

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA Y FÍSICA

MASAS DE AGUJEROS NEGROS EN
GALAXIAS NARROW LINE SEYFERT 1

Eduardo Schmidt

Director
Diego Ferreiro

Colaboración de dirección
Luis Vega

Córdoba, Marzo 2011

*Hay hombres que de su ciencia
tienen la cabeza llena,
hay sabios de todas menas;
más digo, sin ser muy ducho,
es mejor que aprender mucho,
el aprender cosas buenas.*

“Martín Fierro”, José Hernández

Resumen

En este trabajo se presentan los fundamentos básicos sobre el fenómeno de actividad nuclear en galaxias. Se hace un particular énfasis en los núcleos activos del tipo Narrow Line Seyfert 1 (NLS1). Se describen los métodos disponibles para calcular la masa de los agujeros negros centrales, responsables de la actividad nuclear. Estos conceptos son utilizados para calcular la masa de los agujeros negros centrales de una muestra de 14 NLS1, con dos métodos distintos: masas viriales y masas basadas en la correlación de Tremaine. Para ello, se realizaron observaciones espectroscópicas en el óptico desde Casleo. Un análisis detallado de los perfiles de las líneas de emisión nucleares muestra la presencia de componentes anchas de las líneas permitidas, las cuales nos permitieron calcular masas viriales. Para aproximadamente la mitad de la muestra estas masas resultaron ser menores que las obtenidas por el método de Tremaine. Se discuten posibles causas de esta discrepancia.

Clasificación: 98.54.Cm - Active and peculiar galaxies and related systems (including BL Lacertae Objects, Blazares, Seyfert, Markarian galaxies, and Active Galactic Nuclei).

Palabras clave: Galaxias: Activas - Agujeros negros: masas - Espectroscopía óptica.

ÍNDICE

1 – Galaxias	1
1.1 Introducción	1
1.2 Clasificación general de Galaxias	2
2 - Galaxias Activas	4
2.1 Introducción	4
2.2 Historia	4
2.3 Características	7
2.4 Tipos de AGN	11
2.4.1 Cuásares	11
2.4.2 Seyfert	12
2.4.3 Blazares	15
2.4.4 LINER	16
2.4.5 Radio Galaxias	17
2.4.6 Starburst	19
2.4.7 Diagramas de diagnóstico	19
2.5 Estructura de los AGN	20
2.5.1 Fuente energética	20
2.5.2 Modelo unificado	22
2.5.3 Región emisora de líneas anchas	22
2.5.4 Región emisora de líneas angostas	24
2.5.5 El toro	24
2.5.6 Radio-Jets	27
3 - Narrow Line Seyfert 1	28
3.1 Introducción	28
3.2 Principales propiedades observacionales	28
3.2.1 Óptico	28
3.2.2 Ultravioleta	29
3.2.3 Rayos X	30
3.2.4 Radio	30
3.2.5 Infrarrojo	30
4 - Estimación de masas de agujeros negros en AGN	31
4.1 Introducción	31
4.2 Masas a partir del movimiento virializado	31
4.2.1 Método de reverberación	32
4.2.2 Relación BLR-Luminosidad	32
4.2.3 Correlación $R_{BLR} - L_{H\alpha}, L_{H\beta}$	34
4.3 Masas a partir de la dispersión de velocidades	35

4.3.1 Masas a partir de mediciones directas de la dispersión de velocidades	35
4.3.2 Masas a partir de estimaciones indirectas de la dispersión de velocidades: Relación del plano fundamental	36
4.3.3 Las líneas del oxígeno y azufre como sustitutos de la dispersión de velocidades estelares	37
5 – Observaciones	40
5.1 La muestra de galaxias	40
5.2 Sitio de observación e Instrumentos	56
5.3 Procedimiento	56
5.4 Procesos de reducción	58
5.5 Resultados de las mediciones	64
6 - Análisis de datos y resultados	69
6.1 Velocidades radiales y distancias	69
6.2 Dinámica de las galaxias	70
6.3 Masas de los agujeros negros centrales	75
6.3.1 Introducción	75
6.3.2 Masas a partir de las propiedades de H_{α}	76
6.3.3 Masas a partir de [OIII] y [SII]	78
6.3.4 Comparación de los valores obtenidos	79
7 - Comentarios y conclusiones	82
Bibliografía	85

1 - Galaxias

1.1 - Introducción

Las galaxias son los agregados simples de materia más grandes del universo. Están formadas principalmente por gas, polvo, estrellas, materia oscura, etc. Originariamente se pensaba que eran nebulosas, similares a la Nebulosa de Orión, hasta que posteriormente, con la mejora de los telescopios, se estableció que se trataban de objetos extragalácticos, con sus respectivas poblaciones de estrellas, polvo y gas. Primeramente fueron morfológicamente clasificadas en elípticas y espirales. Luego surgió el esquema de clasificación morfológica de galaxias conocido como “secuencia de Hubble” (ver Figura 1.1), propuesto por Hubble en 1926 y luego reformado por Sandage y de Vaucouleurs en 1961.

Es posible distinguir dentro de las galaxias algunas de las siguientes subestructuras tales como núcleo o bulge, disco, halo, brazos, barra y anillos.

- El núcleo o bulge es la región central de la galaxia, caracterizada por una población estelar vieja, carente de gas y polvo y una alta densidad estelar.
- El disco es una subestructura circular plana que rodea a la región central y la cual puede contener otras subestructuras como brazos, anillos y barras.
- El halo, es una región de forma esferoidal que rodea a la galaxia la cual contiene un gran número de cúmulos globulares que orbitan a la galaxia
- Los brazos están presentes en las galaxias espirales y se caracterizan por contener estrellas jóvenes y grandes cantidades de gas y polvo. Es ahí donde se pueden encontrar regiones HII y zonas con una activa formación estelar.
- El anillo, como su nombre lo indica, es una subestructura cuya concentración de estrellas es de forma anular y que se encuentra rodeando al núcleo. En algunas galaxias se puede observar que los brazos espirales nacen a partir de la estructura anular que posee la galaxia.
- Por último, la barra es una estructura alargada que atraviesa el núcleo de la galaxia extendiéndose mas allá de esta y de cuyo extremo nacen los brazos. Se cree que estos subsistemas son altamente eficientes para conducir material desde las zonas exteriores de la galaxia hacia la región central de la misma.

