 4.5. Cinemática del gas

Una de las grandes ventajas de los datos IFU frente a los espectros de ranura larga utilizados comúnmente es que permiten obtener información espectral en regiones espaciales bidimensionales de unos cuantos segundos de arco. Esto, junto con la excelente resolución espectral de NIFS ( $\sim 60 \text{ km s}^{-1}$ ) permitió realizar mapas de “canales de velocidad” de las CLs más intensas (i.e. [S IX], [Si VI] y [Si VII]), y otras líneas de interés (i.e.  $Pa\beta$ , [Fe II] y  $H_2$ ), con el fin de analizar la cinemática del gas que

rodea el núcleo de NGC 1068. Estos mapas de canales fueron construidos integrando el flujo en pequeños intervalos de velocidad ( $\delta V = c \times \delta \lambda / \lambda \simeq 150 \text{ km s}^{-1}$ ) a lo largo de los perfiles de las líneas de emisión, obteniendo así mapas bidimensionales de emisión de gas con diferentes velocidades. Los intervalos de velocidad varían un poco de línea a línea, dependiendo de la resolución espectral de la banda correspondiente y la longitud de onda de la línea estudiada. Esto se debe a que las integraciones fueron realizadas en intervalos de píxeles enteros, los cuales corresponden a intervalos de longitud de onda constantes (generalmente 5–6 píxeles para obtener intervalos de velocidad de  $\sim 150 \text{ km s}^{-1}$ ).

En las figuras 4.7 y 4.8 se presentan los mapas de canales de velocidad del gas emisor de las líneas de [Si VII] y [Si VI], respectivamente. Las velocidades relativas a la velocidad sistémica de la galaxia ( $\Delta V$ ) del centro de cada intervalo integrado están indicadas en la parte superior derecha de cada panel, donde los valores positivos (negativos) corresponden a gas con velocidades mayores (menores) que la velocidad sistémica de la galaxia. En el apéndice A pueden encontrarse estos mismos mapas de velocidad pero superponiendo en cada panel los contornos de la emisión en 6 cm observada con VLA y MERLIN, que no fueron incluidos en los mapas de las figuras 4.7 y 4.8 por motivos de claridad visual. En estas figuras puede verse que, en general, los mapas de canales de las CLs de [Si VI] y [Si VII] son muy similares. Las diferencias observadas en algunos canales pueden ser atribuidas a contaminación de la línea de [Si VII] por líneas de cielo y la línea  $\text{H}_2 \lambda 24756$  que se mencionó en la sección 4.3.1. Las líneas de cielo pueden identificarse en los canales correspondientes a  $\Delta V = 154, -615$  y  $-1075 \text{ km s}^{-1}$ , atravesando el núcleo aproximadamente a lo largo de la dirección SE–NW (PA  $\sim 120^\circ$ ). La contaminación por la línea  $\text{H}_2 \lambda 24756$  es distinguible en los paneles correspondientes a  $\Delta V = -1075$  y  $-922 \text{ km s}^{-1}$ , en la región alrededor de la posición  $(-0.8'', -0.8'')$  respecto del centro, donde la emisión de  $\text{H}_2$  alcanza su máximo (ver figura 4.5). A pesar de estas diferencias la coincidencia en las distribuciones es notable. Ambas líneas son emitidas por gas con amplios rangos de velocidades, tanto positivas como negativas, alcanzando velocidades extremas de aproximadamente  $-1500 \text{ km s}^{-1}$  y  $1000 \text{ km s}^{-1}$ . El gas más turbulento, el cual cubre prácticamente todas las velocidades observadas, se localiza en las regiones más centrales (con radios menores que  $\sim 0.5''$ ). Los perfiles de las líneas de emisión en estas regiones poseen múltiples picos y alas intensas. Más hacia afuera, en general puede observarse una fuerte asimetría en la dirección NE–SW (PA  $\sim 30^\circ$ ), con una tendencia del gas localizado hacia el NE a tener velocidades negativas y el gas

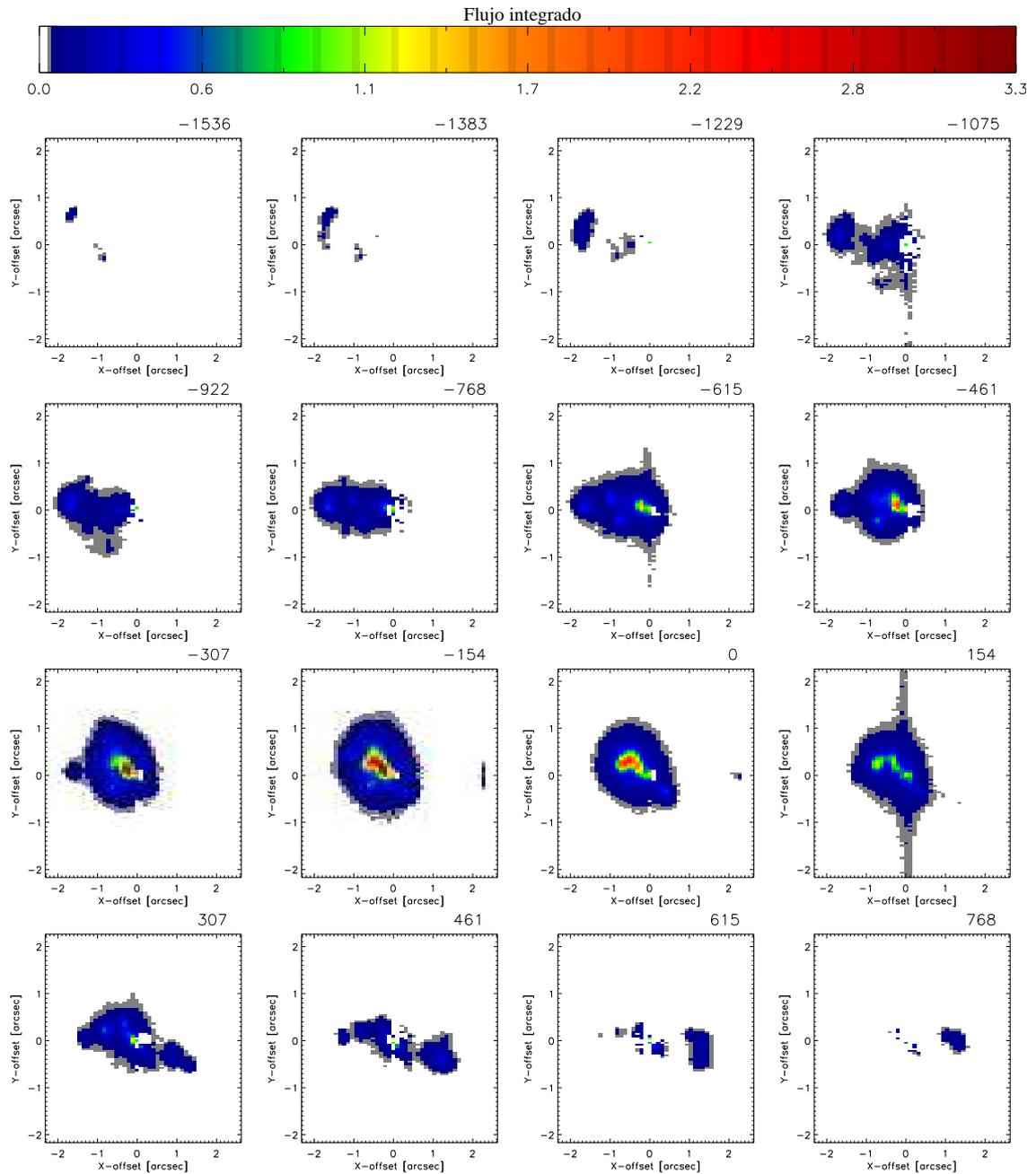


Figura 4.7: Mapas de canales de velocidad de la línea [Si VII]. En la parte superior derecha se indica la velocidad relativa a la velocidad sistémica de la galaxia correspondiente al centro del intervalo integrado (en unidades de kilómetros por segundo). Los valores positivos (negativos) corresponden a velocidades mayores (menores) que la velocidad sistémica de la galaxia. La orientación y la escala espacial son las mismas que las de la figura 4.4.

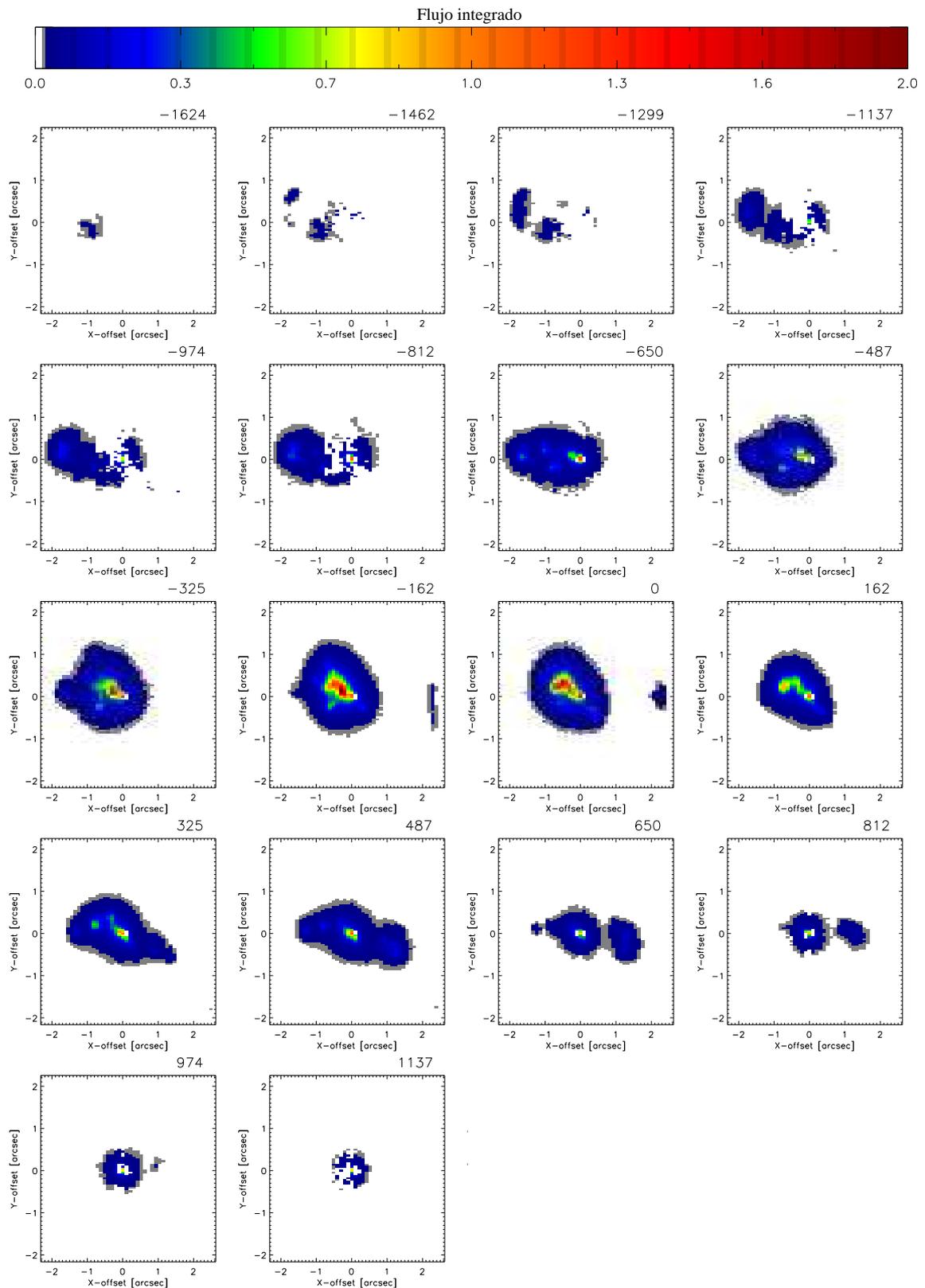


Figura 4.8: Mapas de canales de velocidad de la línea [Si VI] (ver la leyenda de la figura 4.7 para una descripción detallada).

localizado hacia el SW velocidades positivas, aumentando a medida que se observa gas más alejado del núcleo. No obstante, puede verse emisión de gas con velocidades positivas localizado en algunas regiones hacia el NE del núcleo, es decir, los espectros de estas regiones muestran líneas cuyos perfiles tienen dos componentes: una cuyo pico se encuentra en longitudes de onda menores a la de la línea en reposo y otra, generalmente de menor intensidad, con el pico corrido hacia longitudes de onda mayores. Esto puede verse más claramente en la figura 4.9, en la cual se muestran los perfiles de líneas de [Si VI] observados en espectros integrados extraídos de diferentes regiones espaciales de  $\sim 0.2'' \times 0.2''$ . Por otro lado, este patrón general no es seguido por la emisión observada en la posición más alejada del núcleo hacia el SW ( $\sim 2.2''$ ) en los mapas de las figuras 4.7 y 4.8. Esta emisión es producida por gas con un intervalo de velocidades cercanas a la velocidad sistémica de la galaxia, indicando que probablemente el gas en esta región no está relacionado con el que se encuentra un poco más cercano al núcleo, el que tiene velocidades positivas altas.

La cinemática del gas emisor de [Si VI] y [Si VII] es compatible con la de las CLs ópticas de más baja ionización observadas con STIS a lo largo del PA= 22°. En la sección 3.3.2 vimos que estas líneas, junto con [O III]  $\lambda 5007$ , exhiben perfiles anchos y con el máximo correspondiente a velocidades cercanas a la velocidad sistémica de la galaxia en las regiones centrales. A medida que se observa el gas más alejado del núcleo hacia el NE, las líneas se hacen más angostas y se desdoblán en dos componentes, una corrida hacia el azul y otra corrida hacia el rojo (sólo observada en las líneas más intensas, [Ne V] y [O III]). En la región SW las líneas son mucho más débiles y la única CL detectada, [Ne V], se encuentra corrida hacia el rojo. Si bien no es posible realizar una comparación punto a punto entre ambos conjuntos de datos (debido a imprecisiones astrométricas), es posible ver que la tendencia general observada con STIS es también observada en las CLs de [Si VI] y [Si VII].

En las figuras 4.10–4.13 se presentan los mapas de canales de velocidad correspondientes a las líneas [S IX], Pa $\beta$ , H $_2$  y [Fe II]. Patrones similares a los de las líneas de Si son observados en los mapas de las líneas de [S IX] y Pa $\beta$ , aunque menos marcados debido a la resolución espacial más baja de los datos de la banda J donde se encuentran estas líneas y, en el caso de la línea [S IX], a su menor extensión en comparación con las líneas de Si. Esto último se refleja en los mapas de canales de velocidad de [S IX] en la ausencia de emisión de gas de alta velocidad, el cual vimos que se encuentra a distancias más alejadas del núcleo, especialmente en la región SW donde la emisión de [S IX] tiene una abrupta disminución. Por otro lado,

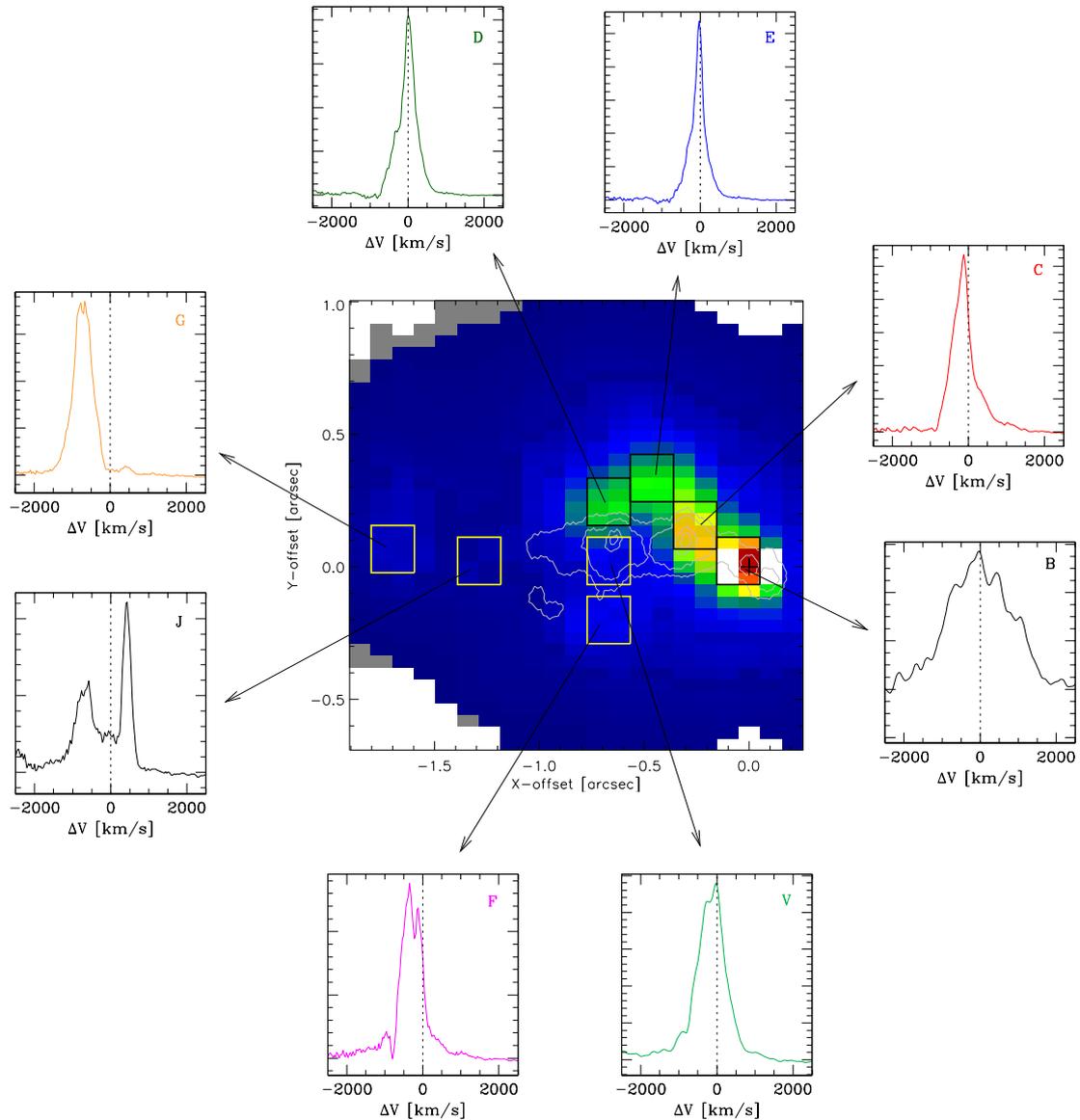


Figura 4.9: Perfil de la línea de  $[\text{Si VI}]$  observado en espectros extraídos de distintas regiones espaciales de  $\sim 0.2'' \times 0.2''$ . Estas regiones están indicadas por rectángulos en la imagen central, la cual corresponde a la emisión de  $[\text{Si VI}]$ . El eje horizontal de cada panel corresponde a la velocidad relativa a la velocidad sistémica de la galaxia,  $\Delta V$ , y el eje vertical a la intensidad de la línea en unidades arbitrarias. Los contornos superpuestos a la imagen central corresponden a la emisión de 6 cm observada con MERLIN.