1.2 - Clasificación general de galaxias

De acuerdo a su morfología, las galaxias se clasifican en elípticas, lenticulares, espirales e irregulares:

- I- Elípticas (E) : Son sistemas elipsoidales compuestos principalmente por población estelar vieja, y poco contenido de gas. Se define la elipticidad como $10(a-b)/a$, donde “a” y “b” son los diámetros aparentes mayor y menor, respectivamente. De acuerdo al grado de elipticidad se las subdivide de E7 a E0, siendo las primeras las de mayor elipticidad y las E0 las esféricas. En estas galaxias el momento angular de rotación es bajo y las estrellas se mueven aleatoriamente en torno al centro. Con frecuencia se las encuentra en cúmulos de galaxias, cerca del centro del mismo.

- II- Lenticulares (S0) : Esta clase de galaxias presenta un disco estelar similar a las galaxias espirales, sin embargo, como las galaxias elípticas, no contienen estrellas tempranas y tampoco presentan una estructura interna definida. Son galaxias que morfológicamente están entre las elípticas y las espirales, las cuales serán descriptas a continuación.

- III- Espirales (S) : Las galaxias espirales son sistemas aplanados de forma espiral, con brazos extendiéndose desde sus núcleos y rodeados de un halo de estrellas y cúmulos estelares. Principalmente están constituidas por estrellas tempranas, y grandes cantidades de gas y de polvo en el disco. Son sistemas rotantes que presentan un momento angular considerable. En los brazos espirales existe formación estelar y grandes cantidades de estrellas jóvenes. En el bulge (o región nuclear) de estas galaxias la población estelar dominante es vieja, la rotación es menor y prácticamente no hay gas ni polvo. A las galaxias espirales se las subdivide en Sa, Sb, Sc y esto obedece a la proporción decreciente del tamaño del bulge al tamaño de los brazos espirales y al desarrollo de los mismos. A continuación se detallan las distintas clases de galaxias espirales:
 - o Las galaxias espirales del tipo Sa presentan brazos poco definidos enrollados alrededor de un núcleo grande.
 - o Las Sb son morfológicamente intermedias entre las Sa y las Sc y tienen características comunes a estos dos grupos. Desde los tipos Sa hacia los tipos Sb y Sc la resolución espacial aumenta significativamente.
 - o Las Sc presentan brazos bien definidos y resueltos alrededor de un núcleo pequeño y contienen grandes cantidades de gas y polvo.

Una gran proporción de las galaxias espirales presentan barras estelares que pasan por el centro y cruzan la galaxia. Esta subclase morfológica constituye una secuencia paralela, conocida como SBa, SBb y SBc.

- IV- Irregulares (I): Este tipo de galaxias no presenta estructura morfológica definida. Contienen principalmente una población estelar temprana, mostrando lugares de activa formación estelar y grandes cantidades de gas y de polvo.

Las galaxias de las últimas categorías descritas tienen un mayor contenido de gas y polvo y una mayor tasa de formación estelar actual que las anteriores, las cuales son más comunes en cúmulos o grupos de galaxias.

A continuación se muestran los distintos tipos de galaxias en la secuencia de Hubble.

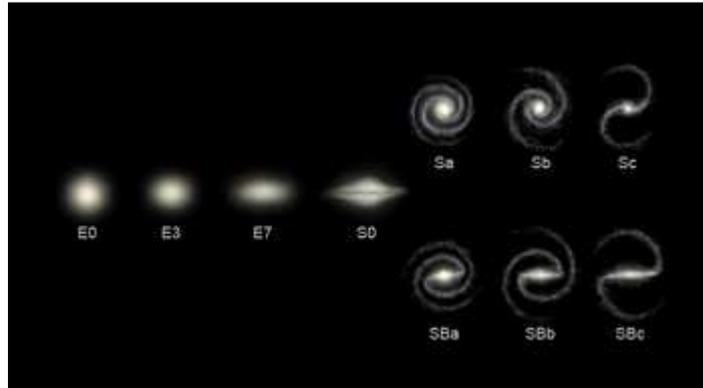


Figura 1.1: Diagrama del diapasón de la secuencia de Hubble.

2 - Galaxias activas

2.1- Introducción

Aproximadamente un 10% de las galaxias que se conocen presentan fenómenos energéticos que no pueden ser atribuidos únicamente a procesos estelares ordinarios. Estas galaxias son conocidas como galaxias activas.

Esta actividad está asociada principalmente al núcleo de la galaxia, dando lugar a lo que se conoce como Núcleo Galáctico Activo; de aquí en adelante usaremos la sigla AGN (Active Galactic Nuclei). Se cree que estos núcleos activos, además de tener estrellas, gas y polvo como las galaxias comunes, presentan otros objetos (los cuales serán vistos en este Capítulo), que son los que permiten explicar el fenómeno observado de las grandes emisiones de energía en las regiones mencionadas.

2.2- Historia

A principios del siglo XX no estaba del todo claro si las “nebulosas espirales” eran objetos cercanos y gaseosos o bien un grupo de estrellas lejanas no resueltas. Fue Fath (1909) quien intentó demostrar que estas espirales mostrarían un espectro continuo similar al que presentaría un grupo de estrellas (Figura 2.1), en vez de espectros con líneas de emisión similar al que presentan las nebulosas gaseosas (Figura 2.2).

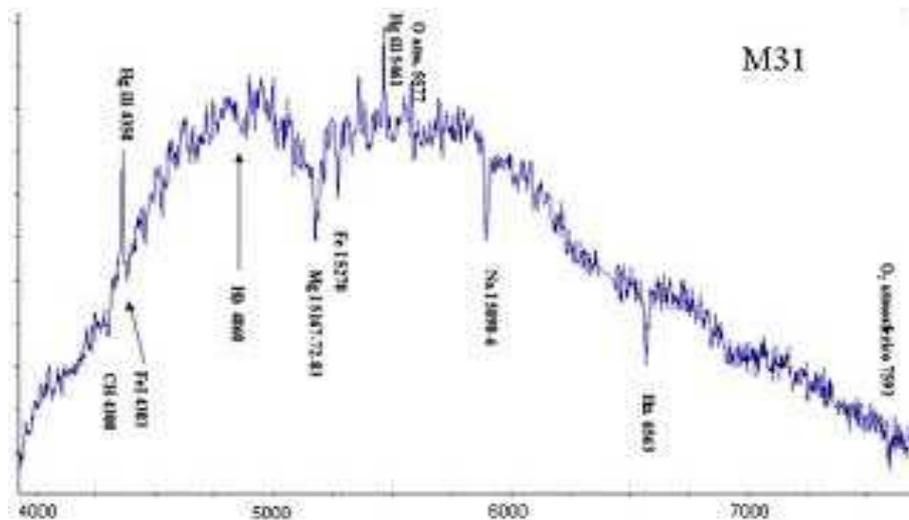


Figura2.1: Espectro óptico de la galaxia M31

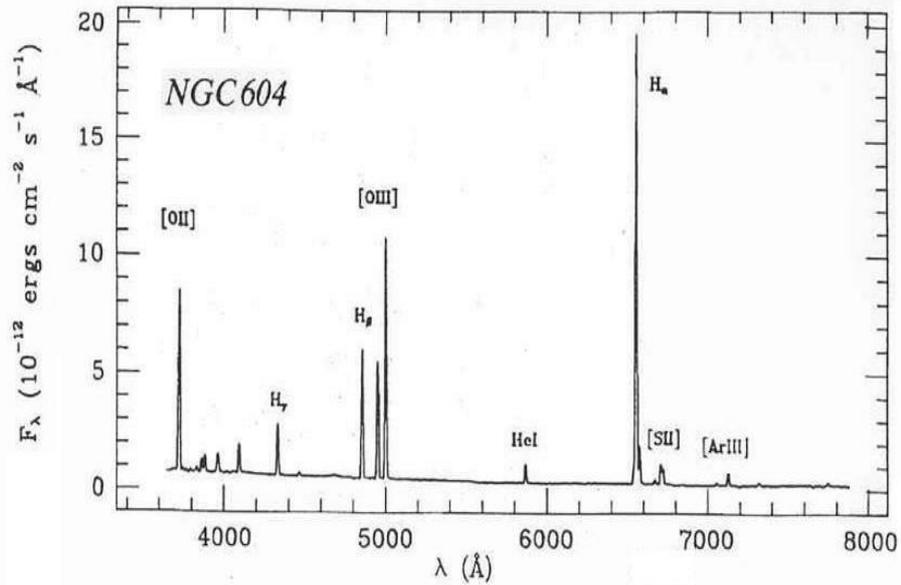


Figura 2.2: Espectro óptico de la región HII , NGC 604

Lo que Fath encontró fue que la mayoría de los objetos mostraban un espectro continuo con líneas de absorción estelares, sugiriendo que estaban formados por un grupo de estrellas no resueltas. Sin embargo en el caso de NGC 1068 observó un espectro compuesto, que consistía en líneas de absorción estelares y en líneas de emisión intensas, superpuestas al continuo estelar de la galaxia, como puede verse en la Figura 2.3.

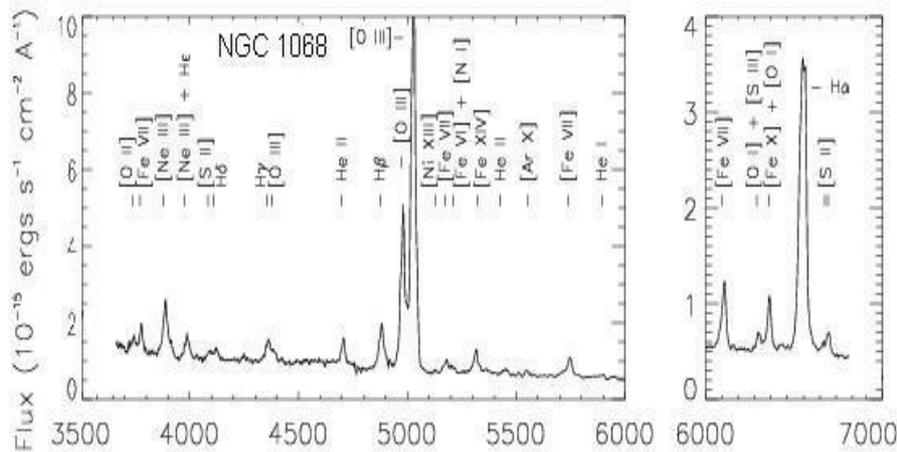


Figura 2.3: Espectro óptico de NGC 1068

Años más tarde, en 1926, Hubble encontró otras “nebulosas espirales” que mostraban espectros combinados, esto es, con líneas de absorción e intensas líneas de emisión.

Posteriormente en 1943, Carl Seyfert tomó espectros de otras galaxias que presentaban líneas de emisión superpuestas a un espectro estelar. Algunas de ellas mostraban líneas de emisión con anchos que sobrepasaban los 8000 km/seg. Mientras que otras galaxias mostraban que los anchos de las líneas de emisión, tanto prohibidas (líneas producidas a través de una excitación colisional y una posterior desexcitación radiativa) como

permitidas (producidas a través de excitaciones radiativas y posteriores desexcitaciones radiativas), eran del orden de los 3000 Km/seg.

Gracias al desarrollo de la radioastronomía, Sandage (1960) obtuvo imágenes de una fuente que emitía fuertemente en longitudes de onda de radio y que tenía apariencia estelar. Además mostraba un espectro con líneas de emisión anchas que estaban en longitudes de onda que no eran familiares, es decir, no correspondían a ninguna longitud de onda de laboratorio ni de ningún elemento conocido. Tiempo después, se encontraron más objetos con características similares, fuertes emisores en radio, apariencia estelar, y con líneas anchas de emisión que no podían ser identificadas. A estos objetos se los llamó quasi-stellar radio sources, QSRS (fuente de radio cuasi estelares) o quásar.

Fue Schmidt en el año 1962 quien notó que algunas de las líneas de emisión del cuásar 3C273 tenían un patrón similar a las líneas de Balmer del hidrógeno, con espaciados que decrecían hacia longitudes de onda más cortas. Encontró que la posición de las líneas coincidían con las de $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, $H\epsilon$ si se consideraba un corrimiento al rojo de $z=0,16$ (Figura 2.4). Este corrimiento al rojo (redshift) es producido por la velocidad con la que la fuente emisora se aleja de nosotros y es proporcional a la distancia a la que se encuentra la misma.

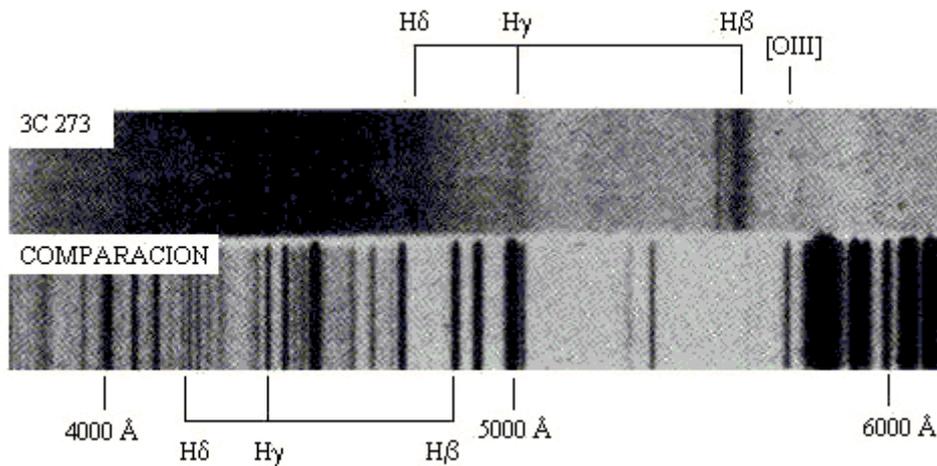


Figura 2.4: Espectro de 3C273 (arriba). Espectro de comparación (abajo).