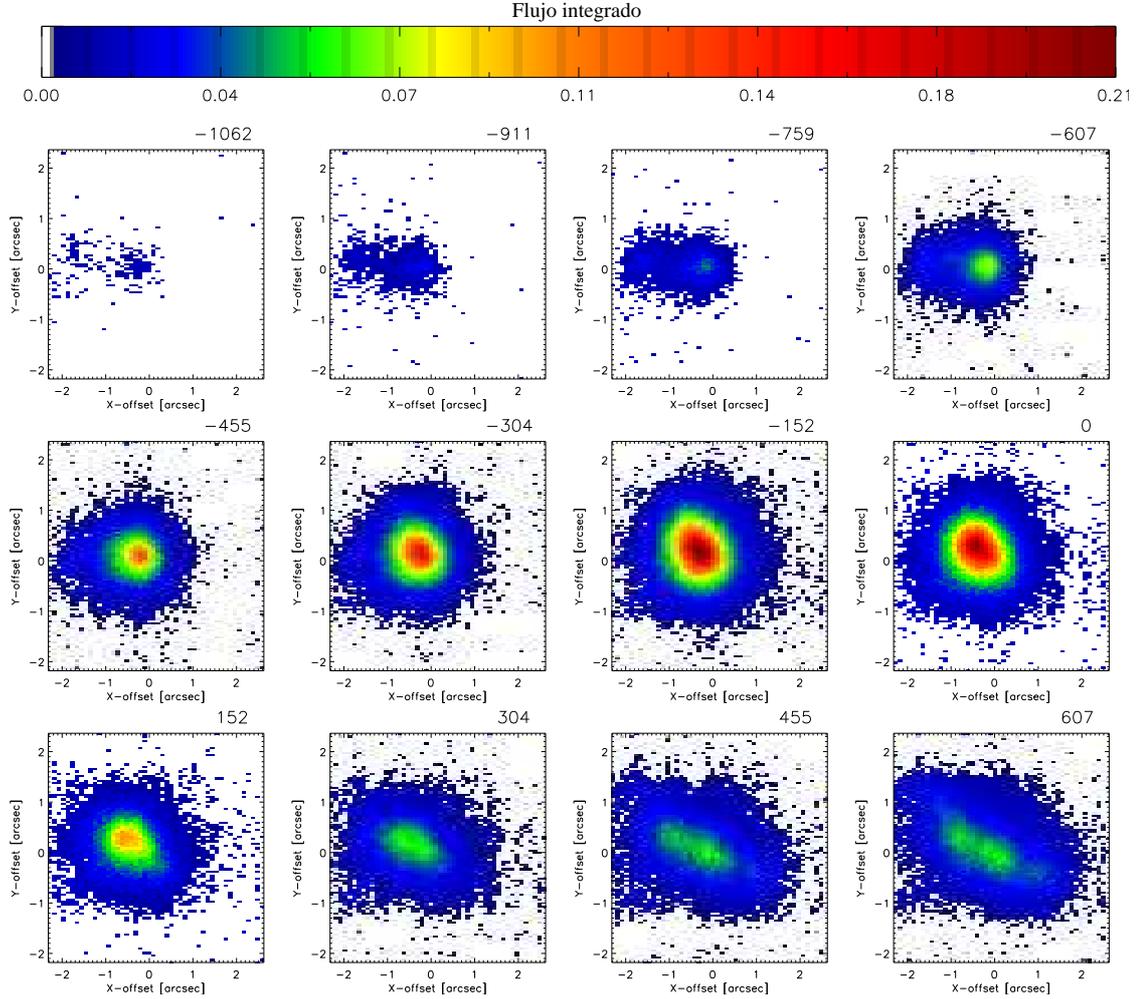


Figura 4.10: Mapas de canales de velocidad de la línea [SIX] (ver la leyenda de la figura 4.7 para una descripción detallada).

la cinemática del gas emisor de [Fe II] y  $H_2$  difiere significativamente de la del gas emisor de las CLs y la línea  $Pa\beta$ .

Un hecho interesante para destacar es que si bien las distribuciones del gas emisor de CLs muestran una asimetría en la dirección SW–NE ( $PA \sim 30^\circ$ ), esto es, coincidente con el jet observado en radio con VLA (prácticamente el gas está “encerrado” por los contornos de radio), el gas de más baja velocidad ( $\Delta V \sim -300-160 \text{ km s}^{-1}$ ) parece ser más elongado en la dirección N–S. Esta dirección corresponde a la dirección original del jet de radio (formada por los nódulos de radio más cercanos al núcleo S1 y S2) antes de que éste se desvíe en su dirección final ( $PA \sim 30$ ). Si asociamos la dirección inicial del jet con el eje de colimación de la

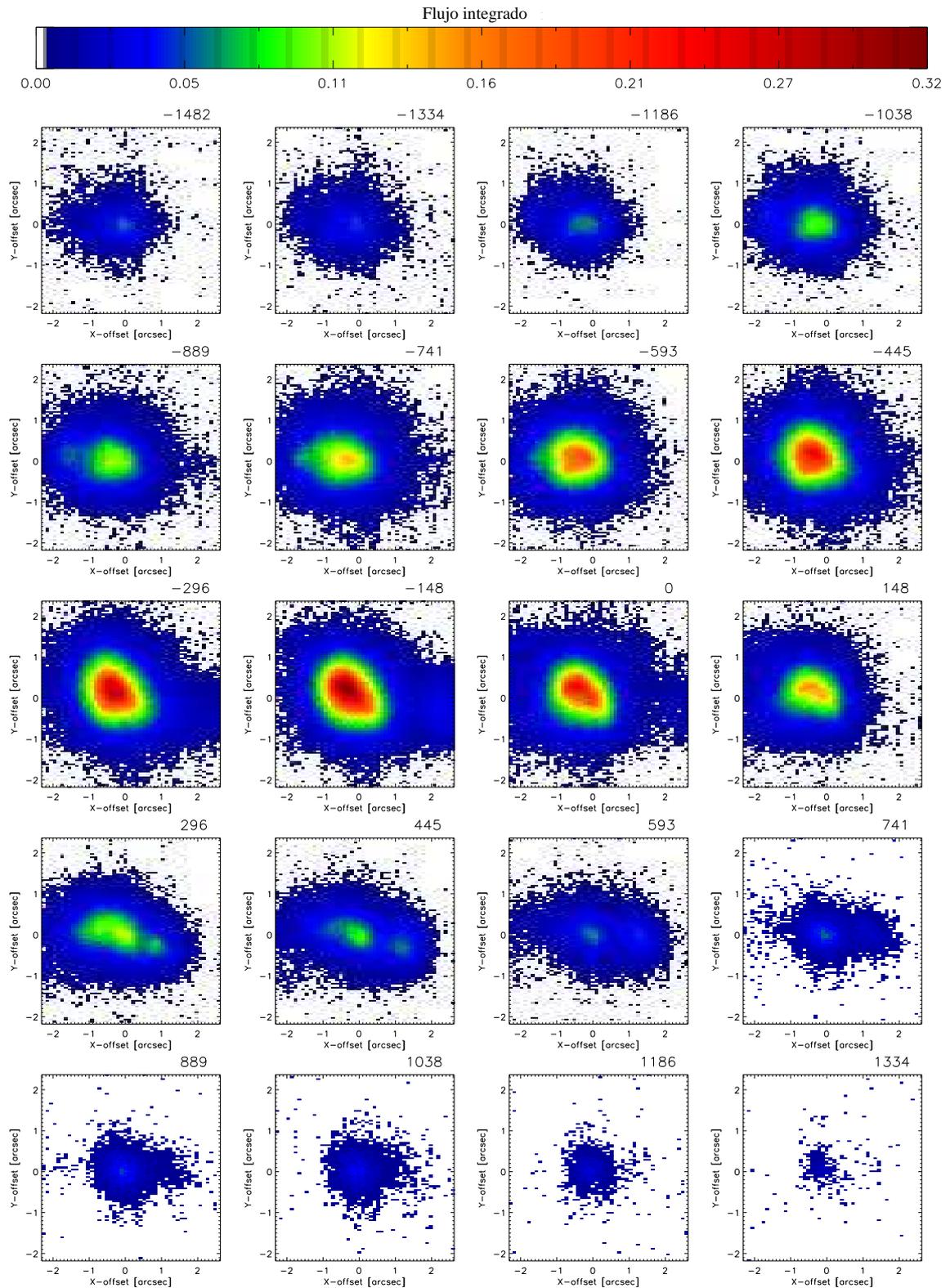


Figura 4.11: Mapas de canales de velocidad de la línea Pa $\beta$  (ver la leyenda de la figura 4.7 para una descripción detallada).

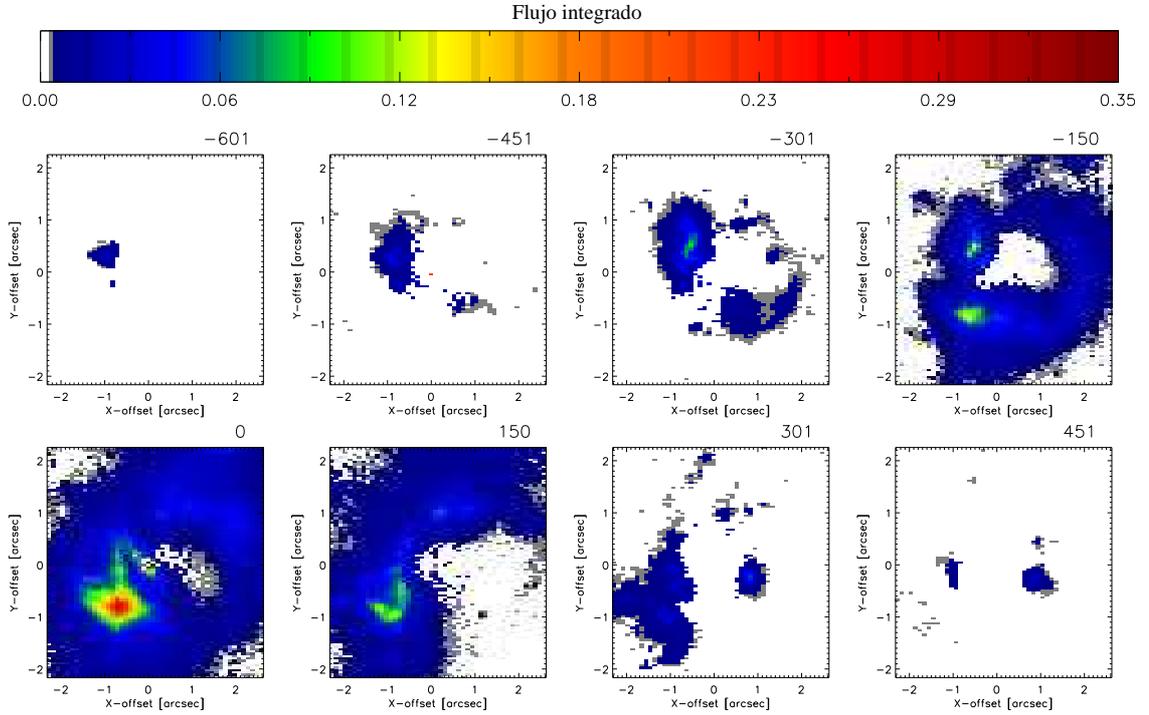


Figura 4.12: Mapas de canales de velocidad de la línea  $\text{H}_2$  21218 Å (ver la leyenda de la figura 4.7 para una descripción detallada).

radiación ionizante central, es decir, el eje del sistema central del AGN, es de esperar que los procesos relacionados con la fotoionización por la fuente central tengan una mayor relevancia en esta dirección, mientras que los fenómenos relacionados con la interacción del jet y el medioambiente sean más importantes en la dirección NE–SW. Teniendo esto en cuenta, podría asociarse la emisión del gas de más baja velocidad a la fuente central, mientras que el gas es acelerado a velocidades mucho mayores por el jet observado en radio, el cual debe estar al menos parcialmente orientado hacia nosotros para poder dar cuenta de las velocidades negativas observadas al NE del núcleo y las positivas al SW.

Como se mencionó en la sección 3.3.2, hasta el momento los modelos cinemáticos propuestos para el gas en el núcleo de NGC 1068 se han basado principalmente en datos de ranura larga de líneas de baja ionización, los cuales cubren solamente una pequeña parte de las regiones emisoras. Estos tienen principalmente dos enfoques, uno en el cual se propone que la cinemática de la NLR está gobernada por la interacción del gas con el jet observado en radio (e.g. Axon et al. 1997, Capetti et al. 1997, Axon et al. 1998), y otro en el cual la influencia del jet es mínima y

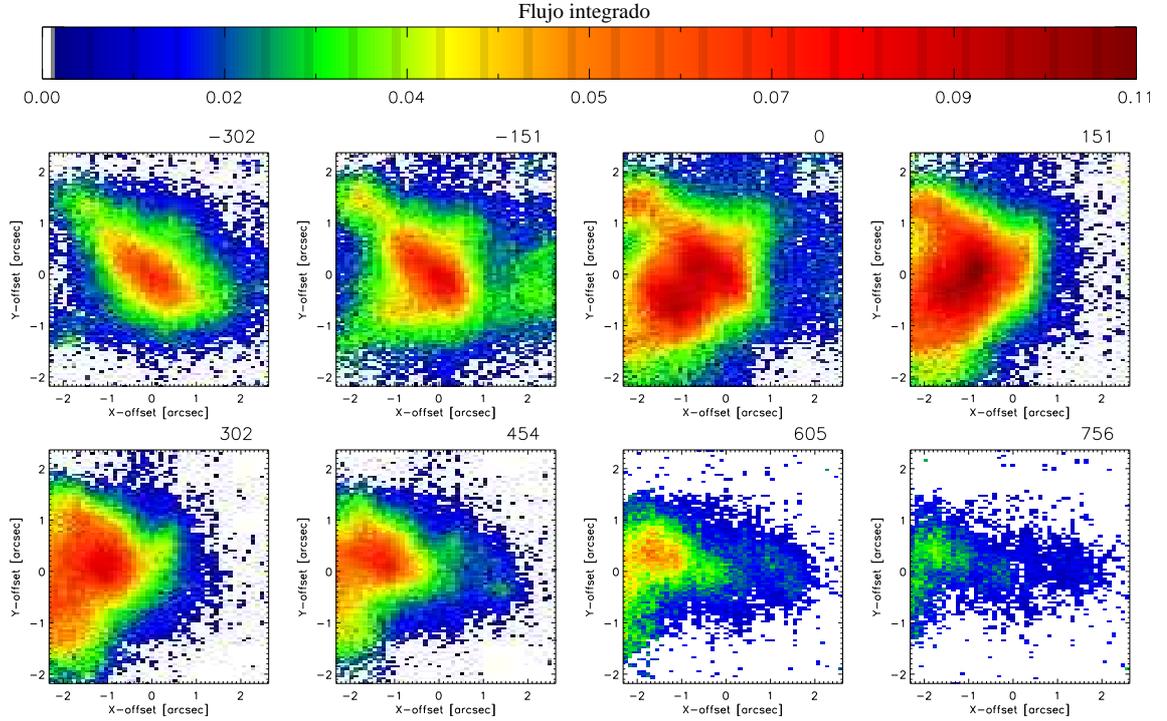


Figura 4.13: Mapas de canales de velocidad de la línea  $[\text{Fe II}] 12570 \text{ \AA}$  (ver la leyenda de la figura 4.7 para una descripción detallada).

la cinemática es descrita por un *outflow* bicónico vacío (e.g. Crenshaw & Kraemer 2000, Das et al. 2006). Si bien estos modelos plantean procesos muy diferentes, los datos observacionales analizados hasta el momento son compatibles con ambos. Los datos IFU presentados aquí permiten tener una visión tridimensional más global, donde puede verse, por ejemplo, como el gas con distintas velocidades sigue patrones diferentes. Un análisis cuantitativo comparando modelos cinemáticos detallados con las observaciones IFU presentadas en este trabajo podría dar finalmente una respuesta concluyente sobre la compleja cinemática que caracteriza el gas nuclear de NGC 1068. Este análisis está fuera del alcance de esta tesis y será dejado para el futuro.

## 4.6. Mapas de razones de líneas

Las razones de líneas nos proveen información acerca de las propiedades físicas del gas que las emite. Dependiendo cuales sean utilizadas, éstas permiten derivar parámetros como la densidad del gas, su temperatura, composición química, etc.; e

incluso dar detalles sobre la fuente de ionización. Sin embargo, al utilizar estas razones se está asumiendo que las líneas provienen de una misma región, caracterizada por las mismas propiedades físicas. En la práctica esto no es necesariamente cierto, ya que uno observa la emisión combinada de *todo* el gas que se encuentra a lo largo de la línea de la visual, el cual puede encontrarse en regiones completamente diferentes. Una forma de distinguir, al menos parcialmente, diferentes regiones emisoras a lo largo de la línea de la visual es a partir de su cinemática: si bien no se puede asegurar que todo el gas que comparte una misma velocidad se encuentra en una misma región, sí es posible afirmar que gas con velocidades muy diferentes (siempre teniendo presente la dispersión de velocidades) debe estar localizado en diferentes regiones a lo largo de la visual. La gran cantidad de datos espaciales y espectrales con altas resoluciones provista por los datos NIFS de NGC 1068, permite disminuir los efectos de proyección realizando mapas de razones de líneas en intervalos de velocidad, obteniendo así razones de líneas más representativas de diferentes regiones que las que se obtendrían sumando toda la emisión a lo largo de la línea de la visual.

#### 4.6.1. La razón $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$

La razón  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  brinda información del estado de ionización del gas. Además, asumiendo un escenario de fotoionización, esta razón puede ser utilizada como un indicador del parámetro de ionización  $U$ , el cual es comúnmente utilizado como parámetro de entrada en modelos de fotoionización. A modo de ilustración se muestra en la figura 4.14 la dependencia de esta razón con el parámetro de ionización derivada a partir de los modelos simples de fotoionización de Groves et al. (2004a, b). Estos modelos asumen un continuo ionizante con forma de ley de potencia  $f_\nu \propto \nu^\alpha$  y densidad constante a través de la NRL. Puede verse que la razón  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  además de depender de  $U$  depende también de  $\alpha$ , ya que para formar iones  $\text{Si}^{+6}$  se necesitan fotones con energías bastantes mayores que para formar  $\text{Si}^{+5}$ . Además, para valores altos de  $U$  y  $\alpha$  existe también una dependencia con la metalicidad del gas. Sin embargo, esta razón es independiente de la densidad del gas [ambas líneas tienen densidades críticas mayores que  $10^8 \text{ cm}^{-3}$  (Greenhouse et al. 1993)] y, por lo tanto, es especialmente útil como indicadora de  $U$  en regiones con inhomogeneidades en densidad siempre que la forma del continuo ionizante y la metalicidad sean conocidas.

A partir de los datos NIFS se realizaron mapas de distribución espacial de los valores medidos de la razón  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  para distintos canales de velocidad

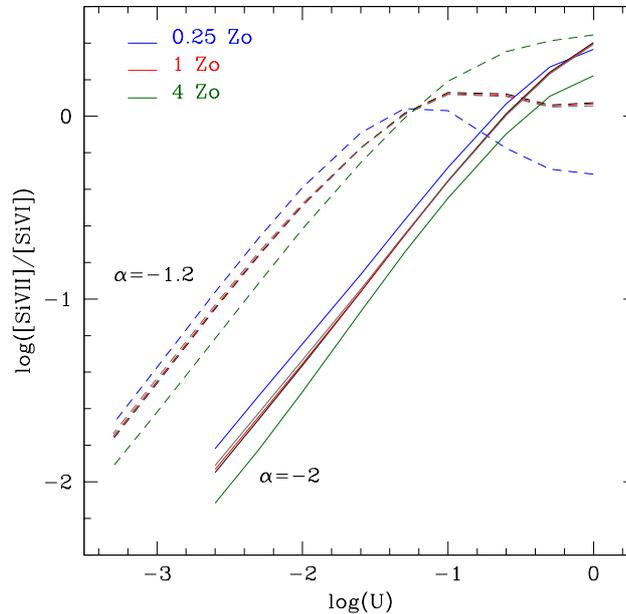


Figura 4.14: Variación de  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  en función del parámetro de ionización derivada a partir de los modelos de fotoionización de Groves et al. (2004a, b). Los valores derivados para  $\alpha = -1.2$  y  $\alpha = -2$  están unidos por líneas de trazos y líneas enteras, respectivamente. Para los cálculos se asumió una densidad de  $1000 \text{ cm}^{-3}$  y valores de metalicidad de  $0.25 Z_{\odot}$  (azul),  $1 Z_{\odot}$  (rojo) y  $4 Z_{\odot}$  (verde). Además, para los casos con  $Z=1 Z_{\odot}$  se incluyeron los cálculos para densidades de  $100$  y  $10000 \text{ cm}^{-3}$  (indicados en gris y negro). Puede verse que la razón es independiente de la densidad.

(con anchos de  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ ). Estos mapas se presentan en la figura 4.15, a los cuales se superpusieron los contornos de emisión en  $6 \text{ cm}$  observada con VLA para comparación. Los valores medidos de  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  cubren un amplio rango, que va desde  $0.34$  hasta valores un orden de magnitud mayor. Las regiones de menor ionización, es decir con razones de  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  bajas, se encuentran en general lejos del núcleo hacia el NE y SW. Éstas corresponden al gas con las máximas velocidades medidas y al gas con la misma velocidad que la sistémica de la galaxia ubicado en  $\sim 2.2''$  hacia el SW. Por otro lado, la región de mayor ionización se encuentra un poco más allá de  $1''$  hacia el SW del núcleo, donde la componente SW del jet en radio se estrecha, y corresponde a gas de baja velocidad ( $\Delta V = 300 \text{ km s}^{-1}$ ).