En 1965 Sandage encontró algunos objetos que si bien eran débiles emisores en radio, tenían características similares a los cuásares. Éstos fueron llamados quasi-stellar objects, QSO (objetos cuasi estelares). Mediante sus espectros se encontró que estos objetos tenían grandes redshifts (corrimiento al rojo), llegando a tener $z=1,24$. En 1964 Greenstein y Schmidt consideraron varias explicaciones para los grandes redshifts determinados: movimientos rápidos de objetos dentro o cerca de la Vía Láctea, redshifts gravitacionales y redshifts cosmológicos. Finalmente se llegó a la conclusión de que se trataba de la última hipótesis. Habiéndose establecido el origen cinemático del redshift, los cuásares comenzaron a ser importantes herramientas para estudios cosmológicos.

2.3- Características

Las galaxias encontradas por Fath, Seyfert y Schmidt son solo algunos tipos de galaxias activas. En particular, una vez que se determinó que los cuásares se encuentran a gran distancia, la luminosidad obtenida los convirtió en los objetos más luminosos del universo, siendo ésta una de las características distintivas de los AGN. Existen además otras características para estos objetos:

Región nuclear compacta y muy luminosa

El flujo del núcleo puede exceder el flujo del resto de la galaxia estando muy concentrado en la parte central.

En la Figura 2.5 puede apreciarse la diferencia en brillo entre una galaxia normal (derecha) y una galaxia activa (izquierda), ubicadas aproximadamente a la misma distancia y siendo del mismo tipo morfológico. Cabe destacar que el tamaño del núcleo depende de la longitud de onda con la que se lo observe. En imágenes ópticas se verá un núcleo compacto. Esto puede cambiar en longitudes de onda de radio, donde la emisión puede extenderse a regiones mucho más amplias, como se ve en la Figura 2.6.

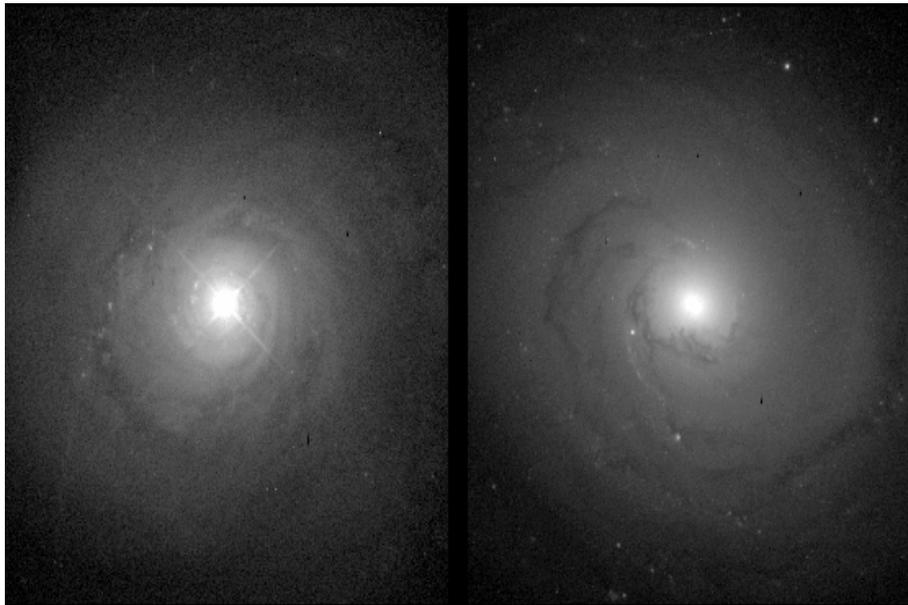


Figura 2.5: Imágenes ópticas de la galaxia activa NGC 5548 (izquierda) y de la galaxia normal NGC 3277 (derecha).

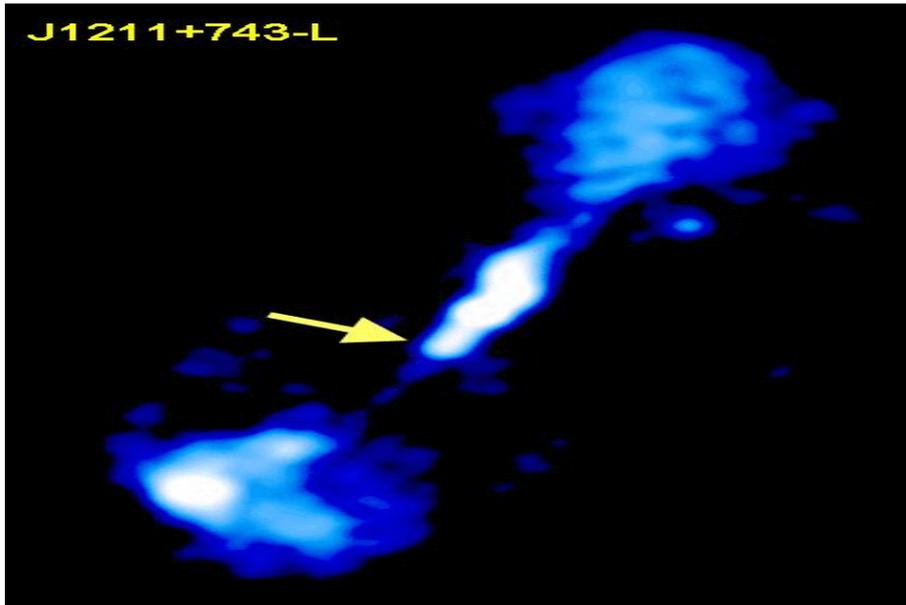


Figura 2.6: Imagen en radio de la galaxia J1211+743-L

Emisión de un continuo no térmico.

Un espectro estelar tiene el máximo de emisión en una longitud de onda que viene dada por la temperatura. Esta propiedad se describe con la ley de Wien: $\lambda T = cte$.

Lo mismo ocurre en una galaxia normal, donde su espectro consiste en un continuo con líneas de absorción superpuestas, que puede verse como la suma de los espectros de las estrellas que la constituyen. Un continuo de este tipo es llamado continuo térmico (Ver Figura 2.7)

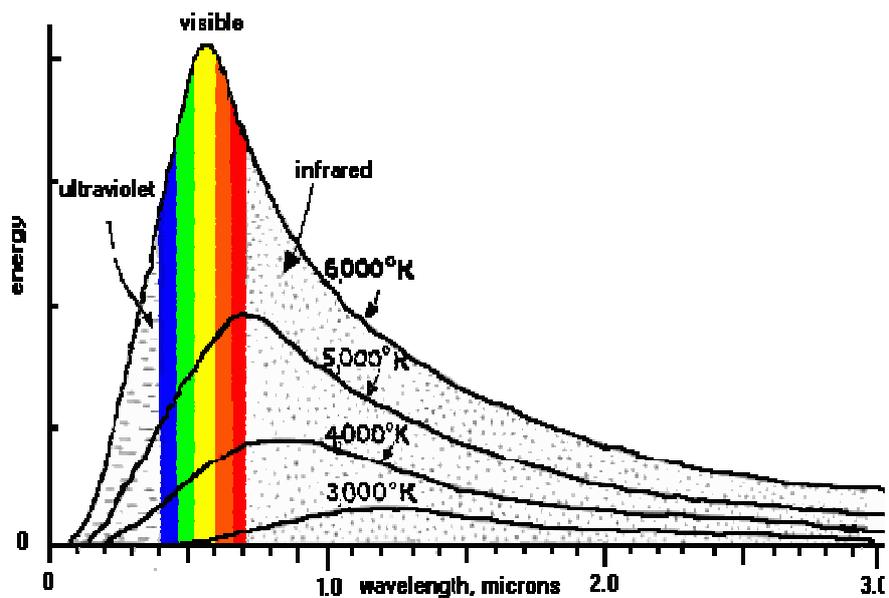


Figura 2.7: Curvas de Planck donde se ve que distintas temperaturas muestran máximos de emisión en distintas longitudes de onda.

Por el contrario, un AGN está caracterizado por un continuo no térmico, que es energético en todas las regiones del espectro electromagnético, desde rayos X duros hasta ondas de radio y que se puede describir mediante una ley de potencia:

$$F_{\nu} = C \cdot \nu^{\gamma}$$

Donde F_{ν} es el flujo observado, γ es un parámetro que varía aproximadamente entre 0,3 y 2 y aumenta con la frecuencia.

En la Figura 2.8 puede verse el espectro típico de un AGN, mostrando un continuo cuya intensidad es independiente de la temperatura. Vale agregar que debido a que en general se observa parte de la galaxia huésped (entre el observador y el núcleo activo), tendremos los dos tipos de continuos (generados por la componente estelar y por el núcleo activo).

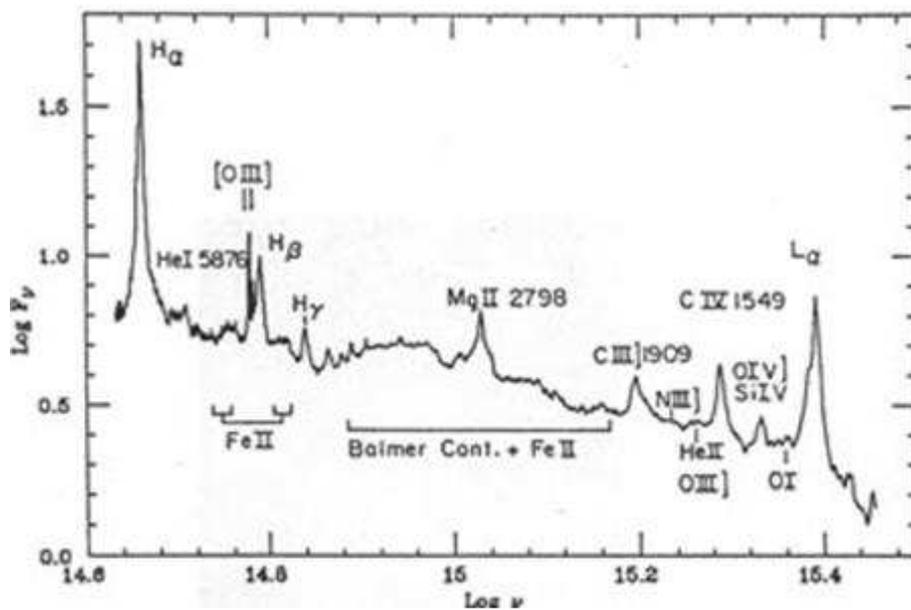


Figura 2.8: Espectro típico de un AGN, con un continuo que se incrementa con la frecuencia.

Líneas de emisión

Una de las principales características de los AGN es que presentan prominentes e intensas líneas de emisión, que contrastan con el espectro de una galaxia normal. Estas líneas de emisión tienen rangos de ionización muy amplios y en alto grado, lo cual indica que la fuente ionizante es muy poderosa y no estelar.

En el óptico suelen aparecer líneas de baja ionización, como ser la del [OI] $\lambda 6300$, [NII] $\lambda 6548+6584$, [SII] $\lambda 6716$, [SII] $\lambda 6731$, y (dependiendo del tipo de AGN) líneas de alta ionización como [NeV] $\lambda 3426$, [FeVII] $\lambda 5721$, [FeX] $\lambda 6375$.

Los anchos de las líneas varían entre los distintos tipos de AGN, pudiéndose encontrar líneas con anchos a mitad de altura (Full Width at Half Maximum, FWHM) de aproximadamente $\text{FWHM} \cong 100 - 1000 \text{ km/seg.}$ (líneas angostas) y líneas con FWHM

de aproximadamente 1000 - 10000 km/seg. (líneas anchas). En la Figura 2.9 puede verse un espectro con líneas anchas (arriba) y un espectro con líneas angostas (abajo).