Si bien los valores medidos de  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  están en el rango cubierto por modelos de fotoionización como, por ejemplo, los de Groves et al. (2004a, b) mostrados en la figura 4.14, para poder confirmar (o descartar) que la fotoionización

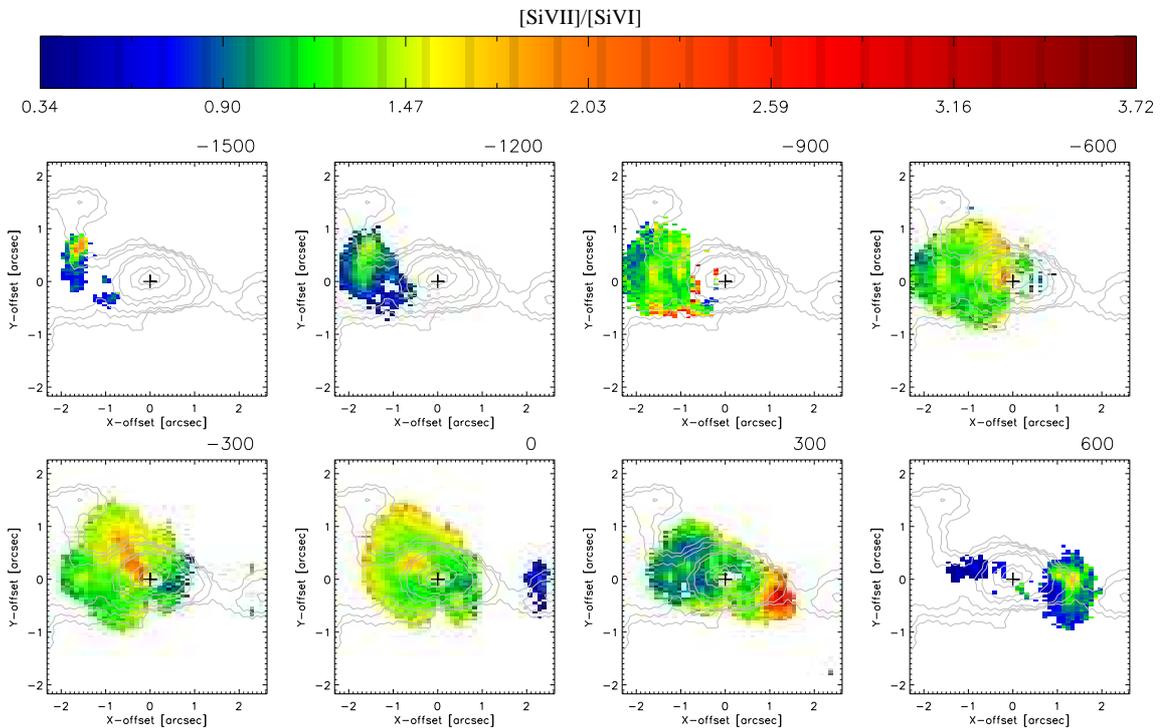


Figura 4.15: Mapas bidimensionales de la razón  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  calculada en distintos canales de velocidad con anchos de  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ . En la parte superior derecha de cada panel se indica la velocidad relativa a la velocidad sistémica de la galaxia ( $\Delta V$ ) del centro del canal de velocidad correspondiente. Los valores positivos (negativos) corresponden a velocidades mayores (menores) que la velocidad sistémica de la galaxia. La barra de colores indica los valores de  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  medidos. Los contornos corresponden a la emisión en 6 cm observada con VLA. La orientación y la escala espacial son las mismas que las de la figura 4.4.

por una fuente central es el mecanismo principal de emisión es necesario comparar los modelos con una cantidad mayor de cocientes de líneas, lo cual no es posible con los datos presentados aquí. Sin embargo, es claro de lo observado en los paneles de la figura 4.15 que los valores de esta razón no muestran una distribución espacial homogénea o una variación suave con la distancia al núcleo como se esperaría en el caso más simple de gas con densidades bajas fotoionizado solamente por una fuente central. Claramente el núcleo de NGC 1068 es altamente intrincado y para poder explicar en detalle las estructuras observadas en los mapas de  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  se requieren modelos complejos, introduciendo elementos extras que den cuenta de las variaciones observadas. Algunos escenarios posibles involucran gradientes importantes de densidad producidos por la interacción del jet con el gas que lo rodea, fuentes locales de fotones ionizantes producidos en los choques, material absorbente

de fotones ionizantes ubicados entre la fuente central y las nubes emisoras o, incluso, una combinación de todo lo anterior.

#### 4.6.2. El rol de los choques en la emisión de [Fe II]

El origen de la emisión de [Fe II] en las galaxias ha formado parte de numerosos estudios (e.g. Forbes & Ward 1993, Simpson et al. 1998, Rodríguez-Ardila et al. 2004, 2005). Sin embargo, aún hoy es un tema en debate. Debido al bajo potencial de ionización requerido para formar  $\text{Fe}^+$  (IP=16.2 eV), el consenso general es que [Fe II] se forma en una zona parcialmente ionizada donde  $\text{Fe}^+$  y  $e^-$  coexisten. Tanto la fotoionización por rayos-X como los choques han sido sugeridos como los mecanismos de formación de [Fe II] más importantes.

La razón de líneas [Fe II]  $\lambda 12570/\text{Pa}\beta$  es considerada como un importante trazador del origen de la emisión de [Fe II]. Esta razón tiene valores típicamente menores que  $\sim 0.5$  en el caso de galaxias Starburst, donde la fotoionización es el mecanismo dominante, y valores mayores que  $\sim 2$  para remanentes de supernovas, donde el mecanismo dominante son los choques (e.g. Simpson et al. 1998). Por lo tanto, es posible usar esta razón para medir la contribución relativa de la fotoionización y los choques a la formación de las líneas de [Fe II]. Con el fin de investigar si los choques son de hecho importantes en la formación de [Fe II] en las regiones centrales de NGC 1068, se realizaron mapas bidimensionales del valor de la razón [Fe II]  $\lambda 12570/\text{Pa}\beta$  calculada para distintos canales de velocidad. Estos mapas se presentan en la figura 4.16. Los contornos superpuestos corresponden a la imagen de radio observada con VLA y fueron incluidos para comparación. En esta figura puede verse que las regiones correspondientes al gas con  $\Delta V = -300 \text{ km s}^{-1}$  muestran valores de [Fe II]/ $\text{Pa}\beta$  bajos ( $< 2$ ) y relativamente constantes en todo el campo observado. Por otro lado, las distribuciones de esta razón observadas en los paneles correspondientes a  $\Delta V = 0, 300$  y  $600 \text{ km s}^{-1}$  son diferentes, y podrían describirse como anillos parciales concéntricos cuyo eje de simetría coincide con el del jet observado por VLA. Los valores de [Fe II]/ $\text{Pa}\beta$  aumentan a medida que se observa el gas más alejado del núcleo, alcanzando valores que se encuentran en el rango del observado para el caso de remanentes de supernovas ( $\gtrsim 2$ ) en las regiones asociadas con el lóbulo NE del jet. Tanto las formas de las distribuciones de la razón [Fe II]/ $\text{Pa}\beta$  como los valores derivados para esta razón apuntan a la presencia de frentes de choque en las regiones centrales de NGC 1068. Estos contribuyen a la

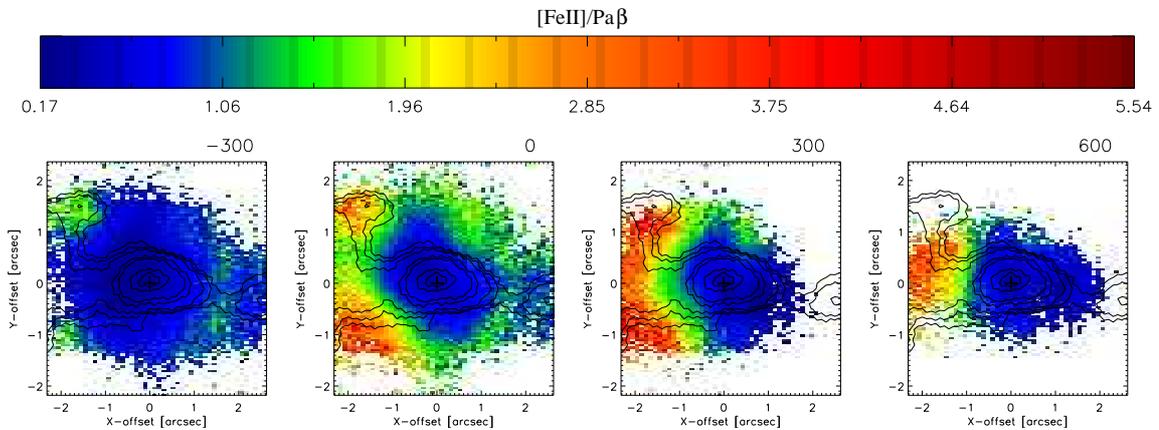


Figura 4.16: Mapas bidimensionales de la razón  $[\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta$  calculada en distintos canales de velocidad con anchos de  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ . En la parte superior derecha de cada panel se indica la velocidad relativa a la velocidad sistémica de la galaxia ( $\Delta V$ ) del centro del canal de velocidad correspondiente. Los valores positivos (negativos) corresponden a velocidades mayores (menores) que la velocidad sistémica de la galaxia. La barra de colores indica los valores de  $[\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta$  medidos. Los contornos corresponden a la emisión en 6 cm observada con VLA. La orientación y la escala espacial son las mismas que las de la figura 4.5.

formación de  $[\text{Fe II}]$ , especialmente en las zonas más alejadas del núcleo, mientras que la fotoionización domina en las regiones más internas.

Otra herramienta útil para analizar el origen de la emisión de  $[\text{Fe II}]$  es la razón  $[\text{Fe II}] \lambda 12570 / [\text{P II}] \lambda 11886$ , la cual es una medida de la abundancia de Fe/P (Oliva et al. 2001). Estas líneas poseen temperaturas de excitación y densidades críticas similares. Además, los iones responsables por sus emisiones son formados en regiones con condiciones físicas muy similares ya que poseen potenciales de ionización y coeficientes de recombinación radiativos similares. Sin embargo, a diferencia del fósforo, el hierro es una especie refractaria y, por lo tanto, una condición necesaria para poder observar líneas de  $[\text{Fe II}]$  es que los granos de polvo hayan sido destruidos de manera de tener hierro en fase gaseosa. Las únicas regiones donde el hierro no se encuentra significativamente empobrecido son aquellas asociadas con choques rápidos (con velocidades  $\gtrsim 100 \text{ km s}^{-1}$ ), los cuales son capaces de liberar el hierro que se encuentra en los granos de polvo. Oliva et al. (2001) demostraron que valores de  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$  altos ( $\gtrsim 20$ ) indican que el gas ha pasado recientemente por un choque rápido, mientras que valores bajos de esta razón ( $[\text{Fe II}]/[\text{P II}] \lesssim 2$ ) indican que los choques no juegan un papel importante en la excitación de las líneas y, por lo tanto, el mecanismo principal de formación es probablemente la fotoionización por

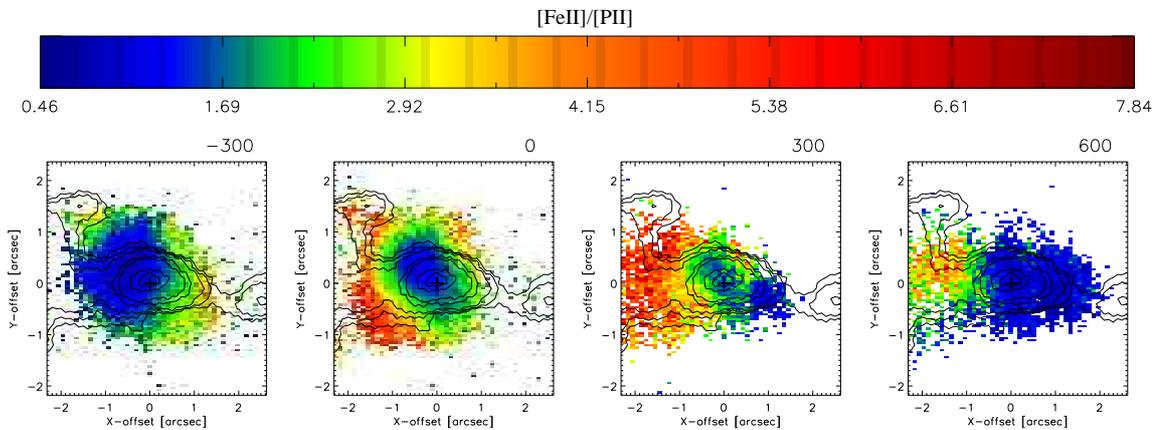


Figura 4.17: Mapas bidimensionales de la razón  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$  calculada en distintos canales de velocidad con anchos de  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ . En la parte superior derecha de cada panel se indica la velocidad relativa a la velocidad sistémica de la galaxia ( $\Delta V$ ) del centro del canal de velocidad correspondiente. Los valores positivos (negativos) corresponden a velocidades mayores (menores) que la velocidad sistémica de la galaxia. La barra de colores indica los valores de  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$  medidos. Los contornos corresponden a la emisión en 6 cm observada con VLA. La orientación y la escala espacial son las mismas que las de la figura 4.5.

una fuente central. Si bien la línea de  $[\text{P II}]$  observada en los espectros NIFS de NGC 1068 es débil, fue posible realizar mapas de la distribución de  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$  para distintos canales de velocidad en las zonas más centrales. Estos son mostrados en la figura 4.17. Los valores medidos de la razón  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$  varían entre  $\sim 0.5\text{--}7.8$ . Al igual que en el caso de la razón  $[\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta$ , los mapas de distribución de  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$  muestran una correspondencia espacial entre el valor de esta razón y la emisión en radio, particularmente notable hacia el NE en los canales de velocidades mayores. Si bien los valores no superan el valor de 20 derivado por Oliva et al. (2001) para el caso en el que el gas ha pasado recientemente por un choque, las regiones asociadas con la componente NE del jet superan ampliamente el valor de la cota inferior sugerida por estos autores y, por lo tanto, indican que existe un aumento importante en la abundancia relativa de Fe/P debida a choques.

En resumen, a partir de las observaciones de las razones  $[\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta$  y  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$  puede concluirse que choques producidos por la interacción del jet observado en radio y el gas que lo rodea juegan un papel importante en la emisión de  $[\text{Fe II}]$  en esta galaxia, especialmente en las regiones localizadas al NE del núcleo.

## 4.7. Origen de la emisión de CLs en NGC 1068

Como se mencionó en la sección 3.4.2, las CLs pueden ser originadas en plasma caliente que ha sido ionizado colisionalmente por fuertes choques o en gas fotoionizado, ya sea por los rayos-X provenientes de la fuente central o producidos por choques autoionizantes. Los datos de ranura larga STIS de NGC 1068 analizados en el capítulo anterior no mostraron ningún indicio claro de que los choques estuvieran jugando un papel importante en la formación de las CLs en NGC 1068. Más bien, la evidencia recolectada a partir de estos datos mostró que la fotoionización por la fuente central era suficiente para dar cuenta de las observaciones.

Sin embargo, los datos IFU analizados en este capítulo proveen una visión más completa de las regiones centrales de esta galaxia y plantean un escenario diferente, en el cual el jet sí juega un papel importante en la emisión de CLs. La buena correspondencia entre la emisión de radio y las estructuras observadas en los mapas de emisión de CLs y los mapas de canales de velocidad sugieren que la morfología y la cinemática de la CLR está en gran parte determinada por la interacción entre el gas y el jet observado en radio. Además, si bien en base a los mapas de emisión y la cinemática es posible concluir que el gas emisor de [Fe II] no ocupa las mismas regiones en las que son emitidas las CLs, la presencia de choques inducidos por el jet en el núcleo de NGC 1068 es reforzada por los mapas de canales de velocidad de las razones  $[\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta$  y  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$ , cuyos altos valores, especialmente en las regiones más externas, indican que el gas emisor de [Fe II] ha pasado recientemente por un choque.

Por otro lado, el gas de menor velocidad tiene una morfología un poco diferente que la del gas de mayor velocidad asociado al jet, presentando una elongación en la dirección N-S, la cual corresponde a la dirección inicial del jet en radio y, por lo tanto, puede ser asociada con el eje de simetría del sistema nuclear. Es viable pensar entonces que la emisión que se encuentra en esta dirección está asociada a la fuente central, mientras que el gas más alejado del núcleo hacia el NE y SW, tiene una mayor influencia del jet. Si bien discriminar la contribución relativa entre ambos procesos no es tarea fácil, es claro que ambos juegan un papel importante en el núcleo de NGC 1068 y cualquier modelo que intente explicar las características observadas debe dar cuenta de ambos.

## 4.8. Resumen y conclusiones

En este capítulo se presentaron datos de la galaxia Seyfert 2 NGC 1068 en las bandas J (1.15–1.31  $\mu\text{m}$ ) y K (1.92–2.51  $\mu\text{m}$ ), obtenidos con el espectrógrafo de campo integral NIFS del telescopio Gemini Norte. La excelente calidad de los datos permitió mapear y analizar la CLR de esta galaxia con una resolución espacial y espectral sin precedentes. En el intervalo de longitudes de onda estudiado NGC 1068 presenta emisión intensa de las CLs [Si VI]  $\lambda 19630$ , [Si VII]  $\lambda 24833$  y [S IX]  $\lambda 12523$ , y emisión más débil de [Al IX] en 20400 Å y [Ca VIII] en 23211 Å. Además de estas CLs, el espectro de esta galaxia es rico en líneas de baja ionización y líneas moleculares, de las cuales se incluyeron en el análisis las líneas Pa $\beta$ , Br $\gamma$ , [Fe II]  $\lambda 12570$ , [P II]  $\lambda 11886$  y H<sub>2</sub>  $\lambda 21218$ . A continuación se resumen los principales resultados obtenidos a partir de estos datos.

- La morfología de las CLs en NGC 1068 es muy inhomogénea y asimétrica. Los mapas de emisión son elongados en la dirección NE–SW, con las regiones más brillantes localizadas preferentemente hacia el NE del núcleo. Las CLs más extensas, [Si VI] y [Si VII], son observadas hasta  $\sim 170$  pc al NE y SW del núcleo.
- Las líneas de más baja ionización de hidrógeno y [O III]  $\lambda 5007$  comparten la misma morfología general (nódulos y arcos brillantes) que las CLs, sugiriendo un origen común. Por otro lado, las líneas de [Fe II] y H<sub>2</sub> tienen distribuciones muy diferentes.
- Las CLs son emitidas por gas con amplios rangos de velocidad, alcanzando valores relativos a la velocidad sistémica de la galaxia de más de 1000 km s<sup>-1</sup>. Se observa una tendencia general al gas localizado al NE del núcleo a tener velocidades negativas y el gas hacia el SW a tener velocidades positivas, es decir, en el sistema en reposo de la galaxia, el gas al SW se acerca al observador mientras que el gas del NE se aleja del observador.
- A partir de la comparación de los mapas de emisión y los mapas de canales de velocidad con la emisión en radio se encontró que la morfología y la cinemática del gas emisor de CLs están fuertemente relacionadas con el jet nuclear observado en radio en el núcleo de esta galaxia.

- Los mapas de emisión de las razones  $[\text{Si VII}]/[\text{Si VI}]$  son muy intrincados, y no pueden ser explicados en un escenario simple de fotoionización. Muy probablemente inhomogeneidades en densidad y/o fuentes adicionales de fotones ionizantes producidos en choques juegan un papel importante en la determinación del estado de ionización del gas en NGC 1068. La presencia de choques en esta galaxia es reforzada por los altos valores obtenidos para las razones  $[\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta$  y  $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$ , asociados especialmente con la emisión en radio.

Puede concluirse que la visión 3D provista por la espectroscopia IFU es fundamental para el entendimiento de los procesos que ocurren en los parsecs más internos de las galaxias activas. El detalle con que se conoce ahora la emisión en el núcleo de NGC 1068 no ha sido logrado con anterioridad. Sin embargo, todavía queda mucho por hacer. Para poder sacar el mayor provecho posible de esta técnica todavía deben desarrollarse y perfeccionarse algunos puntos. Entre ellos, es clara la necesidad de modelos teóricos de fotoionización y choques que puedan ser comparados con la gran cantidad de datos observacionales obtenidos de manera resuelta con la espectroscopia 3D.

# Capítulo 5

## La emisión continua de la galaxia activa Mrk 1239

### 5.1. Introducción

Al contrario de las estrellas y galaxias normales, las galaxias activas emiten importantes cantidades de radiación en todas las longitudes de onda (desde radio hasta rayos- $\gamma$ ). En una primera aproximación, la distribución espectral de energía (SED) de los AGNs puede ser descrita por una ley de potencia de la forma  $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ , donde el coeficiente  $\alpha$  varía generalmente entre 0 y 1. La figura 5.1 muestra SEDs típicas de AGNs fuertes y débiles emisores en radio, desde longitudes de onda de radio hasta los rayos-X ( $\sim 10$  keV). Si bien una ley de potencia aproxima razonable bien la forma general de la SED, un examen detallado revela ciertas características (prominencias y depresiones) que se desvían de esta aproximación. La sola presencia de estas componentes sugieren un continuo con múltiples componentes, cuya emisión en las distintas bandas es dominada por diferentes procesos físicos.

Una cantidad significativa de energía es emitida en una prominencia ancha que domina el espectro hacia longitudes de onda menores a los  $\sim 4000$  Å, extendiéndose más allá del rango de longitudes de onda observables en el UV ( $\sim 1000$  Å). En la región de los rayos-X, los AGNs suelen mostrar un marcado incremento de emisión con la disminución de la energía de los fotones. Este aumento es comúnmente llamado *exceso de rayos-X suaves*, y podría ser el final en altas energías de la prominencia observada en el UV. Juntas, estas prominencias son conocidas como *la*

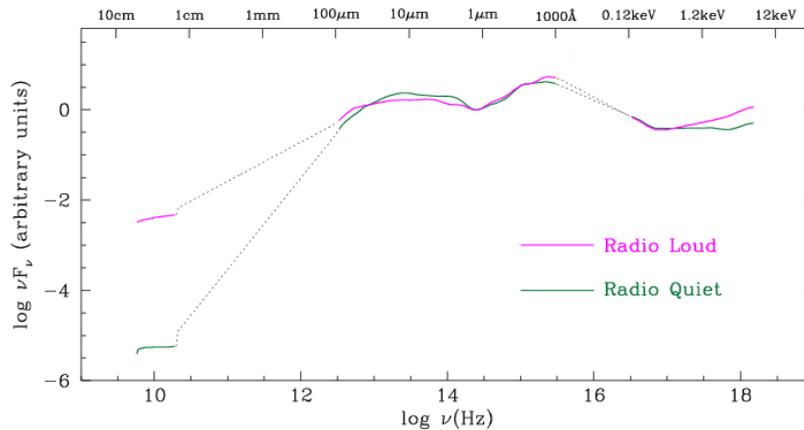


Figura 5.1: Distribuciones espectrales medias de una muestra de AGNs fuertes y débiles emisores de radio. Figura tomada del trabajo de Elvis et al. (1994).

*gran prominencia azul* o *the big blue bump*, y se cree su emisión es de origen térmico, producida por el gas en el disco de acreción. En longitudes de onda mayores, la SED está dominada por otra prominencia, llamada *la prominencia infrarroja*. Como veremos en más detalle en la sección 5.1.1, la prominencia infrarroja es generalmente atribuida a emisión térmica producida por polvo que se encuentra a temperaturas en un amplio rango,  $\sim 50 - 1500$  K. Alrededor de  $\sim 1 \mu\text{m}$ , un mínimo indicaría el punto de inflexión entre la gran prominencia azul y la prominencia IR. La diferencia más notable entre AGNs fuertes y débiles emisores en radio es que las SEDs de estos últimos decrece rápidamente en bajas energías. Esta parte del espectro de los AGNs es claramente de origen no térmico. El punto en el cual comienza esta disminución abrupta es conocido como el *corte submilimétrico*.

### 5.1.1. Origen de la emisión infrarroja

En cuántares débiles emisores de radio y galaxias Seyfert, el reproceso producido por polvo de la radiación con energías que van desde el óptico hasta los rayos-X es considerado como la fuente más probable de la emisión continua en el infrarrojo cercano y medio (NIR y MIR, respectivamente). En el infrarrojo lejano (FIR) la situación no es tan clara, y hasta no hace mucho tiempo se consideraba que esta emisión era la continuación hacia longitudes de onda menores de la ley de potencia que describe el espectro en longitudes de onda de radio. Sin embargo, existe cada vez un mayor consenso de que el espectro IR, desde el NIR hasta el FIR, de todos

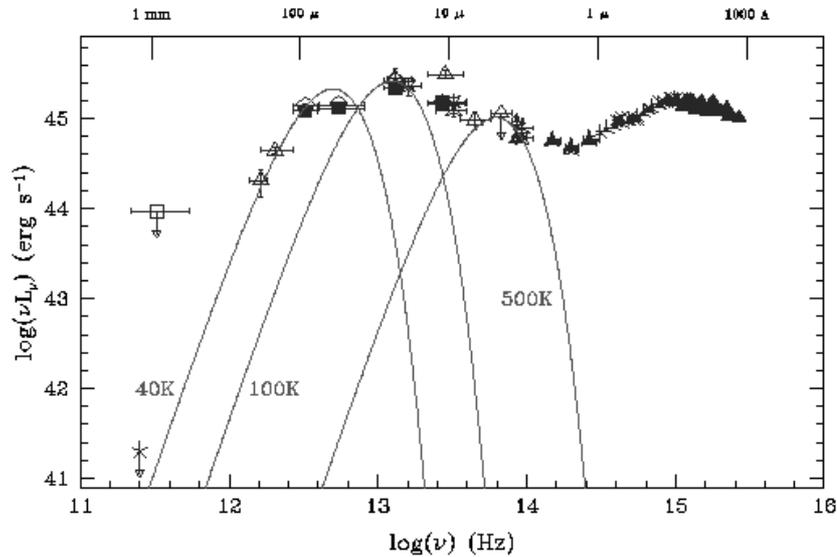


Figura 5.2: Distribución espectral de energía de PG1351+640. Las curvas representan tres cuerpos grises a diferentes temperaturas. Figura tomada del trabajo de Wilkes (2003).

los AGNs (a excepción de los Blazares) es de origen térmico. Para ello, es necesaria la presencia de polvo con un amplio rango de temperaturas ( $T \sim 50 - 1500$  K). A manera de ejemplo, en la figura 5.2 se muestra cómo tres curvas de cuerpo gris, con temperaturas  $T = 40, 100$  y  $500$  K, son utilizadas para describir la SED IR de la galaxia Seyfert 1 PG1351+640 (Wilkes 2003). El escenario físico de estas componentes se basa en el modelo unificado. Como vimos en la sección 1.2, el modelo unificado de AGNs invoca la presencia de una estructura oscurecedora en forma de toro, localizada alrededor de la fuente central, comúnmente llamada *toro de polvo* o simplemente *toro*. Esta estructura es la que daría lugar a objetos de tipo 1 cuando la dirección de la visual es paralela al eje del toro y a objetos de tipo 2 cuando la fuente es observada de canto. El toro de polvo también absorbería una fracción significativa del continuo óptico/UV/rayos-X de la fuente central, que luego sería re-irradiada en longitudes de ondas infrarrojas. Por lo tanto, las componentes de polvo más calientes estarían asociadas directamente con el AGN, mientras que las más frías con la galaxia anfitriona.

Existe abundante evidencia observacional que favorece a los modelos en los cuales el continuo IR entre  $1$  y  $10 \mu\text{m}$  es predominantemente o totalmente dominado por la emisión debida al polvo que ha sido calentado (Edelson & Malkan 1986; Barbaris

1987; Alonso-Herrero et al. 2003). Evidencia de la presencia de polvo caliente en Seyferts 1, con temperaturas cercanas a la de su estado de sublimación, proviene de la observación de un exceso de emisión, con su máximo entre 2.2 y 3.5  $\mu\text{m}$ , encontrado a partir de fotometría en las bandas *JHKL* y *L'* en unos pocos objetos (Glass 1992; Marco & Alloin 1998, 2000). Además, Rodríguez-Ardila et al. (2005) encontraron el mismo exceso de emisión en los 250 pc más internos de la galaxia Seyfert Mrk 766 por medio de espectroscopia NIR. Estos autores determinaron la forma de la prominencia, confirmando que puede ser descrita por una función simple de cuerpo negro a una temperatura  $T = 1200$  K. Asumiendo que este exceso es debido a emisión de polvo caliente, encontraron que la prominencia representa una fracción de hasta el 28 % del flujo del continuo NIR en este objeto.

## 5.2. El espectro infrarrojo de Mrk 1239: ¿evidencia directa del toro de polvo?

La evidencia observacional de emisión térmica NIR a temperaturas cercanas a la de evaporación del grafito en galaxias Seyfert 1 provee un fuerte soporte a la presencia de un toro de polvo y, por lo tanto, a los modelos unificados de AGNs. Sin embargo, es necesario obtener evidencia adicional ya que existen todavía muchas preguntas sin responder. En particular, es necesario investigar la fuente de la emisión térmica. Por ejemplo, ésta podría estar relacionada con un toro grueso formado por moléculas y polvo, como el propuesto por los modelos de Pier & Krolik (1992) y Efsthathiou & Rowan-Robinson (1995), o podría ser el resultado de emisión de polvo caliente ( $T > 900$  K) mezclado con gas en la interfase entre la NLR y la BLR, protegido de alguna manera del intenso campo de radiación UV de la fuente central del AGN (Marco & Alloin 2000).

El trabajo presentado aquí contribuye a la discusión presentando la evidencia más significativa reportada hasta la fecha de un *bump* en el NIR. Ésta corresponde a la prominencia mostrada por Mrk 1239, una galaxia compacta, clasificada como NLS1 por Osterbrock & Pogge (1985). Datos colectados a lo largo de los últimos años sugieren que Mrk 1239 es una galaxia que contiene bastante polvo. Por ejemplo, Goodrich (1989) reportó que es una de las tres galaxias, de la muestra de 18 NLS1s que estudió, con el porcentaje más alto de polarización, tanto en su continuo como en sus líneas. Smith et al. (2004) modelaron la naturaleza de la polarización de

este objeto y encontraron que era uno de los raros casos de galaxias Seyfert 1 en los que la polarización parece estar dominada por dispersión producida en una región extendida, localizada a lo largo de los polos del toro. De acuerdo con sus resultados, la línea de la visual al núcleo pasaría a través de las capas superiores relativamente tenues del toro, extinguiendo la emisión del continuo y de la BLR. Esta radiación sería polarizada más lejos del núcleo, por el polvo localizado por encima o por debajo del toro. Observaciones en rayos-X también confirman la naturaleza polvorosa de Mrk 1239. Datos de XMM-Newton EPIC PN<sup>1</sup> sugieren que la luz entre la fuente de continuo y el observador sigue dos caminos: uno indirecto, en el cual la luz es dispersada hacia nosotros y menos absorbida, y un camino directo, en el que la luz es altamente absorbida. Este escenario está en acuerdo con el grado de polarización dependiente de la longitud de onda en el óptico/UV. Por otra parte, Mrk 1239 está clasificada como una “60  $\mu\text{m}$  peaker” (Heisler & De Robertis 1999) debido a sus colores “tibios” en el FIR y una distribución espectral de energía que tiene su máximo cerca de 60  $\mu\text{m}$ . Estos autores atribuyen estas propiedades a un AGN oscurecido por polvo (Keel et al. 1994; Hes et al. 1995), estando el material oscurecedor asociado probablemente con el toro postulado por el modelo unificado.

En las siguientes secciones se describen los datos espectroscópicos, en el intervalo 0.4–4.5  $\mu\text{m}$ , de la galaxia NLS1 Mrk 1239 (sección 5.2.1). En la sección 5.2.2 se determina la extinción interna que afecta el espectro de Mrk 1239 y se compara su NIR SED con la de la galaxia NLS1 Ark 564. También se analizan las diferentes componentes del núcleo activo que pueden ser atribuidas al continuo observado. Por último, en la sección 5.2.4, se examina la hipótesis de polvo caliente como origen principal del intenso exceso NIR observado en este objeto.

### 5.2.1. Observaciones, reducción de datos y resultados

Espectros NIR de Mrk 1239, en los intervalos 0.8–2.4  $\mu\text{m}$  y 2.0–4.9  $\mu\text{m}$  (en lo sucesivo SXD y LXD, respectivamente) fueron obtenidos con el telescopio de 3 m de la NASA, IRTF (del inglés Infrared Telescope Facility), en Mauna Kea, Hawai usando el espectrógrafo SpeX (Rayner et al. 2003). Los datos SXD fueron observados las noches del 21 de abril de 2002 y del 24 de octubre de 2003, y los datos LXD el 22 de abril de 2002. El espectrógrafo SpeX utiliza un detector ALADDIN 3 InSb de 1024  $\times$  1024 píxeles, con una escala espacial de 0.15 arcsec pix<sup>-1</sup>. Durante las

---

<sup>1</sup><http://xmm.esac.esa.int/>

observaciones se utilizó una ranura de  $0.8'' \times 15''$ , orientada en la dirección este-oeste. La resolución espectral de ambas configuraciones es de  $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ . Los tiempos totales de exposición fueron de 1900 y 1200 s para las observaciones realizadas el 21 y 22 de abril de 2002, respectivamente, y de 1200 s para el día 24 de octubre de 2004. Para obtener el espectro nuclear se sumó la señal de los  $0.8'' \times 1''$  más internos. A la distancia a la que se encuentra esta galaxia ( $z = 0.019927$ )  $1''$  corresponde a aproximadamente 380 pc (asumiendo  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ).

Los procedimientos de reducción, calibración y extracción de los datos fueron realizados utilizando el software específico de este instrumento, SPEXTOOL (Cushing et al. 2004) y XTELLCOR (Vacca et al. 2003), provisto por el observatorio IRTF. Los espectros SXD y LXD, observados en noches consecutivas, fueron unidos para formar un único espectro en el rango  $0.8\text{--}4.9 \mu\text{m}$ . El acuerdo entre el nivel del continuo de las regiones solapadas fue excelente, con menos de un 5% de incerteza. Los espectros SXD obtenidos en octubre de 2003 también concuerdan (dentro de un 10% de incerteza) con el nivel de continuo medido en las observaciones de 2002.

La figura 5.3 muestra los espectros NIR finales de Mrk 1239, en el sistema en reposo de la galaxia. En las regiones donde la transmisión atmosférica cae a cero, se interpoló una línea recta para conectar las bandas adyacentes. Puede observarse que los espectros NIR de Mrk 1239, tanto el observado en 2002 como el observado en 2003, están dominados por una prominencia o *bump* de emisión muy intensa, con un máximo alrededor de  $\sim 22000 \text{ \AA}$ . Los espectros también muestran líneas de emisión intensas, destacándose entre ellas las de H I, He I y [S III]. Por otro lado, no se detectaron líneas de absorción que puedan indicar la presencia de una población estelar circumnuclear. Si bien esta galaxia posee un espectro rico en líneas, como el objetivo principal de este trabajo es la emisión continua, no se realizará ningún análisis detallado del espectro de líneas. Los únicos datos espectroscópicos previos disponibles de este objeto en el NIR son los espectros en las bandas *J* y *K* de Heisler & De Robertis (1999). Sin embargo, debido a las condiciones no fotométricas en las que fueron observados, hay una falta de continuidad en el nivel del continuo entre las bandas, lo que no permite hacer una comparación válida entre ambos conjuntos de datos. Aún así, en la figura 2g de Heisler & De Robertis (1999) puede verse que el continuo de la banda *J* aumenta hacia longitudes de onda mayores, en la banda *K* continúa aumentando hasta  $2.2 \mu\text{m}$ , donde parece volverse plano. Este comportamiento está en acuerdo con las observaciones aquí presentadas.

Adicionalmente a los datos NIR, se obtuvieron espectros ópticos de Mrk 1239 las

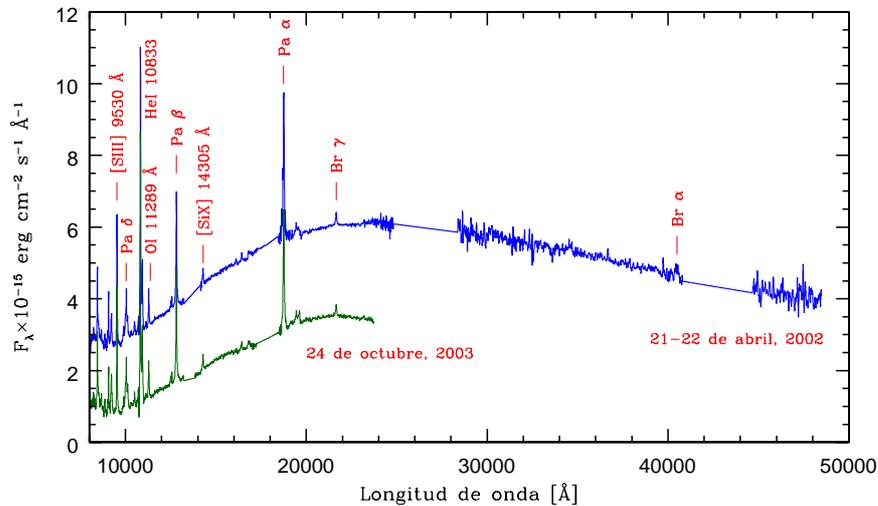


Figura 5.3: Espectros NIR observados de Mrk 1239. Para una mejor visualización, el espectro tomado el 24 de octubre ha sido rescalado (por un factor  $2 \times 10^{-15}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ ) relativo al correspondiente al 21 de abril. En la figura se indican las líneas permitidas y prohibidas más importantes. Es importante notar el intenso exceso de emisión que presentan ambos espectros, comenzando en  $\sim 10000 \text{\AA}$ , y alcanzando su máximo en  $\sim 22000 \text{\AA}$ .

noches del 19 y 20 de marzo de 2002. Para ello se utilizó el espectrógrafo Cassegrain, en modo de ranura larga, anexo al telescopio de 2.15 m del observatorio CASLEO, Argentina. Los espectros ópticos observados cubren el intervalo espectral 3700–9600  $\text{\AA}$ , y fueron obtenidos con una ranura de  $2''$  de ancho y una red de difracción de 300 líneas  $\text{mm}^{-1}$ . Los procedimientos de extracción y reducción fueron realizados de manera estándar utilizando IRAF. Al igual que en la región NIR, el perfil de distribución de luz de la galaxia es dominado por la emisión no resuelta del AGN. El propósito de los datos ópticos es complementar el espectro NIR para poder trazar el continuo óptico-NIR de esta fuente. No se detectó ninguna variación significativa (menos del 5%) en el nivel del continuo de las regiones de los espectros ópticos y NIR que se superponen ( $0.8\text{--}0.95 \mu\text{m}$ ).

### 5.2.2. La extinción interna en Mrk 1239 y la emisión del continuo

Para poder interpretar correctamente el intenso exceso de emisión NIR observado en Mrk 1239, primero es necesario corregir por enrojecimiento su continuo óptico-NIR. Para ello se utilizó como referencia el espectro de la galaxia NLS1 Ark 564, el cual es muy bien conocido y se asumió como típico de este tipo de objetos. Para cubrir la región óptica se empleó espectros calibrados en flujo, tomados con el espectrógrafo FOS del HST, y espectros SpeX IRTF para cubrir la región del infrarrojo (Contini et al. 2003).