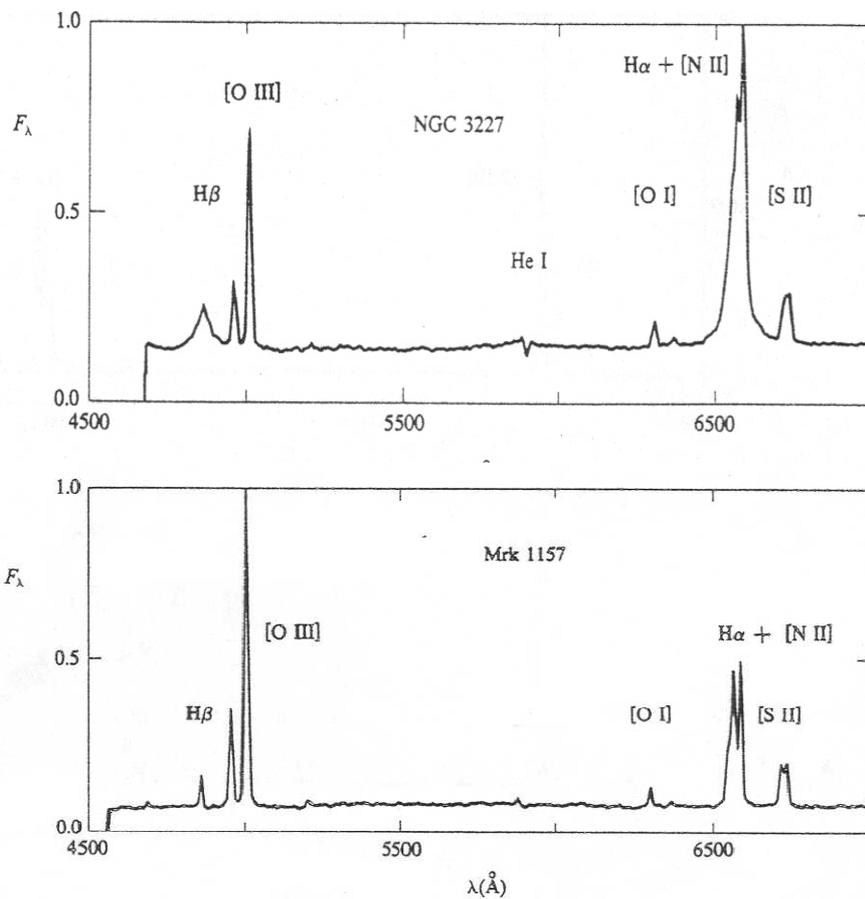


Figura 2.9: Espectro óptico de NGC 3227, con líneas anchas (arriba) y de Mrk 1157, con líneas angostas (abajo).

Como puede verse en la Figura, las líneas angostas pueden ser tanto producidas por transiciones permitidas (por ejemplo H_{β} en el espectro de abajo) como por transiciones prohibidas (por ejemplo [OIII] en la imagen superior e inferior). No así en el caso de las líneas anchas, que son únicamente generadas por transiciones permitidas (por ejemplo H_{β} , o H_{α} en el espectro de arriba).

Emisión en longitud de onda de radio

Algunos AGN son fuertes emisores en radio, la cual es producida por electrones moviéndose en campos magnéticos a velocidades relativistas (radiación de sincrotrón). No obstante, la luminosidad en radio es apenas un pequeño porcentaje de la luminosidad bolométrica, incluso en los AGN que son fuertes emisores en esta longitud de onda. La emisión en radio está principalmente asociada a unos jets que se extienden más allá de la galaxia óptica, pudiendo alcanzar tamaños de varios kpc, como veremos más adelante.

Variabilidad

Se encuentran AGNs que muestran que la cantidad de energía emitida varía con el tiempo, llegando a ser esta variación muy significativa en un transcurso de pocos días. Se observa correlación entre la variación del continuo y de las líneas anchas (no sucede lo mismo con las líneas angostas).

Estas variaciones permiten estimar el tamaño de las regiones emisoras, a partir del tiempo transcurrido entre una variación del continuo y la correspondiente variación en la intensidad de la línea de emisión. Esto forma la base para algunos métodos que veremos en el Capítulo 4, que son los que permitirán calcular la distancia de las nubes emisoras al centro del AGN.

2.4 - Tipos de AGN

Se puede hacer una clasificación simple entre las distintas clases de AGN, teniendo en cuenta el ancho de las líneas de emisión y la intensidad de emisión en radio. Entre los distintos tipos tenemos: Cuásares, Galaxias Seyfert, Blazares, LINER, Radio galaxias.

2.4.1 - Cuásares

Los cuásares son los AGN más luminosos, con magnitudes nucleares en el filtro B: $M_B < -21,5 + 5 \log(H_0)$ (Schmidt y Green 1983). Suelen ser objetos muy lejanos con altos redshifts. Tienen aspecto estelar, observándose como fuentes puntuales muy brillantes. Imágenes ópticas tomadas con el Telescopio Espacial Hubble de algunos cuásares permiten observar que éstos son los poderosos núcleos activos de galaxias distantes.

Como puede verse en la Figura 2.10, la morfología de estas galaxias parece ser variada, encontrándose alguna galaxia espiral (como en el caso de PG 0052+251) y algunas elípticas (por ejemplo PHL909). En el caso de PG 1012+008 puede verse que está atravesando una colisión con otra galaxia.

Dependiendo de la emisión en radio suele dividirse a los cuásares en dos subclases: los cuásares fuertes emisores en radio (radio- loud), a los que históricamente se los llama cuásares; y los débiles emisores en radio (radio-quiet) o QSOs. Los fuertes emisores en radio constituyen una pequeña minoría (5 – 10 % de las galaxias activas) y tienen propiedades observacionales muy similares a las radio galaxias.

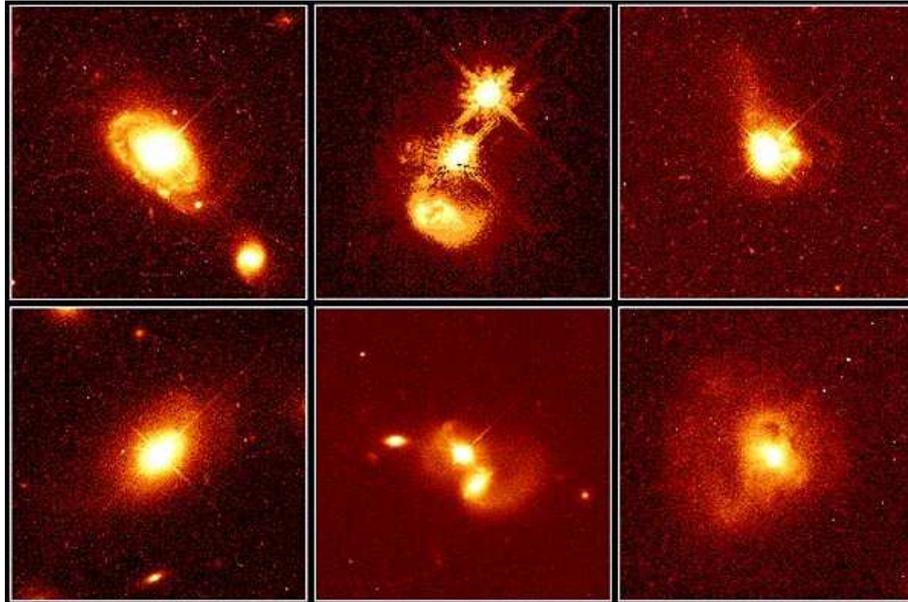


Figura 2.10: Imágenes de distintos cuásares.