Se comenzó corrigiendo los datos de Ark 564 por extinción Galáctica [ $E(B-V) = 0.03$ ] y extinción interna [ $E(B-V) = 0.14$ ]<sup>2</sup>. Para ello se utilizó la ley de extinción de Cardelli et al. (1989), con  $R_V = 3.1$ , y la tarea DEREDDEN del paquete NOAO de IRAF. Luego, asumiendo que la forma y la pendiente del continuo óptico de Ark 564 representa el continuo intrínseco de Mrk 1239, se desenrojeció el espectro observado de esta última [ya corregido por su correspondiente extinción Galáctica,  $E(B-V) = 0.0065$ ] en pequeños pasos, hasta que la forma de su continuo óptico coincidiera con la del continuo de Ark 564. Para ello fue necesario aplicar un enrojecimiento  $E(B-V) = 0.54$  mag, el cual fue tomado como el intrínseco de Mrk 1239. Nótese que, de haberse utilizado las líneas NIR de H I para determinar la extinción, se hubiese obtenido un valor de cero. El flujo medido de  $Br\gamma$  es  $2.76 \pm 0.20 \times 10^{-14}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, mientras que el de  $Pa\beta$  es  $1.91 \pm 0.10 \times 10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. Por lo tanto, el valor para la razón  $Br\gamma/Pa\beta$  es  $0.14 \pm 0.01$ , el cual es un poco menor que el valor intrínseco esperado en el Caso B de recombinación de 0.17. Esta inconsistencia puede ser explicada si, al igual que en el óptico, las líneas anchas de hidrógeno en el NIR tuvieran importantes desviaciones respecto del Caso B debido a efectos de transferencia colisionales y radiativos.

La figura. 5.4 muestra el espectro ya corregido por extinción de Mrk 1239, junto con el de Ark 564 para comparación. Puede observarse que, luego de haber sido desenrojecido, el espectro óptico de Mrk 1239 tiene la misma pendiente que el de Ark 564. Sin embargo, en la región NIR, los espectros de estas dos galaxias son muy diferentes. El espectro el NIR de Mrk 1239 está dominado por una prominencia ancha de emisión que está completamente ausente en Ark 564. Este “exceso de emisión” comienza alrededor de  $\sim 10000$  Å y alcanza su máximo en  $\sim 22000$  Å. En la figura. 5.4

<sup>2</sup>Estos valores de  $E(B-V)$  fueron determinados por Crenshaw et al. (2002).

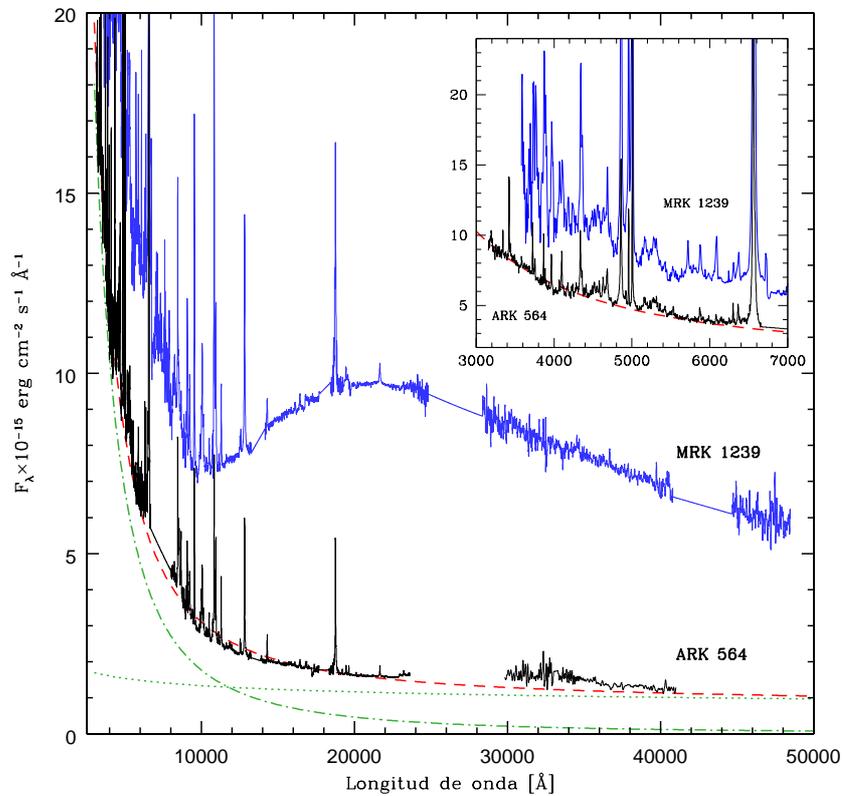


Figura 5.4: Comparación del espectro óptico-NIR de Mrk 1239, luego de haber sido corregido por  $E(B - V) = 0.54$ , con el de Ark 564. El recuadro interior muestra una ampliación en la región óptica de ambas galaxias. El continuo de Ark 564 fue modelado con la suma de dos leyes de potencia (línea roja de trazos): una que domina en la región óptica (línea verde de puntos y trazos) y otra que domina en el NIR (línea verde de puntos). Notar que, a diferencia de Ark 564, Mrk 1239 presenta un intenso exceso de emisión que comienza en  $\sim 10000 \text{ \AA}$  y alcanza su máximo en  $\sim 22000 \text{ \AA}$ .

también puede observarse que hay un quiebre en la pendiente del continuo alrededor de  $10000 \text{ \AA}$ . Si el continuo UV-óptico es bien descrito por una ley de potencias con la forma  $F_\lambda \propto \lambda^\alpha$ , la extrapolación de esta función hacia la región NIR no alcanza a explicar la emisión de continuo en esta región. En el caso de Ark 564, por ejemplo, donde la intensa prominencia no es observada, una ley de potencia adicional es requerida con el fin de reproducir la distribución espectral de energía NIR. Si consideramos el continuo de Ark 564 como típico de una galaxia NLS1, puede pensarse que el quiebre observado representa el fin del continuo atribuido a la fuente central (hacia el lado de las longitudes de onda mayores) y el comienzo de la

emisión térmica debida a granos de polvo. El hecho de que Ark 564 exhiba un bajo porcentaje de polarización (Goodrich 1989), tanto en las líneas como en el continuo, indica que la BLR de este objeto contiene poco polvo (hecho también confirmado por el pequeño valor derivado para la de extinción intrínseca). Esto significa que en Ark 564 estamos observando la forma verdadera que tiene en el NIR la componente usualmente llamada *gran prominencia azul* o *big blue bump*, la cual es hasta ahora esencialmente desconocida (Kishimoto et al 2005).

### 5.2.3. Las componentes del continuo NIR de Mrk 1239

El continuo exhibido por Mrk 1239 en el intervalo 0.8–4.9  $\mu\text{m}$  es complejo y más bien diferente al de otras galaxias NLS1 (ver ejemplos presentados en Rodríguez-Ardila et al. 2002). La comparación con el de Ark 564 es de hecho sorprendente.

Con el fin de caracterizar el continuo NIR de Mrk 1239 se utilizó como referencia el continuo NIR de Ark 564, el cual es mucho más simple. Para ello, utilizando la tarea *nfit1d* del paquete STSDA de IRAF, se ajustó a los datos una función compuesta descrita por la suma de dos leyes de potencia con la forma  $F_\lambda \propto \lambda^\alpha$ . Esta función fue seleccionada ya que era claro que una única ley de potencia no podía reproducir el continuo óptico-NIR. Al realizar el ajuste, se tuvo especial cuidado en excluir las regiones espectrales que contenían líneas de emisión. En la figura 5.4 se muestran los resultados de este ajuste. Los índices espectrales derivados para la región óptica y NIR son  $\alpha_{\text{opt}} = -1.93$  y  $\alpha_{\text{NIR}} = -0.2$ , respectivamente. En la figura 5.4 se puede ver que esta función compuesta no es capaz de describir el continuo de Mrk 1239 en la región 1–4  $\mu\text{m}$ . El intenso exceso de emisión que se levanta sobre el nivel predicho por la suma de las leyes de potencia óptica y NIR claramente indica la necesidad de una componente adicional.

Una inspección visual de la forma general de la prominencia observada en Mrk 1239 sugiere que ésta se asemeja a una distribución de cuerpo negro. Con el fin de poner a prueba esta hipótesis, se ajustó al espectro óptico-NIR observado una función compuesta, descrita por la suma de dos leyes de potencia y una curva de Plank. Restricciones adicionales al ajuste fueron impuestas incluyendo puntos fotométricos en las bandas *L* (3.5  $\mu\text{m}$ ) y *N* (10.5  $\mu\text{m}$ ), los cuales fueron tomados de la literatura (Spinoglio et al. 1995; Maiolino et al 1995). Para el ajuste, los índices de las leyes de potencia fueron fijados a los valores obtenidos para Ark 564 (ver más arriba), mientras que la temperatura y la amplitud de la ley de cuerpo negro fueron

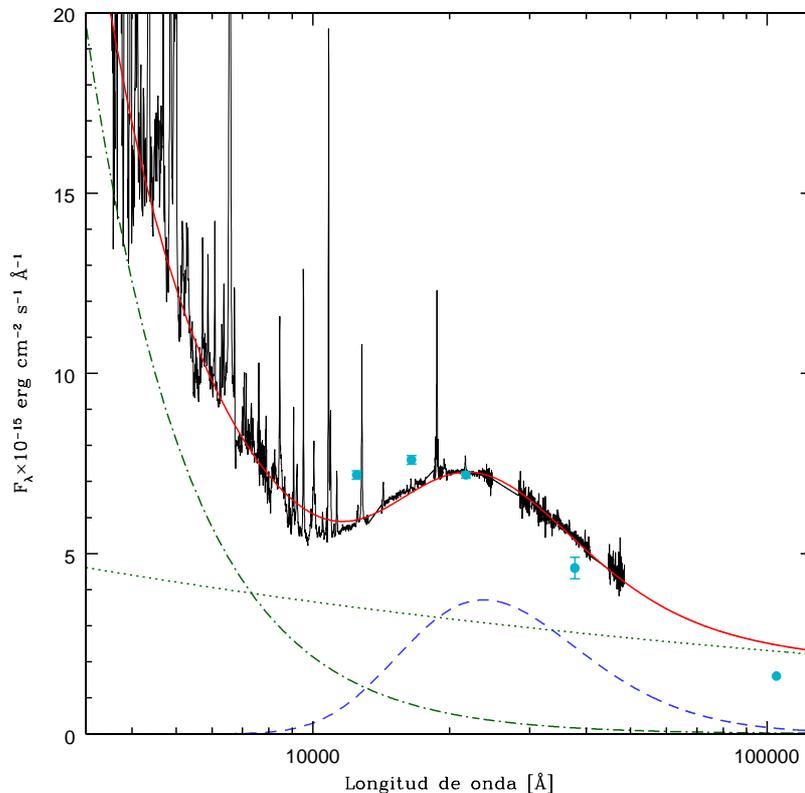


Figura 5.5: SED óptica, NIR y MIR intrínseca de Mrk 1239. Los círculos corresponden a datos fotométricos tomados de 2MASS (bandas  $J$ ,  $H$  y  $K$ ) y de la literatura para las regiones  $L$  y  $N$ . Las curvas verdes de puntos-trazos y puntos corresponden a las funciones de leyes de potencia ópticas y NIR, respectivamente, encontradas para Ark 564. La curva azul de trazos es la distribución de cuerpo negro de  $T_{bb}=1210$  K que mejor reproduce la prominencia NIR. La línea roja gruesa representa la suma de estas tres componentes.

dejadas como parámetros libres. Los resultados, mostrados en la figura 5.5, muestran que una función compuesta, con una temperatura de cuerpo negro  $T_{bb} = 1210$  K, provee una descripción excelente del exceso de emisión sobre las dos leyes de potencia. Debe notarse aquí que se prefirió utilizar una ley de cuerpo negro en lugar de una ley de cuerpo gris debido al menor número de parámetros libres que requiere la primera función. En ausencia de evidencia observacional que justifique el uso de una función más compleja, se eligió la que ofrece una solución adecuada manteniendo un mínimo número de parámetros a ajustar.

### ¿Cuál es el origen de cada una de estas tres componentes?

La ley de potencia que domina la región óptica puede ser asociada con el extremo hacia longitudes de onda mayores de la componente del continuo UV-óptico, es decir, la *big blue bump*. Como se mencionó en la sección 5.1, se cree que esta componente es emitida por un disco de acreción que rodea el agujero supermasivo central (Malkan et al. 1983; Zheng et al. 1997; Constantin & Shields 2003). Por otro lado, la ley de potencia que domina el NIR está probablemente asociada al extremo azul del exceso infrarrojo mucho más amplio que domina la región infrarroja de la SED de AGNs, usualmente atribuida a polvo frío, con temperaturas  $T \sim 40-80$  K (Edelson & Malkan 1986). Este exceso tiene un máximo en  $60 \mu\text{m}$ , y ha sido observado previamente en Mrk 1239 (Heisler & De Robertis 1999). La tercera componente, la cual es bien descrita por una función de Plank con temperatura  $T \sim 1200$  K, será examinada en detalle en la siguiente sección. Desafortunadamente, la falta de estudios espectroscópicos de un gran número de AGNs en el NIR no permite determinar si esta característica presentada por Mrk 1239 es común en galaxias Seyfert. Los únicos reportes hasta la fecha de un rasgo similar provienen de observaciones espectroscópicas de IZw1 (Rudy et al. 2000), Mrk 478 (Rudy et al. 2001), Mrk 766 (Rodríguez-Ardila et al. 2005), NGC 7582 (Riffel et al. 2009a), NGC 4151 (Riffel et al. 2009b) y Mrk 1066 (Riffel et al. 2010), en las cuales se observa un exceso de emisión respecto del continuo subyacente hacia longitudes de onda mayores de  $1.3 \mu\text{m}$ . Sin embargo, a excepción de Mrk 766, los datos se limitan a longitudes de onda menores que  $2.4 \mu\text{m}$  y, por lo tanto, no es posible decir qué sucede más allá de ese punto. Lamentablemente, esta componente no es lo suficientemente ancha para que sea detectada fácilmente en estudios fotométricos de banda ancha, como los basados en observaciones con IRAS, por ejemplo. Sin embargo, su presencia puede ser confirmada por medio de fotometría 2MASS. En la figura 5.5 se graficaron los flujos reportados para Mrk 1239 en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K$  (círculos celestes). Estos datos fueron tomados de la base de datos NED. No hay datos fotométricos disponibles en el óptico. Puede verse como, en general, los puntos fotométricos siguen el exceso NIR. La pequeña sobrestimación de los flujos fotométricos en  $J$  y  $H$  respecto del espectroscópico ( $\sim 16\%$ ), puede deberse a las líneas de emisión de H I y He I y, probablemente, a emisión continua subyacente proveniente de la galaxia anfitriona.

### 5.2.4. La hipótesis de polvo caliente

La representación adecuada de la prominencia NIR por una distribución de cuerpo negro lleva a suponer que ésta es debida a emisión de granos de polvo caliente. La temperatura derivada del ajuste ( $T_{bb} = 1210$  K) es cercana a la temperatura de evaporación de los granos de grafito ( $T \sim 1500$  K) y mayor que la temperatura de sublimación de los granos de silicato ( $T \sim 1000$  K, Granato & Danese 1994). Considerando que la resolución espacial de los datos presentados aquí se limita a los  $\sim 380$  pc, es muy posible que polvo a temperaturas mayores exista más cerca de la fuente central, descartando así la posibilidad de silicatos como la componente principal de granos de polvo nuclear.

Utilizando la temperatura del cuerpo negro como la temperatura promedio de los granos de grafito, y el flujo en la banda  $K$  de  $5.93 \times 10^{-25}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  Hz $^{-1}$  en  $2.2 \mu\text{m}$  encontrado para la componente de cuerpo negro luego de haber abstraído las leyes de potencias subyacentes, es posible realizar una estimación aproximada de la masa de polvo asociada a la prominencia NIR. La luminosidad espectral IR, en erg s $^{-1}$  Hz $^{-1}$ , de un grano de grafito es

$$L_{\nu,ir}^{gr} = 4\pi a^2 \pi Q_{\nu} B_{\nu}(T_{gr}), \quad (5.1)$$

donde  $a$  es el radio del grano de polvo,  $Q_{\nu} = q_{ir}\nu^{\gamma}$  es la eficiencia de absorción de los granos y  $B_{\nu}(T_{gr})$  es la función de Planck para un grano a una temperatura  $T_{gr}$  (Barvaris 1987). Adoptando un valor de  $a = 0.05 \mu\text{m}$  para los granos de grafito y  $Q_{\nu} = 0.058$  (Barvaris 1987), y fijando  $T_{gr} = 1200$  K, se encuentra que  $L_{\nu,ir}^{gr} = 9.29 \times 10^{-18}$  erg s $^{-1}$  Hz $^{-1}$ .

El número total de granos emisores (polvo caliente) puede ser aproximado como

$$N_{HD} \approx L_{NIR} / L_{\nu,ir}^{gr}. \quad (5.2)$$

Finalmente, para granos de grafitos con una densidad  $\rho_g = 2.26$  g cm $^{-3}$ , la masa total de polvo caliente ( $M_{HD}$ ) está dada por

$$M_{HD} = 4.12a^3 N_{HD} \rho_g. \quad (5.3)$$

A la distancia de 79.7 Mpc en que se encuentra Mrk 1239, y utilizando las ecuaciones anteriores, se obtiene un número total de granos emisores  $N_{HD} = 4.51 \times 10^{46}$  y una masa total de polvo caliente  $M_{HD} = 2.7 \times 10^{-2} M_{\odot}$ .

Tabla 5.1: Masas de polvo caliente encontradas en AGNs

Galaxia	Masa ( $M_{\odot}$ )	Referencia
Mrk 1239	$2.7 \times 10^{-2}$	Este trabajo
NGC 7469	$5.2 \times 10^{-2}$	Marco & Alloin 1998
Fairall 9	$2.0 \times 10^{-2}$	Clavel et al. 1989
NGC 3783	$2.5 \times 10^{-3}$	Glass 1992
Mrk 766	$2.1 \times 10^{-3}$	Rodríguez-Ardila et al. 2005
NGC 1566	$7.0 \times 10^{-4}$	Baribaud et al. 1992
NGC 4151	$6.9 \times 10^{-4}$	Riffel et al. 2009b
NGC 7582	$2.8 \times 10^{-3}$	Riffel et al. 2009a
Mrk 1066	$1.4 \times 10^{-2}$	Riffel et al. 2010

En la tabla 5.1 se muestra una comparación de la masa de polvo caliente derivada para Mrk 1239 con las encontradas en otros AGNs. Los cálculos realizados en este trabajo muestran que Mrk 1239 contiene la segunda mayor masa de polvo caliente reportada en la literatura para un AGN hasta la fecha, sólo superada por la de NGC 7469. Sin embargo, debe notarse que, a excepción de Mrk 766, NGC 4151, NGC 7582 y Mrk 1066, todas las otras determinaciones previas se basan en datos fotométricos, los cuales no tienen en cuenta el continuo subyacente que se substrajo en el caso de Mrk 1239. Si, en lugar de haber substraido las componentes de leyes de potencia, se hubiese utilizado el flujo correspondiente al pico del continuo, hubiésemos obtenido un valor para la masa de  $5.3 M_{\odot}$ , poniendo así a Mrk 1239 como el AGN con el mayor contenido de polvo caliente que se ha encontrado hasta la fecha.

La presencia de polvo cerca de su temperatura de sublimación en Mrk 1239 ha sido predicha por modelos de emisión de polvo. De hecho, el comienzo en  $1 \mu\text{m}$  de la intensa prominencia ancha, con un máximo en  $60 \mu\text{m}$ , ha sido fijado por la temperatura de sublimación de los granos de grafito,  $T \sim 1500 \text{ K}$ . Sin embargo, por qué existe en Mrk 1239 tal cantidad de polvo caliente, el cual es capaz de crear un notorio “hombro” en la prominencia más ancha IR atribuida a polvo tibio, no puede ser deducido de nuestros datos.

Respecto a la ubicación del polvo caliente, el tamaño de apertura utilizada para obtener los datos de Mrk 1239 analizados aquí indica que éste debe encontrarse dentro de los 380 pc más internos. Sin embargo, la alta temperatura derivada para el polvo permite imponer restricciones aún más precisas a su ubicación. En la figura 5.6 se

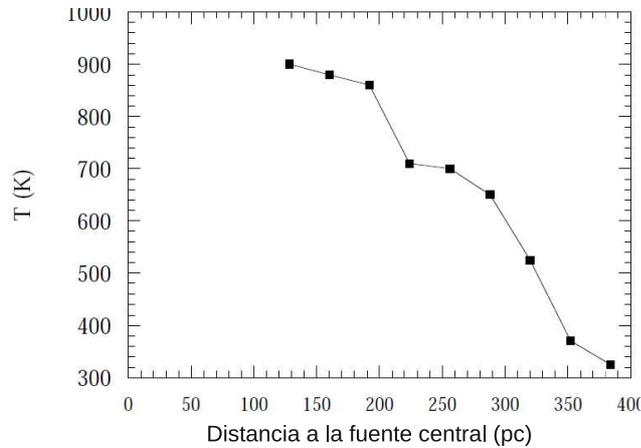


Figura 5.6: Temperatura del polvo como función de la distancia a la fuente central de NGC 7469. Versión modificada de la figura 3 de Marco & Alloin (1998).

muestra la temperatura del polvo en función de la distancia al núcleo para la galaxia Seyfert 1 NGC 7469 (Marco & Alloin 1998). Asumiendo que el polvo de Mrk 1239 tiene las mismas propiedades que el de NGC 7469 y, por lo tanto, que la distribución de temperaturas en función de la distancia de la figura 5.6 es también válida para Mrk 1239, la temperatura derivada para el polvo de esta última indica que éste debe localizarse en los 100 pc más internos. Soporte adicional para el tamaño de esta región puede obtenerse siguiendo los resultados obtenidos por Marco & Alloin (2000) para NGC 1068. Estos autores concluyeron que el polvo caliente ( $T_{\text{gr}} = 1500$  K) debe estar confinado y localizado en una región con un radio menor a 4 pc. Si bien la ubicación precisa del polvo caliente no puede ser derivada con los datos analizados aquí, ambos escenarios están de acuerdo con el modelo de dispersión polar propuesto por Smith et al. (2004). Es probable que el efecto combinado del polvo caliente asociado con las capas más externas del toro y el polvo caliente del cono de dispersión polar contribuyan al aumento de la prominencia observada en Mrk 1239. De hecho, imágenes en  $10 \mu\text{m}$  presentadas por Gorjian et al. (2004) muestran evidencias claras de emisión brillante extendida con una estructura de forma cónica, con el ápex del cono localizado en el núcleo. Si bien en los datos presentados aquí no se observan evidencias de esta estructura, puede especularse que la componente de polvo más caliente debería contribuir a la prominencia observada. Sin duda, estos resultados proveen una evidencia espectroscópica clara de la presencia de polvo caliente en AGNs y muestra el potencial que tiene la espectroscopia NIR para revelar esta componente.

Si el exceso NIR intenso observado en Mrk 1239 es realmente emisión térmica de

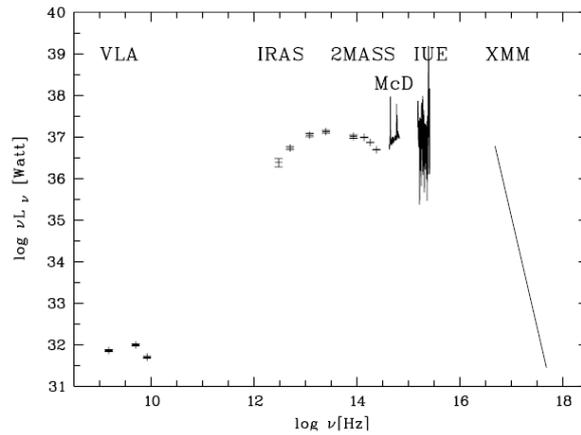


Figura 5.7: Distribución espectral de energía de Mrk 1239. Figura tomada del trabajo de Grupe et al. (2004).

polvo muy caliente, uno puede preguntarse por qué vemos la emisión a una única temperatura si uno esperaría que fuera en un rango amplio de temperaturas. En ese caso, el exceso NIR debería parecerse a la suma de curvas de cuerpo negro de temperaturas decrecientes. Esta pregunta puede ser respondida analizando la SED de Mrk 1239 mostrada en la figura 5.7, la cual corresponde al trabajo de Grupe et al. (2004). En ésta puede verse que la emisión IR de Mrk 1239 es en gran parte dominada por una prominencia más intensa con máximo en  $60 \mu\text{m}$ , indicando que un intervalo grande de temperaturas de polvo domina la mayoría de la emisión IR sobre el caliente.

### 5.3. Resumen

En este capítulo se reportó el primer descubrimiento de un *bump* aislado de emisión en el NIR en la galaxia NLS1 Mrk 1239. El continuo aumenta abruptamente hacia longitudes de onda mayores más allá de  $1 \mu\text{m}$ , con un máximo en  $2.2 \mu\text{m}$ , donde comienza a disminuir suavemente con la longitud de onda. Este exceso de emisión domina la región entre  $1\text{--}5 \mu\text{m}$ .

Luego de comparar el continuo óptico de Mrk 1239 con el de Ark 564, se encontró que la emisión continua de Mrk 1239 se encuentra enrojecida por un valor  $E(B - V) = 0.54$ , el cual es relativamente grande respecto a lo observado en objetos tipo 1. Este resultado está en acuerdo con los datos polarimétricos de esta galaxia, los cuales sugieren que la luz proveniente del núcleo es dispersada por polvo que se

encuentra localizado en las regiones polares del sistema nuclear.

Para reproducir adecuadamente el continuo óptico–IR observado de Mrk 1239 fue necesario incluir una función de Plank correspondiente a una temperatura  $T = 1200$  K para dar cuenta del importante exceso de emisión respecto del continuo subyacente descrito por una ley de potencia. Este exceso es interpretado en términos de polvo muy caliente, que se encuentra cerca de su temperatura de sublimación, muy probablemente localizado en las capas superiores del toro y cerca del ápex de las regiones de dispersión polares. A partir de la emisión observada se calculó la masa total de polvo caliente en los parsecs más internos de esta galaxia, obteniendo un valor  $M_{\text{HD}} = 2.7 \times 10^{-2} M_{\odot}$ . Este valor pone a Mrk 1239 en el segundo lugar de los AGNs con mayor masa de polvo caliente medida en sus núcleos.

Si esta hipótesis es correcta entonces Mrk 1239 provee evidencia espectroscópica adicional de la presencia del toro putativo del modelo unificado de AGNs.

# Capítulo 6

## Comentarios finales

Cuando se comienza un trabajo de investigación el objetivo principal es siempre contestar un conjunto concreto de preguntas. Sin embargo, a medida que el estudio progresa, rápidamente nos damos cuenta que las respuestas vienen acompañadas de nuevas preguntas, las cuales nos motivan y entusiasman para continuar trabajando. Esta tesis no es la excepción. Nos propusimos estudiar las componentes más internas de las galaxias activas a partir del análisis de la emisión continua y de las CLs. La región donde son emitidas estas últimas es la más cercana a la fuente central que puede ser resuelta con los instrumentos ópticos e infrarrojos actuales y, por lo tanto, proporcionan información invaluable sobre los procesos energéticos que ocurren en el centro de los AGNs. Entre las principales preguntas planteadas se encuentran: ¿dónde son emitidas las CLs?, ¿existe alguna relación entre su emisión y el tipo de galaxias Seyfert estudiadas?, ¿están éstas asociadas a *outflows* nucleares?, ¿qué relación tienen con los jets observados en radio en los núcleos de las galaxias?. A continuación se resumen los principales resultados y conclusiones derivados de este análisis.

### Las líneas coronales en AGNs

Si bien la presencia de CLs en los espectros de las galaxias activas es un hecho bien conocido, su estudio ha sido obstaculizado principalmente por la pequeña extensión de las regiones en las que son emitidas, las cuales generalmente no pueden ser resueltas con telescopios limitados por *seeing*. Debido a esto, un avance importante en la comprensión de estas líneas es posible a partir de su estudio mediante espectroscopia de alta resolución espacial.

En la región visible, la más alta resolución espacial posible hasta la fecha es obtenida con el HST. Por lo tanto, nos embarcamos en un programa para estudiar la CLR de manera resuelta seleccionando del archivo del HST AGNs locales observados con STIS que presentan CLs en sus espectros. Los espectros de la muestra final, compuesta por diez galaxias Seyfert, permitieron por primera vez el estudio simultáneo de CLs con  $100 < IP < 504$  eV de manera espacialmente resuelta. A continuación se describen las principales características de las CLs encontradas en este trabajo:

- Las CLs, en especial las caracterizadas por los menores potenciales de ionización como [Ne V] y [Fe VII], presentan distribuciones de flujo muy similares a las líneas de baja ionización. Éstas son emitidas en regiones de apenas unos pocos parsecs ( $< 10$  pc) hasta regiones que abarcan hasta 230 pc de radio, siendo las CLs con mayores potenciales de ionización (e.g. [Fe XI], [S XII]) las que provienen de regiones más compactas. La compacidad de la CLR es consistente con que la mayor parte de la emisión de CLs se originan entre la BLR y la NLR, extendiéndose bien entrada la NLR en el caso de [Fe VII] y [Ne V].
- En general los perfiles de las CLs muestran fuertes asimetrías que varían con la distancia al núcleo. En varios casos se observan líneas con dos componentes claramente separadas, e incluso en algunos casos varias componentes contribuyen localmente a la complejidad de sus perfiles. En general, las CLs siguen curvas de velocidad similares a las de [O III], con velocidades relativas a la velocidad sistémica de la galaxia, tanto positivas como negativas, que alcanzan típicamente  $500 \text{ km s}^{-1}$ .
- Se encontró que características comúnmente aceptadas sobre las CLs, como que sus perfiles son más anchos y sus máximos están desplazados hacia el azul respecto de las líneas con menor potenciales de ionización, no son válidas cuando se utiliza resolución espacial alta. Se observaron variaciones en el ancho y la posición del pico de las líneas de un punto al siguiente a lo largo de la dirección espacial, sin seguir ninguna tendencia en particular.
- El estado de ionización del gas, la extensión de la CLR y la intensidad de las CLs no parece depender de la emisión extendida de rayos-X suaves observada en algunos objetos o con el tipo de galaxia Seyfert estudiada. No obstante, hay

que tener en cuenta que esto es derivado a partir de unos pocos objetos. Para poder realizar una conclusión más certera es necesario extender este estudio a un mayor número de objetos incluyendo, en particular, galaxias Seyfert tipo 1.

- La presencia o ausencia de CLs, su intensidad y su cinemática no parecen escalar de ninguna manera obvia y fuerte con las propiedades de radio (posición de los nódulos de los jets).
- Si bien no es posible descartar completamente la contribución de choques en la formación de las CLs, las evidencias encontradas sugieren que la fotoionización por una fuente central es el mecanismo principal de formación de las CLs.

Teniendo en cuenta que la espectroscopia de ranura larga limita la información que es posible obtener a una dirección particular, el estudio de las CLs fue profundizado para el caso de la galaxia Seyfert 2 NGC 1068 a partir de datos de espectroscopia de campo integral en las bandas J (1.15–1.31  $\mu\text{m}$ ) y K (1.92–2.51  $\mu\text{m}$ ). Estos fueron obtenidos en el telescopio de 8.1 m Gemini Norte con el espectrógrafo de campo integral NIFS, operando conjuntamente con el módulo de óptica adaptativa ALTAIR, permitiendo obtener resoluciones espaciales similares a las logradas HST pero con una cobertura espacial total de los  $350 \times 350$  pc más internos de esta galaxia. A partir de estos fue posible tener una visión 3D de la CLR de NGC 1068, a través de la construcción de un mapa detallado del material emisor que rodea al núcleo. Los principales resultados acerca de la morfología, cinemática y propiedades físicas del gas emisor de CLs en NGC 1068 pueden resumirse de la siguiente manera:

- La morfología de las CLs en NGC 1068 es muy inhomogénea y asimétrica. Su emisión es elongada en la dirección NE–SW, con las regiones más brillantes localizadas preferentemente hacia el NE del núcleo. Esta morfología es compartida por las líneas de más baja ionización de hidrógeno y [O III]  $\lambda 5007$ , sugiriendo un origen común.
- Las CLs son emitidas por gas con amplios rangos de velocidad, alcanzando valores relativos a la velocidad de la galaxia de más de  $1000 \text{ km s}^{-1}$ . Se observa una tendencia general al gas localizado al NE del núcleo a tener velocidades negativas y el gas hacia el SW a tener velocidades positivas.
- A partir de la comparación de los mapas de emisión y los mapas de canales de velocidad con la emisión en radio se encontró que la morfología y la cinemática

del gas emisor de CLs están relacionadas con el jet nuclear observado en radio en el núcleo de esta galaxia. Esto, junto con la estructura de ionización observada en el núcleo de esta galaxia sugieren que choques asociados con el jet sí contribuyen en la formación de sus CLs.

### La emisión continua de Mrk 1239

La evidencia observacional de emisión térmica NIR a temperaturas cercanas a la de evaporación del grafito en galaxias Seyfert 1 provee un fuerte soporte a la presencia de un toro de polvo y, por lo tanto, a los modelos unificados de AGNs. En el trabajo aquí presentando se muestra la evidencia más significativa reportada hasta la fecha de un exceso de emisión continua en el NIR. Éste corresponde al exhibido por la galaxia NLS1 Mrk 1239, el cual domina la región entre 1–5  $\mu\text{m}$ . El continuo de esta galaxia aumenta abruptamente hacia longitudes de onda mayores de 1  $\mu\text{m}$ , con un máximo en 2.2  $\mu\text{m}$ , donde comienza a disminuir suavemente con la longitud de onda. Para reproducir adecuadamente este exceso de emisión se utilizó una función de Plank correspondiente a una temperatura  $T = 1200$  K. Este exceso es interpretado en términos de polvo muy caliente, que se encuentra cerca de su temperatura de sublimación, muy probablemente localizado en las capas superiores del toro y cerca del ápex de las regiones de dispersión polares. Si esta hipótesis es correcta entonces Mrk 1239 provee evidencia espectroscópica adicional de la presencia del toro putativo del modelo unificado de AGNs.

### Perspectivas futuras

De lo analizado en este trabajo es claro que el uso de observaciones con alta resolución espacial permite obtener una visión sin precedentes de los procesos físicos involucrados en la emisión observada de los AGNs. La utilización de espectroscopia IFU operando conjuntamente con sistemas de óptica adaptativa es cada vez más usual, revelando con detalle las partes más internas de las galaxias activas. Para lograr una mejor comprensión de éstas, es necesario expandir el trabajo presentado aquí a un mayor número de objetos, de manera de obtener un escenario físico más completo. La experiencia adquirida en el desarrollo de esta tesis será de gran utilidad para estos análisis.

En el caso particular de las CLs, es importante incluir en el análisis un mayor

número de objetos Seyfert tipo 1 para confirmar que las propiedades observadas de las CLs no dependen de efectos de orientación. Por otro lado, la comparación de los datos NIFS de NGC 1068 presentados en esta tesis con, por ejemplo, los de una galaxia como Circinus, la cual presenta intensas CLs pero no emisión importante en radio, ayudará a discernir el nivel de importancia que juegan los choques en la emisión de CLs. Además, se realizará un análisis cuantitativo comparando modelos cinemáticos detallados con las observaciones de NGC 1068 presentadas en este trabajo, a partir de los cuales se espera obtener una respuesta concluyente sobre la compleja cinemática que caracteriza el gas nuclear de NGC 1068.

Se pretende también extender el estudio realizado para el caso de Mrk 1239 a la galaxia NGC 1068. Los datos NIFS presentados en esta tesis muestran que esta última exhibe un *bump* en su continuo infrarrojo similar, aunque de menor intensidad, al observado en Mrk 1239. Aprovechando la resolución espacial provista por los datos NIFS se espera obtener una mejor restricción en la ubicación del polvo caliente en el núcleo de esta galaxia.

Debe tenerse en cuenta que los datos IFUs requieren técnicas de reducción y análisis muy complejas, que en la actualidad no han sido completamente desarrolladas. La falta de herramientas que permitan realizar el análisis de tal cantidad de información de una manera rápida y eficaz es el primer obstáculo con que uno se encuentra al comenzar a trabajar con este tipo de datos. Para poder realizar el trabajo aquí presentado se desarrollaron códigos que permitieron agilizar la medición de las líneas de emisión observadas. Estos todavía pueden ser mejorados incluyendo, por ejemplo, interfaces que permitan manipular los datos individualmente cuando sea necesario. Se espera que una versión extendida de estos códigos sea puesta a disposición de la comunidad astronómica.

# Apéndice A

## Figuras adicionales

Las figuras A.1–A.4 de este apéndice muestran los mapas de canales de velocidad de las líneas de [Si VI] y [Si VII] (descritos en detalle en la sección 4.5) con los contornos de emisión en 6 cm observados con MERLIN y VLA superpuestos. En la parte superior derecha de cada panel se indica la velocidad relativa a la velocidad sistémica de la galaxia correspondiente al centro del intervalo integrado (en unidades de kilómetros por segundo). Los valores positivos (negativos) corresponden a velocidades mayores (menores) que la velocidad sistémica de la galaxia. La orientación y la escala espacial son las mismas que las de la figura 4.4. Estos mapas son complementarios a los mostrados en las figuras 4.7 y 4.8.

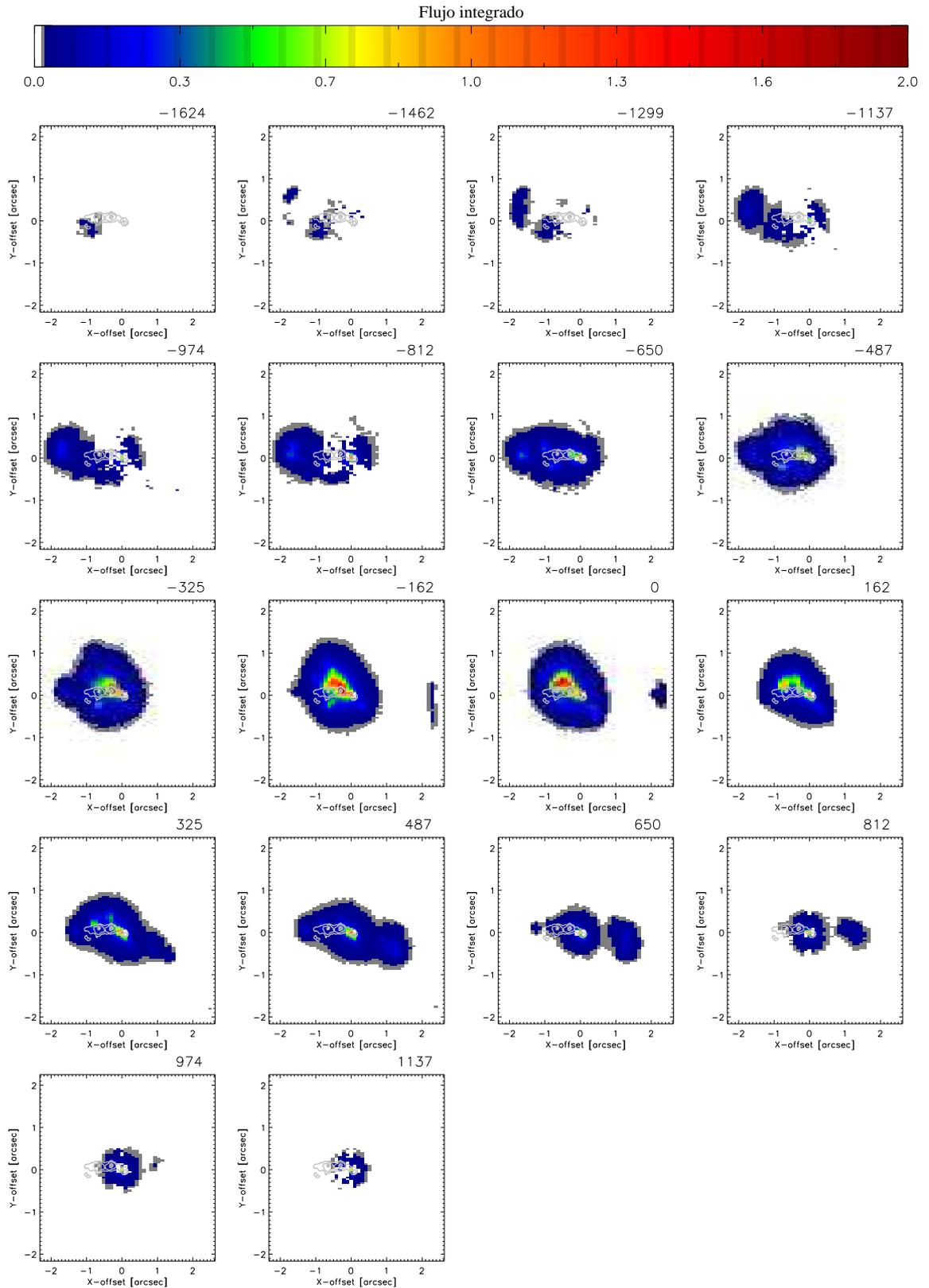


Figura A.1: Mapas de canales de velocidad de la línea [Si VI] con los contornos de radio observados con MERLIN superpuestos.