Tienen espectros que presentan tanto líneas de emisión anchas como angostas, y además tienen un continuo muy intenso en longitudes de onda duras. Además, por tratarse de objetos lejanos, muestran un espectro que está altamente corrido al rojo, como puede verse en la Figura 2.11, donde se muestra el espectro típico de un cuásar.

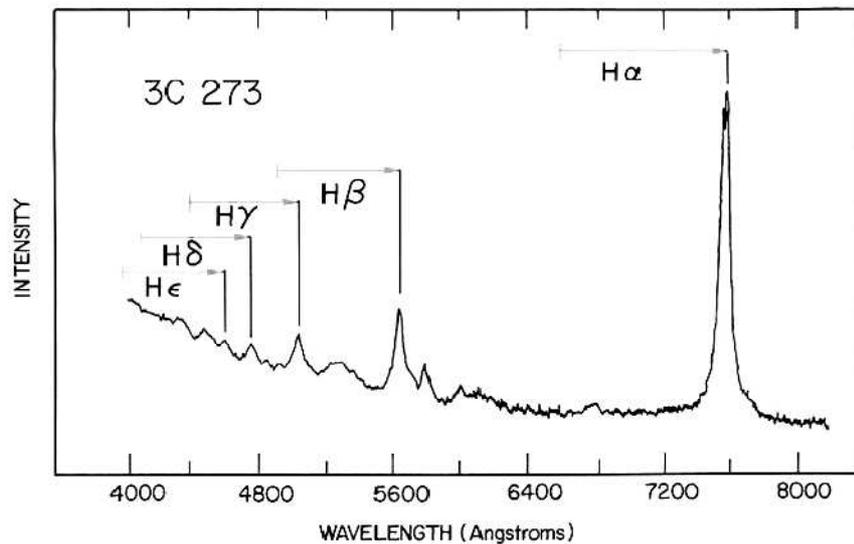


Figura 2.11: Espectro del cuasar 3C273

2.4.2- Galaxias Seyfert

En el año 1943 el astrónomo Carl Seyfert tomo espectros de galaxias que presentaban intensas líneas de emisión anchas y angostas. Este tipo de galaxias fue luego fuertemente estudiado y conforma una clase de galaxias activas. Las galaxias Seyfert

son generalmente galaxias espirales con núcleos muy brillantes. Estos núcleos activos son menos luminosos que los cuásares, con $M_B > -21,5 + 5 \log (H_0)$. Este criterio de distinción entre cuásares y galaxias Seyfert es originariamente debido a Schmidt & Green (1983).

Presentan altos estados de ionización, indicando que hay una fuente ionizante con una energía mucho mayor a la que podrían generar las estrellas ordinarias. Esto puede verse en los espectros, que muestran continuos muy intensos en las regiones del UV y de rayos X.

Dependiendo del espectro de estas galaxias, suelen clasificarse principalmente en dos subclases: Seyfert 1 y Seyfert 2. Los primeros en proponer esta clasificación fueron Khachikian & Weedman (1974), quienes las distinguieron por la presencia o ausencia de líneas de emisión anchas:

Seyfert 1

Los espectros de estas galaxias presentan tanto líneas de emisión anchas como angostas, como puede verse en la Figura 2.12, que muestra el espectro típico de una Seyfert 1.

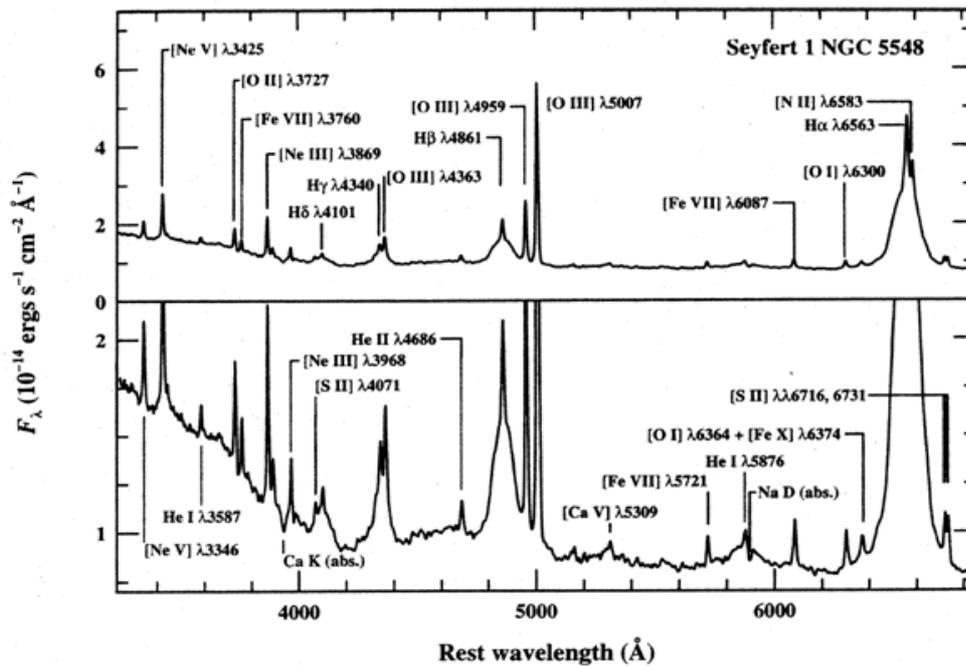


Figura 2.12: Espectro de la galaxia NGC 5548, una Seyfert 1. El cambio de escala en el flujo permite ver las líneas con mayor detalle (abajo).

Las líneas anchas son producidas por transiciones permitidas, y tienen anchos que pueden alcanzar los 10000 km/seg. Se estima que el gas emisor es de alta densidad, con densidades electrónicas de aproximadamente $N_e \approx 10^9 \text{ cm}^{-3}$ (ver sección 2.5.3).

Las líneas angostas corresponden a transiciones prohibidas y permitidas y tienen anchos que implican velocidades de unos pocos cientos de km/seg. La presencia de líneas prohibidas es un indicador de densidades electrónicas bajas: $N_e \approx 10^{3-6} \text{ cm}^{-3}$ (ver sección 2.5.4).