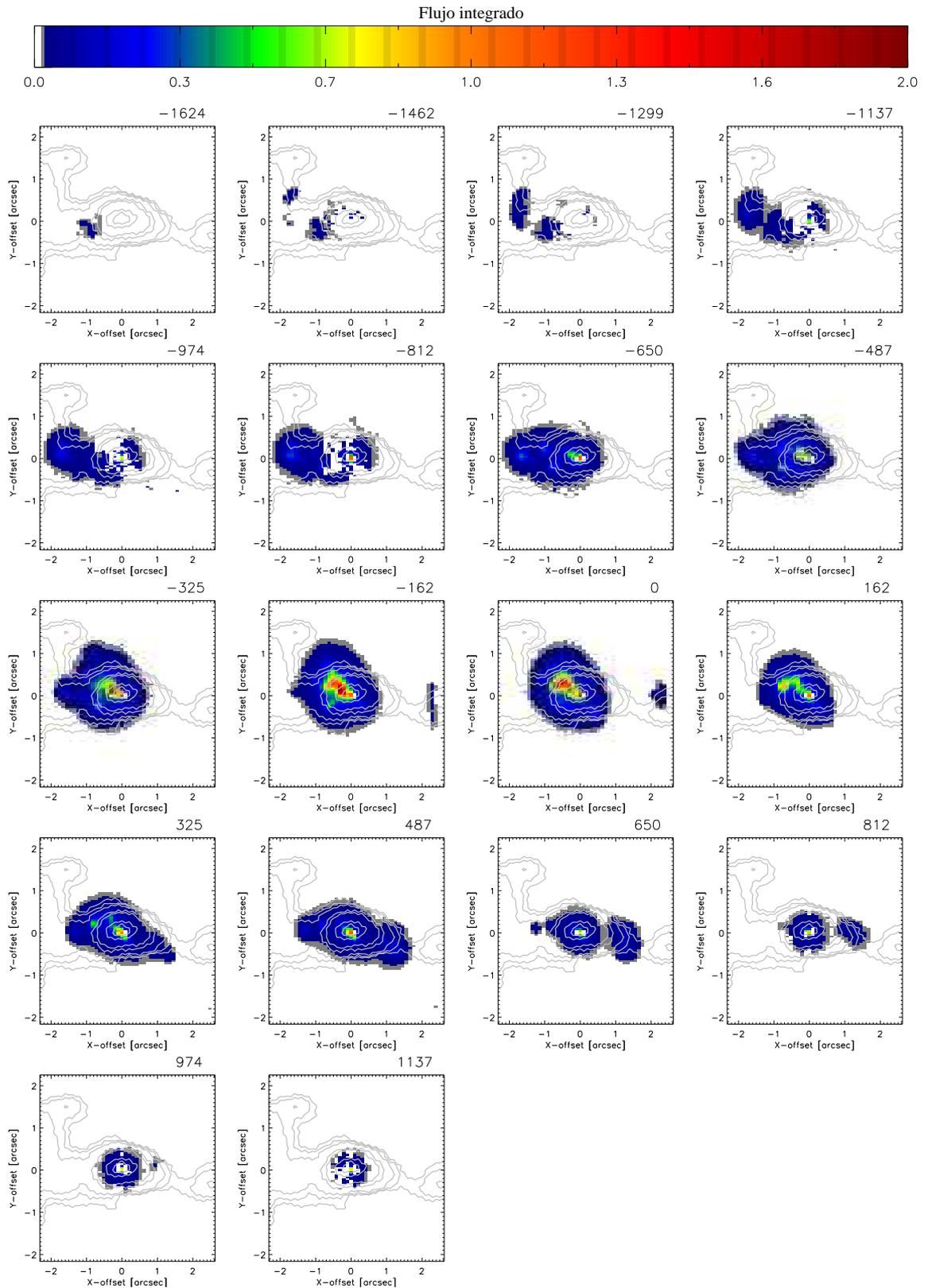


Figura A.2: Mapas de canales de velocidad de la línea  $[\text{Si VI}]$  con los contornos de radio observados con VLA superpuestos.

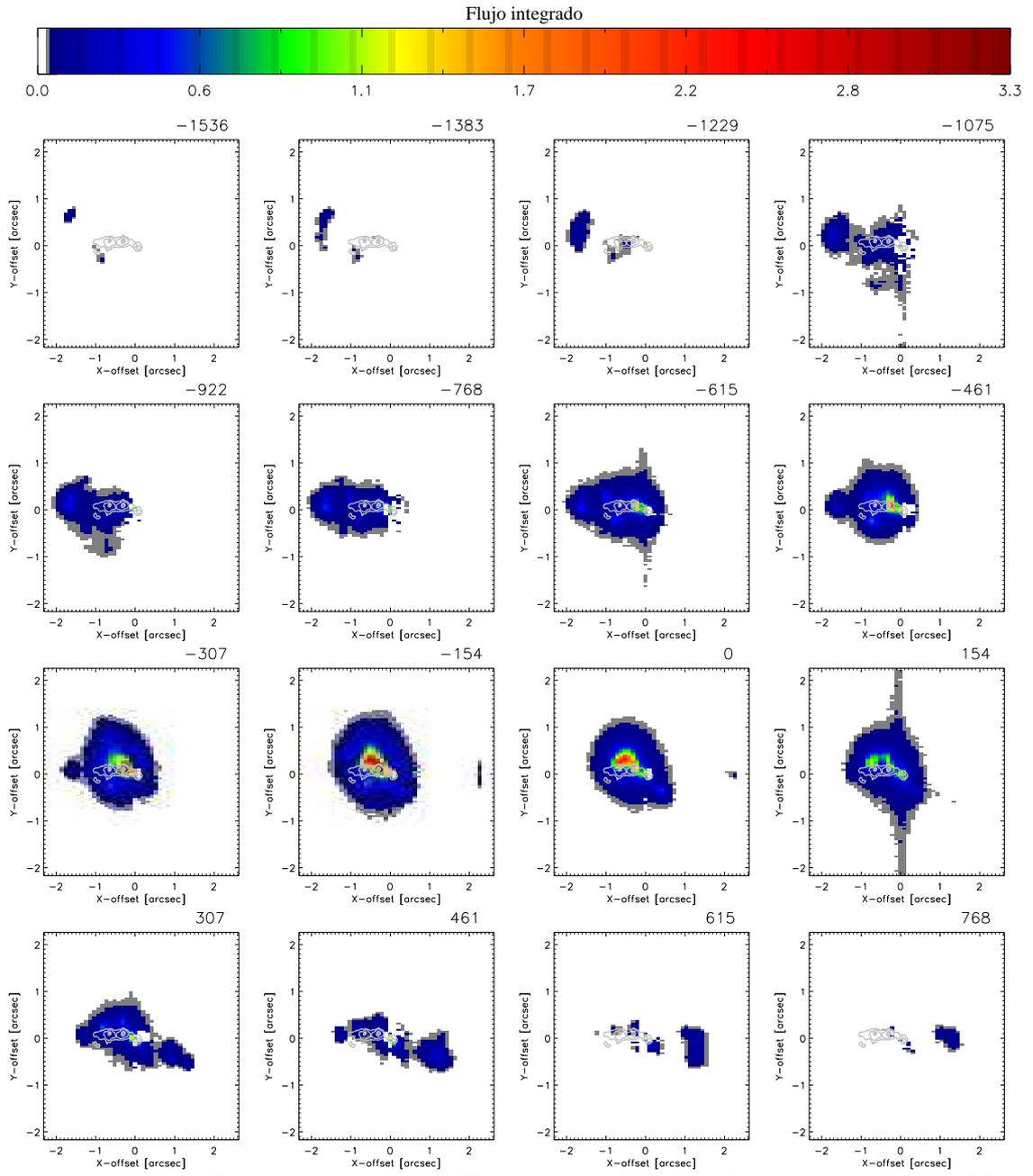


Figura A.3: Mapas de canales de velocidad de la línea [Si VII] con los contornos de radio observados con MERLIN superpuestos.

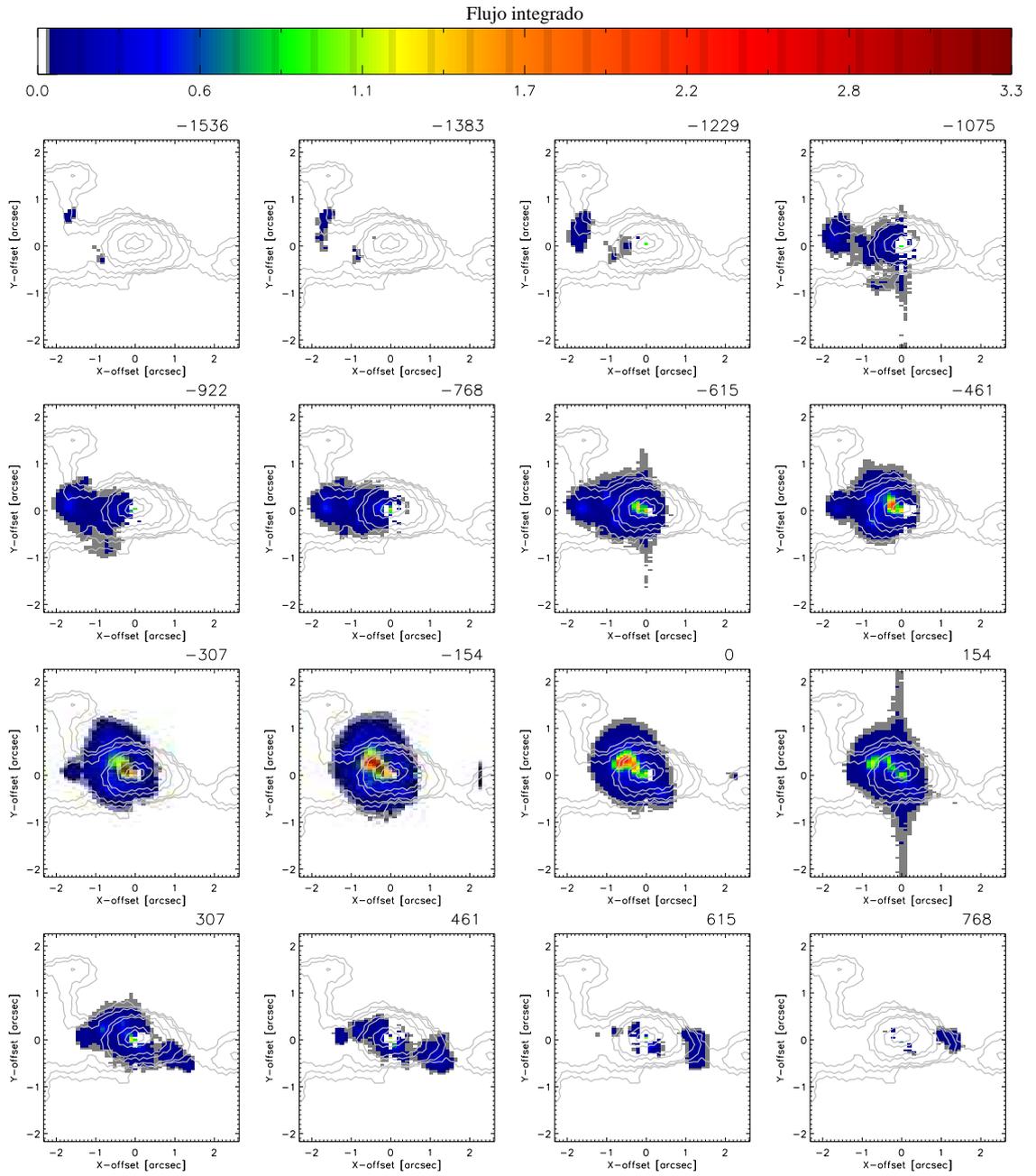


Figura A.4: Mapas de canales de velocidad de la línea [Si VII] con los contornos de radio observados con VLA superpuestos.

# Referencias

- Allington-Smith, J. R., Content, R., & Haynes, R. 1998, Proc. SPIE, 3355, 196
- Almudena Prieto, M., Marco, O., & Gallimore, J. 2005, MNRAS, 364, L28
- Alonso-Herrero, A., Quillen, A. C., Rieke, G. H., Ivanov, V. D., & Efstathiou, A. 2003, AJ, 126, 81
- Antonucci, R., Hurt, T., & Miller, J. 1994, ApJ, 430, 210
- Appenzeller, I., & Oestreicher, R. 1988, AJ, 95, 45
- Arp, H. 1966, ApJS, 14, 1
- Axon, D. J., Marconi, A., Capetti, A., Maccetto, F. D., Schreier, E., & Robinson, A. 1998, ApJ, 496, L75
- Axon, D. J., Marconi, A., Macchetto, F. D., Capetti, A., & Robinson, A. 1997, Ap&SS, 248, 69
- Baribaud, T., Alloin, D., Glass, I., & Pelat, D. 1992, A&A, 256, 375
- Barvainis, R. 1987, ApJ, 320, 537
- Beckers, J. M. 1993, ARA&A, 31, 13
- Bedregal, A. G., Colina, L., Alonso-Herrero, A., & Arribas, S. 2009, ApJ, 698, 1852
- Best, P. N., Röttgering, H. J. A., & Lehnert, M. D. 1999, MNRAS, 310, 223
- Binette, L. 1998, MNRAS, 294, L47
- Binette, L., Wilson, A. S., & Storchi-Bergmann, T. 1996, A&A, 312, 365
- Binette, L., Wilson, A. S., Raga, A., & Storchi-Bergmann, T. 1997, A&A, 327, 909

- Bland-Hawthorn, J., Lumsden, S. L., Voit, G. M., Cecil, G. N., & Weisheit, J. C. 1997, *Ap&SS*, 248, 177
- Boller, T., Brandt, W. N., & Fink, H. 1996, *A&A*, 305, 53
- Brandt, W. N., Pounds, K. A., & Fink, H. 1995, *MNRAS*, 273, L47
- Brodie, J., Willick, J. A., Bowyer, S., & Henry, J. P. 1987, *AJ*, 93, 1054
- Buta, R. 1990, *ApJ*, 351, 62
- Capetti, A., Axon, D. J., Macchetto, F., Sparks, W. B., & Boksenberg, A. 1996, *ApJ*, 469, 554
- Capetti, A., Axon, D. J., & Macchetto, F. D. 1997, *ApJ*, 487, 560
- Capetti, A., Axon, D. J., Macchetto, F. D., Marconi, A., & Winge, C. 1999, *ApJ*, 516, 187
- Capetti, A., Macchetto, F., Axon, D. J., Sparks, W. B., & Boksenberg, A. 1995, *ApJ*, 448, 600
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Cecil, G., Dopita, M. A., Groves, B., Wilson, A. S., Ferruit, P., Pécontal, E., & Binette, L. 2002, *ApJ*, 568, 627
- Clavel, J., Wamsteker, W., & Glass, I. S. 1989, *ApJ*, 337, 236
- Collins, N. R., Kraemer, S. B., Crenshaw, D. M., Bruhweiler, F. C., & Meléndez, M. 2009, *ApJ*, 694, 765
- Collins, N. R., Kraemer, S. B., Crenshaw, D. M., Ruiz, J., Deo, R., & Bruhweiler, F. C. 2005, *ApJ*, 619, 116
- Constantin, A., & Shields, J. C. 2003, *PASP*, 115, 592
- Contini, M., Rodríguez-Ardila, A., & Viegas, S. M. 2003, *A&A*, 408, 101
- Contini, M., & Viegas, S. M. 2001, *ApJS*, 132, 211
- Cooke, B. A., Elvis, M., Ward, M. J., Fosbury, R. A. E., Penston, M. V., & Maccacaro, T. 1976, *MNRAS*, 177, 121P

- Crenshaw, D. M., et al. 2000, *AJ*, 120, 1731
- Crenshaw, D. M., et al. 2002, *ApJ*, 566, 187
- Crenshaw, D. M., Schmitt, H. R., Kraemer, S. B., Mushotzky, R. F., & Dunn, J. P. 2010, *ApJ*, 708, 419
- Crenshaw, D. M., & Kraemer, S. B. 2000, *ApJ*, 532, L101
- Cruz-Gonzalez, I., Carrasco, L., Serrano, A., Guichard, J., Dultzin-Hacyan, D., & Bisiacchi, G. F. 1994, *ApJS*, 94, 47
- Cushing, M. C., Vacca, W. D., & Rayner, J. T. 2004, *PASP*, 116, 362
- Das, V., Crenshaw, D. M., Kraemer, S. B., & Deo, R. P. 2006, *AJ*, 132, 620
- De Robertis, M. M., & Osterbrock, D. E. 1984, *ApJ*, 286, 171
- De Robertis, M. M., & Shaw, R. A. 1990, *ApJ*, 348, 421
- Deo, R. P., Crenshaw, D. M., Kraemer, S. B., Dietrich, M., Elitzur, M., Teplitz, H., & Turner, T. J. 2007, *ApJ*, 671, 124
- Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 1996, *ApJS*, 102, 161
- Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 1995, *ApJ*, 455, 468
- Dressel, L. L., Tsvetanov, Z. I., Kriss, G. A., & Ford, H. C. 1997, *Ap&SS*, 248, 85
- Durret, F. 1994, *A&AS*, 105, 57
- Durret, F., & Bergeron, J. 1986, *A&A*, 156, 51
- Edelson, R. A., & Malkan, M. A. 1986, *ApJ*, 308, 59
- Efstathiou, A., & Rowan-Robinson, M. 1995, *MNRAS*, 273, 649
- Elvis, M., et al. 1994, *ApJS*, 95, 1
- Erkens, U., Appenzeller, I., & Wagner, S. 1997, *A&A*, 323, 707
- Evans, I. N. 1988, *ApJS*, 67, 373
- Evans, I. N., Ford, H. C., Kinney, A. L., Antonucci, R. R. J., Armus, L., & Caganoff, S. 1991, *ApJ*, 369, L27

- Falcke, H., Wilson, A. S., & Simpson, C. 1998, *ApJ*, 502, 199
- Fath, E. A. 1909, *Lick Observatory Bulletin*, 5, 71
- Ferguson, J. W., Korista, K. T., Baldwin, J. A., & Ferland, G. J. 1997a, *ApJ*, 487, 122
- Ferguson, J. W., Korista, K. T., & Ferland, G. J. 1997b, *ApJS*, 110, 287
- Ferruit, P., Wilson, A. S., Falcke, H., Simpson, C., Pécontal, E., & Durret, F. 1999, *MNRAS*, 309, 1
- Forbes, D. A., & Ward, M. J. 1993, *ApJ*, 416, 150
- Galliano, E., & Alloin, D. 2002, *A&A*, 393, 43
- Galliano, E., Alloin, D., Granato, G. L., & Villar-Martín, M. 2003, *A&A*, 412, 615
- Gallimore, J. F., Baum, S. A., O’Dea, C. P., & Pedlar, A. 1996, *ApJ*, 458, 136
- Gamerman, D., *Markov Chain Monte Carlo: Stochastic Simulation for Bayesian Inference*, Chapman and Hall, Londres, 1997.
- Geballe, T. R., Mason, R. E., Rodríguez-Ardila, A., & Axon, D. J. 2009, *ApJ*, 701, 1710
- Gelbord, J. M., Mullaney, J. R., & Ward, M. J. 2009, *MNRAS*, 397, 172
- Glass, I. S. 1992, *MNRAS*, 256, 23P
- Goodrich, R. W. 1989, *ApJ*, 342, 224
- Gordon, K. D., et al. 2000, *ApJ*, 544, 859
- Gorjian, V., Cleary, K., Werner, M. W., & Lawrence, C. R. 2007, *ApJ*, 655, L73
- Gorjian, V., Werner, M. W., Jarrett, T. H., Cole, D. M., & Ressler, M. E. 2004, *ApJ*, 605, 156
- Granato, G. L., & Danese, L. 1994, *MNRAS*, 268, 235
- Grandi, S. A. 1978, *ApJ*, 221, 501
- Greenhouse, M. A., Feldman, U., Smith, H. A., Klapisch, M., Bhatia, A. K., & Bar-Shalom, A. 1993, *ApJS*, 88, 23

- Groves, B. A., Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 2004a, *ApJS*, 153, 9
- Groves, B. A., Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 2004b, *ApJS*, 153, 75
- Grupe, D., Beuermann, K., Mannheim, K., Bade, N., Thomas, H.-C., de Martino, D., & Schwope, A. 1995, *A&A*, 299, L5
- Grupe, D., Mathur, S., & Komossa, S. 2004, *AJ*, 127, 3161
- Haniff, C. A., Wilson, A. S., & Ward, M. J. 1988, *ApJ*, 334, 104
- Heisler, C. A., & De Robertis, M. M. 1999, *AJ*, 118, 2038
- Hes, R., Barthel, P. D., & Hoekstra, H. 1995, *A&A*, 303, 8
- Holt, J., Tadhunter, C. N., & Morganti, R. 2006, *Astronomische Nachrichten*, 327, 147
- Huchra, J., & Burg, R. 1992, *ApJ*, 393, 90
- Hutchings, J. B., et al. 1999, *AJ*, 118, 2101
- Hutchings, J. B., et al. 1998, *ApJ*, 492, L115
- Imanishi, M., & Alonso-Herrero, A. 2004, *ApJ*, 614, 122
- Jaffe, W., et al. 2004, *Nature*, 429, 47
- Kaiser, M. E., et al. 1999, *Ap&SS*, 269, 431
- Keel, W. C., de Grijp, M. H. K., Miley, G. K., & Zheng, W. 1994, *A&A*, 283, 791
- Keenan, F. P., & Norrington, P. H. 1987, *A&A*, 181, 370
- Khachikian, E. Y., & Weedman, D. W. 1974, *ApJ*, 192, 581
- Kinkhabwala, A., et al. 2002, *ApJ*, 575, 732
- Kishimoto, M., Antonucci, R., & Blaes, O. 2005, *MNRAS*, 364, 640
- Knop, R. A., Armus, L., Matthews, K., Murphy, T. W., & Soifer, B. T. 2001, *AJ*, 122, 764
- Komossa, S., & Fink, H. 1997b, *A&A*, 327, 483

- Komossa, S., & Fink, H. 1997a, *A&A*, 322, 719
- Komossa, S., & Schulz, H. 1997, *A&A*, 323, 31
- Komossa, S., Xu, D., Zhou, H., Storchi-Bergmann, T., & Binette, L. 2008, *ApJ*, 680, 926
- Komossa, S., et al. 2009, *ApJ*, 701, 105
- Komossa, S., & Bade, N. 1999, *A&A*, 343, 775
- Komossa, S., Voges, W., Xu, D., Mathur, S., Adorf, H.-M., Lemson, G., Duschl, W. J., & Grupe, D. 2006, *AJ*, 132, 531
- Korista, K. T., & Ferland, G. J. 1989, *ApJ*, 343, 678
- Koski, A. T. 1978, *ApJ*, 223, 56
- Kraemer, S. B., Crenshaw, D. M., Hutchings, J. B., Gull, T. R., Kaiser, M. E., Nelson, C. H., & Weistrop, D. 2000, *ApJ*, 531, 278
- Kraemer, S. B., Trippe, M. L., Crenshaw, D. M., Meléndez, M., Schmitt, H. R., & Fischer, T. C. 2009, *ApJ*, 698, 106
- Kraemer, S. B., & Crenshaw, D. M. 2000a, *ApJ*, 544, 763
- Kraemer, S. B., & Crenshaw, D. M. 2000b, *ApJ*, 532, 256
- Kukula, M. J., Ghosh, T., Pedlar, A., Schilizzi, R. T., Miley, G. K., de Bruyn, A. G., & Saikia, D. J. 1993, *MNRAS*, 264, 893
- Kukula, M. J., Ghosh, T., Pedlar, A., & Schilizzi, R. T. 1999, *ApJ*, 518, 117
- Lutz, D., Maiolino, R., Moorwood, A. F. M., Netzer, H., Wagner, S. J., Sturm, E., & Genzel, R. 2002, *A&A*, 396, 439
- Macchetto, F., Capetti, A., Sparks, W. B., Axon, D. J., & Boksenberg, A. 1994, *ApJ*, 435, L15
- Maiolino, R., Ruiz, M., Rieke, G. H., & Keller, L. D. 1995, *ApJ*, 446, 561
- Malkan, M. A. 1983, *ApJ*, 268, 582
- Malkan, M. A. 1986, *ApJ*, 310, 679

- Marco, O., & Alloin, D. 2000, *A&A*, 353, 465
- Marco, O., & Alloin, D. 1998, *A&A*, 336, 823
- Marconi, A., Moorwood, A. F. M., Salvati, M., & Oliva, E. 1994, *A&A*, 291, 18
- Marconi, A., van der Werf, P. P., Moorwood, A. F. M., & Oliva, E. 1996, *A&A*, 315, 335
- Mason, R. E., Geballe, T. R., Packham, C., Levenson, N. A., Elitzur, M., Fisher, R. S., & Perlman, E. 2006, *ApJ*, 640, 612
- Mazzalay, X., Rodríguez-Ardila, A., & Komossa, S. 2010, *MNRAS*, 405, 1315
- McGregor, P. J., et al. 2003, *Proc. SPIE*, 4841, 1581
- Metropolis N., Rosenbluth A., Rosenbluth R., Teller A., Teller E., 1953, *J. Chem. Phys.*, 21, 1087
- Miller, J. S., & Goodrich, R. W. 1990, *ApJ*, 355, 456
- Miller, J. S., Goodrich, R. W., & Mathews, W. G. 1991, *ApJ*, 378, 47
- Moran, E. C., Barth, A. J., Kay, L. E., & Filippenko, A. V. 2000, *ApJ*, 540, L73
- Morris, S., Ward, M., Whittle, M., Wilson, A. S., & Taylor, K. 1985, *MNRAS*, 216, 193
- Morris, S. L., & Ward, M. J. 1988, *MNRAS*, 230, 639
- Morse, J. A., Raymond, J. C., & Wilson, A. S. 1996, *PASP*, 108, 426
- Mullaney, J. R., & Ward, M. J. 2008, *MNRAS*, 385, 53
- Mullaney, J. R., Ward, M. J., Done, C., Ferland, G. J., & Schurch, N. 2009, *MNRAS*, 394, L16
- Mundell, C. G., Holloway, A. J., Pedlar, A., Meaburn, J., Kukula, M. J., & Axon, D. J. 1995, *MNRAS*, 275, 67
- Nagao, T., Kawabata, K. S., Murayama, T., Ohyama, Y., Taniguchi, Y., Shioya, Y., Sumiya, R., & Sasaki, S. S. 2004, *AJ*, 128, 2066
- Nagao, T., Murayama, T., Shioya, Y., & Taniguchi, Y. 2003, *AJ*, 125, 1729

- Nagao, T., Taniguchi, Y., & Murayama, T. 2000, *AJ*, 119, 2605
- Nagar, N. M., Wilson, A. S., Mulchaey, J. S., & Gallimore, J. F. 1999, *ApJS*, 120, 209
- Neff, S. G., & de Bruyn, A. G. 1983, *A&A*, 128, 318
- Nelson, C. H., Weistrop, D., Hutchings, J. B., Crenshaw, D. M., Gull, T. R., Kaiser, M. E., Kraemer, S. B., & Lindler, D. 2000, *ApJ*, 531, 257
- Netzer, H. 1974, *MNRAS*, 169, 579
- Ogle, P. M., Marshall, H. L., Lee, J. C., & Canizares, C. R. 2000, *ApJ*, 545, L81
- Oliva, E., et al. 2001, *A&A*, 369, L5
- Oliva, E., & Moorwood, A. F. M. 1990, *ApJ*, 348, L5
- Oliva, E., Salvati, M., Moorwood, A. F. M., & Marconi, A. 1994, *A&A*, 288, 457
- Osterbrock, D. E. 1981, *ApJ*, 249, 462
- Osterbrock, D. E., & Pogge, R. W. 1985, *ApJ*, 297, 166
- Osterbrock, D. E. 1989, Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA, University Science Books, 1989
- Osterbrock, D. E., Shaw, R. A., & Veilleux, S. 1990, *ApJ*, 352, 561
- Pécontal, E., Ferruit, P., Binette, L., & Wilson, A. S. 1997, *Ap&SS*, 248, 167
- Packham, C., Young, S., Hough, J. H., Axon, D. J., & Bailey, J. A. 1997, *MNRAS*, 288, 375
- Pelat, D., Alloin, D., & Fosbury, R. A. E. 1981, *MNRAS*, 195, 787
- Penston, M. V., Fosbury, R. A. E., Boksenberg, A., Ward, M. J., & Wilson, A. S. 1984, *MNRAS*, 208, 347
- Penston, M. V., et al. 1990, *A&A*, 236, 53
- Perez, E., Gonzalez-Delgado, R., Tadhunter, C., & Tsvetanov, Z. 1989, *MNRAS*, 241, 31P

- Phillips, M. M., & Osterbrock, D. E. 1975, *PASP*, 87, 949
- Pier, E. A., Antonucci, R., Hurt, T., Kriss, G., & Krolik, J. 1994, *ApJ*, 428, 124
- Pier, E. A., & Krolik, J. H. 1992, *ApJ*, 401, 99
- Pier, E. A., & Voit, G. M. 1995, *ApJ*, 450, 628
- Pogge, R. W. 1989, *ApJ*, 345, 730
- Pogge, R. W., & De Robertis, M. M. 1993, *ApJ*, 404, 563
- Pogge, R. W., & De Robertis, M. M. 1995, *ApJ*, 451, 585
- Pogge, R. W., & Martini, P. 2002, *ApJ*, 569, 624
- Porquet, D., Dumont, A.-M., Collin, S., & Mouchet, M. 1999, *A&A*, 341, 58
- Pounds, K. A., & Page, K. L. 2005, *MNRAS*, 360, 1123
- Proga, D. 2007, *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*, 373, 267
- Quillen, A. C., Alonso-Herrero, A., Rieke, M. J., McDonald, C., Falcke, H., & Rieke, G. H. 1999, *ApJ*, 525, 685
- Ramos Almeida, C., Pérez García, A. M., Acosta-Pulido, J. A., & González-Martín, O. 2008, *ApJ*, 680, L17
- Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M., Denault, A. J., Stahlberger, W. E., Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Wang, S. 2003, *PASP*, 115, 362
- Regan, M. W., & Mulchaey, J. S. 1999, *AJ*, 117, 2676
- Reunanen, J., Kotilainen, J. K., & Prieto, M. A. 2003, *MNRAS*, 343, 192
- Riffel, R., Pastoriza, M. G., Rodríguez-Ardila, A., & Maraston, C. 2007, *ApJ*, 659, L103
- Riffel, R., Rodríguez-Ardila, A., & Pastoriza, M. G. 2006, *A&A*, 457, 61
- Riffel, R. A., Storchi-Bergmann, T., Dors, O. L., & Winge, C. 2009, *MNRAS*, 393, 783
- Riffel, R. A., Storchi-Bergmann, T., & McGregor, P. J. 2009, *ApJ*, 698, 1767

- Riffel, R. A., Storchi-Bergmann, T., & Nagar, N. M. 2010, MNRAS, 404, 166
- Riffel, R. A., Storchi-Bergmann, T., Winge, C., McGregor, P. J., Beck, T., & Schmitt, H. 2008, MNRAS, 385, 1129
- Rodríguez-Ardila, A., Contini, M., & Viegas, S. M. 2005, MNRAS, 357, 220
- Rodríguez-Ardila, A., & Mazzalay, X. 2006, MNRAS, 367, L57
- Rodríguez-Ardila, A., Pastoriza, M. G., Viegas, S., Sigut, T. A. A., & Pradhan, A. K. 2004, A&A, 425, 457
- Rodríguez-Ardila, A., Riffel, R., & Pastoriza, M. G. 2005, MNRAS, 364, 1041
- Rodríguez-Ardila, A., Viegas, S. M., Pastoriza, M. G., & Prato, L. 2002, ApJ, 579, 214
- Rodríguez-Ardila, A., Viegas, S. M., Pastoriza, M. G., & Prato, L. 2002, ApJ, 565, 140
- Rodríguez-Ardila, A., Prieto, M. A., Viegas, S., & Gruenwald, R. 2006, ApJ, 653, 1098
- Rudy, R. J., Lynch, D. K., Mazuk, S., Venturini, C. C., Puetter, R. C., & Hamann, F. 2001, PASP, 113, 916
- Rudy, R. J., Mazuk, S., Puetter, R. C., & Hamann, F. 2000, ApJ, 539, 166
- Ruiz, J. R., Crenshaw, D. M., Kraemer, S. B., Bower, G. A., Gull, T. R., Hutchings, J. B., Kaiser, M. E., & Weistrop, D. 2005, AJ, 129, 73
- Ruiz, J. R., Crenshaw, D. M., Kraemer, S. B., Bower, G. A., Gull, T. R., Hutchings, J. B., Kaiser, M. E., & Weistrop, D. 2001, AJ, 122, 2961
- Sánchez, F. M., Davies, R. I., Eisenhauer, F., Tacconi, L. J., Genzel, R., & Sternberg, A. 2006, A&A, 454, 481
- Sako, M., Kahn, S. M., Paerels, F., & Liedahl, D. A. 2000, ApJ, 543, L115
- Schinnerer, E., Eckart, A., Tacconi, L. J., Genzel, R., & Downes, D. 2000, ApJ, 533, 850
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525

- Schlesinger, K., Pogge, R. W., Martini, P., Shields, J. C., & Fields, D. 2009, *ApJ*, 699, 857
- Schmitt, H. R., Donley, J. L., Antonucci, R. R. J., Hutchings, J. B., & Kinney, A. L. 2003, *ApJS*, 148, 327
- Schmitt, H. R., Storchi-Bergmann, T., & Baldwin, J. A. 1994, *ApJ*, 423, 237
- Schulz, H. 1988, *A&A*, 203, 233
- Seyfert, C. K. 1943, *ApJ*, 97, 28
- Simpson, C., & Meadows, V. 1998, *ApJ*, 505, L99
- Simpson, C., Wilson, A. S., Bower, G., Heckman, T. M., Krolik, J. H., & Miley, G. K. 1997, *ApJ*, 474, 121
- Smith, J. E., Robinson, A., Alexander, D. M., Young, S., Axon, D. J., & Corbett, E. A. 2004, *MNRAS*, 350, 140
- Spinelli, P. F., Storchi-Bergmann, T., Brandt, C. H., & Calzetti, D. 2006, *ApJS*, 166, 498
- Spinoglio, L., Malkan, M. A., Rush, B., Carrasco, L., & Recillas-Cruz, E. 1995, *ApJ*, 453, 616
- Steffen, W., Gomez, & Pedlar, A. 1997, *MNRAS*, 286, 1032
- Storchi-Bergmann, T., McGregor, P. J., Riffel, R. A., Simões Lopes, R., Beck, T., & Dopita, M. 2009, *MNRAS*, 394, 1148
- Storchi-Bergmann, T., Wilson, A. S., Mulchaey, J. S., & Binette, L. 1996, *A&A*, 312, 357
- Sturm, E., Alexander, T., Lutz, D., Sternberg, A., Netzer, H., & Genzel, R. 1999, *ApJ*, 512, 197
- Sturm, E., Lutz, D., Verma, A., Netzer, H., Sternberg, A., Moorwood, A. F. M., Oliva, E., & Genzel, R. 2002, *A&A*, 393, 821
- Tadhunter, C. N. 2002, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 13, 213

- Tadhunter, C. N., Fosbury, R. A. E., di Serego Alighieri, S., Bland, J., Danziger, I. J., Goss, W. M., McAdam, W. B., & Snijders, M. A. J. 1988, MNRAS, 235, 403
- Taylor, D., Dyson, J. E., & Axon, D. J. 1992, MNRAS, 255, 351
- Thompson, R. I., Chary, R.-R., Corbin, M. R., & Epps, H. 2001, ApJ, 558, L97
- Tsvetanov, Z., & Walsh, J. R. 1992, ApJ, 386, 485
- Ulrich, M.-H. 2000, A&A Rev., 10, 135
- Ulrich, M.-H. 1973, ApJ, 181, 51
- Ulvestad, J. S., Wilson, A. S., & Sramek, R. A. 1981, ApJ, 247, 419
- Ulvestad, J. S., & Wilson, A. S. 1989, ApJ, 343, 659
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, PASP, 107, 803
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J. T. 2003, PASP, 115, 389
- Veilleux, S. 1988, AJ, 95, 1695
- Veron-Cetty, M. P., & Veron, P. 1998, VizieR Online Data Catalog, 7207, 0
- Viegas-Aldrovandi, S. M., & Contini, M. 1989, A&A, 215, 253
- Wang, T., Brinkmann, W., & Bergeron, J. 1996, A&A, 309, 81
- Ward, M., & Morris, S. 1984, MNRAS, 207, 867
- Whittle, M., Rosario, D. J., Silverman, J. D., Nelson, C. H., & Wilson, A. S. 2005, AJ, 129, 104
- Wilkes, B. 2003, Chandra Proposal, 1583
- Wilson, A. S. 1979, Royal Society of London Proceedings Series A, 366, 461
- Wilson, A. S., & Nath, B. 1990, ApJS, 74, 731
- Wilson, A. S., & Ulvestad, J. S. 1983, ApJ, 275, 8
- Wilson, A. S., & Ulvestad, J. S. 1982, ApJ, 263, 576
- Young, A. J., Wilson, A. S., & Shopbell, P. L. 2001, ApJ, 556, 6

- 
- Young, S., Hough, J. H., Axon, D. J., Bailey, J. A., & Ward, M. J. 1995, MNRAS, 272, 513
- Zheng, W., Kriss, G. A., Telfer, R. C., Grimes, J. P., & Davidsen, A. F. 1997, ApJ, 475, 469
- Zhou, H., Wang, T., Yuan, W., Lu, H., Dong, X., Wang, J., & Lu, Y. 2006, ApJS, 166, 128

# Agradecimientos

Esta tesis ha podido ser realizada gracias a la combinación de esfuerzos de numerosas personas, no sólo en lo que se refiere directamente a su contenido científico, sino también ayudándome a terminarla en, lo que yo considero, “mi sano juicio”. Quisiera agradecer a todos aquellos que de una u otra forma colaboraron en la realización de este proyecto. En particular quiero agradecer a las siguientes personas:

- A Ariel, el pilar fundamental de mi vida. Todos los que me conocen saben que jamás hubiese llegado tan lejos sin él. Siempre estuvo presente (incluso cuando lejos), dándome las fuerzas necesarias para continuar, especialmente en ese “último esfuerquito” que siempre cuesta tanto. Le agradezco infinitamente por compartir su vida conmigo y permitirme compartir la mía con él.
- A mis padres, por su inmensa fé en mi y el soporte que me brindaron a lo largo de toda la vida. Ellos me dieron un hogar al cual poder regresar siempre que fue necesario y me aceptaron sin importar cómo las cosas estuvieran yendo. El apoyo de mi familia fue fundamental para perseverar a través de los desafíos impuestos a lo largo de todos estos años.
- A Alberto, quien a pesar de las complicaciones que implicaba la distancia aceptó dirigirme. No sólo fue capaz de sobrellevar a mis argentinismos y el imperativo *vos* al que no está tan acostumbrado, repitiendo miles de veces con tono alegre “estos estudiantes ya no son tan respetuosos como antes...”, sino que en todo momento me mostró su apoyo, dándome confianza en mi misma y motivación para continuar trabajando.
- A Stefanie Komossa, quien ayudó a enriquecer el contenido de esta tesis y me dió su apoyo para poder realizar gran parte de ésta en Munich.

- A los amigos que me acompañaron a lo largo de todos estos años, desde cerca y lejos. Por las charlas, los mates, las risas y todo el aguante.
- A todos los amigos que amortiguaron mi “caída” en Munich, en especial a Michi, Fede, Ceci, Andres, Sebas y Pilar.

Este proyecto de tesis fue financiado principalmente por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), Argentina; el Servicio Alemán de Intercambio Académico (DAAD), Alemania; y el Instituto Max Plank para Física Extraterrestre (MPI für extraterrestrische Physik), Alemania.