En la Figura 2.13 se puede ver la imagen de una galaxia Seyfert 1.



Figura 2.13: Imagen de NGC 1566, una galaxia Seyfert 1.

Seyfert 2

Estas galaxias presentan solamente líneas de emisión angostas. Además suelen ser menos luminosas, teniendo un continuo más débil que el de las Seyfert 1, lo cual permite la observación de líneas de absorción estelares. Un espectro típico de una galaxia Seyfert 2 se muestra a continuación, en la Figura 2.14. Un ejemplo de galaxia Seyfert 2 es NGC 7742, cuya imagen se muestra a continuación en la Figura 2.15.

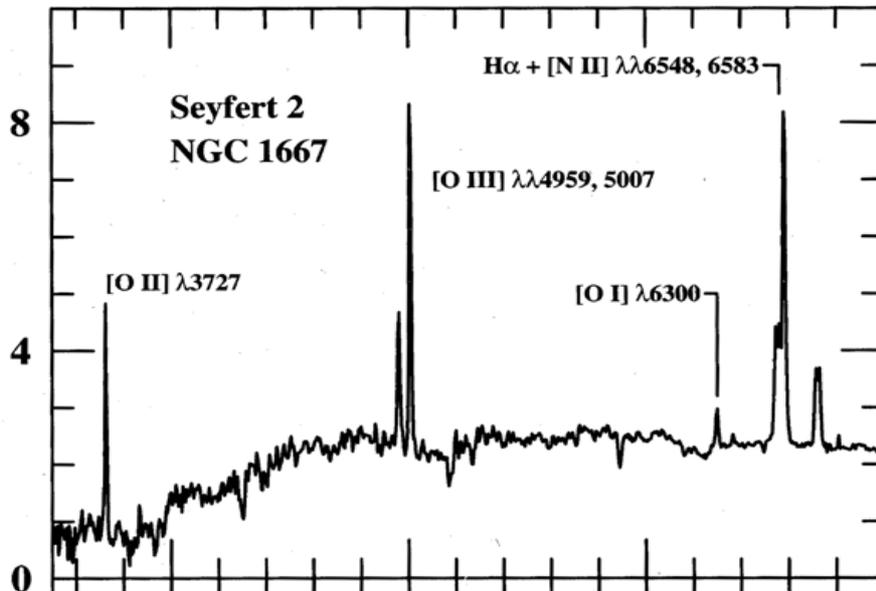


Figura 2.14: Espectro de NGC 1667, una galaxia Seyfert 2.



Figura 2.15: Una típica galaxia Seyfert 2.

Aunque sabemos que los ensanchamientos de las líneas son debido al efecto cinemático, indicando dispersión de velocidades diferente para cada región, el motivo de las diferencias entre las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 no es del todo claro. Como veremos más adelante, el modelo unificado sostiene que se trata de los mismos objetos, observados con ángulos distintos, que nos permiten ver o no ciertas regiones de emisión en el núcleo, haciendo de ellos objetos con características diferentes.

A estas dos clases principales de galaxias Seyfert, Osterbrock (1981) le introdujo nuevas subclases: Seyfert 1.5, 1.8 y 1.9, donde la intensidad de las componentes anchas respecto de las angostas decrece a medida que el índice aumenta. En las galaxias Seyfert 1.5, las intensidades de las componentes ancha y angosta de H_β son comparables. En las galaxias Seyfert 1.8 las componentes anchas son muy débiles, pero detectables tanto en H_α como en H_β . En las galaxias Seyfert 1.9 la componente ancha es detectada solamente en la línea H_α y no en líneas de la serie de Balmer de mayor orden.

Es importante mencionar que existe otra subclase de Seyfert: las Narrow Line Seyfert 1, en las que se evidencia un núcleo de tipo 1 pero con algunas características ópticas de las del tipo 2. Son las galaxias estudiadas en este trabajo y serán vistas en detalle en el próximo capítulo.

2.4.3 - Blazares

Esta clase de AGN tiene alta variabilidad y una gran polarización óptica. Además son objetos con aspecto estelar, alta luminosidad y grandes redshifts.

El primer objeto de este tipo fue descubierto en 1968 y estaba catalogado como una estrella variable. Pero cuando se estudió su espectro notaron que el continuo era muy parecido al de un cuásar, aunque con una polarización mucho más elevada. Sin embargo, a diferencia de estos últimos, este objeto no mostraba líneas de emisión: su espectro consistía de un intenso continuo, como puede verse en la Figura 2.16.

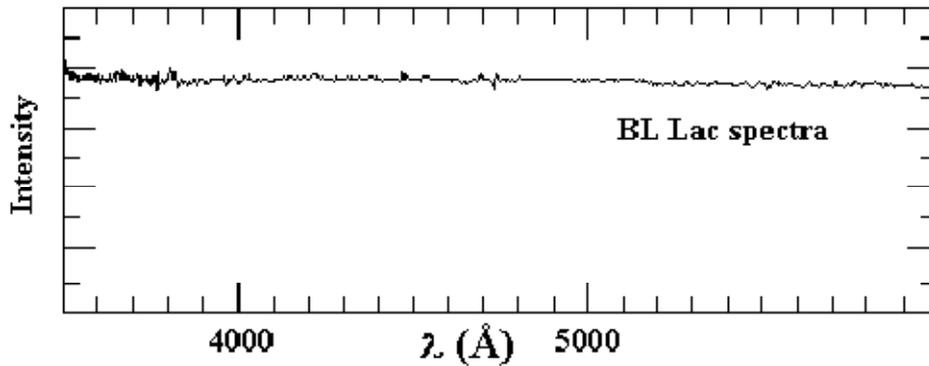


Figura 2.16: Espectro óptico de un Blazar.

Al estudiarse con más detalle el espectro de este objeto, notaron que el continuo tenía algunas líneas de absorción estelares y a partir de ellas se determinó un redshift de $z=0.07$. Aunque el valor no es muy alto, es evidente que se trataba de un objeto extragaláctico.

2.4.4- LINER

Las regiones de líneas de emisión nucleares de baja ionización o LINER (Low Ionization Nuclear Emission Line Regions) son el tipo menos luminoso y más común de AGN. Su espectro muestra líneas de emisión con anchos de unos pocos cientos de km/seg. Esta clase de galaxias activas fue identificada por Heckman (1980) y se caracterizan por tener intensas líneas angostas de baja ionización. Un espectro típico de esta clase de objetos se muestra en la Figura 2.17.

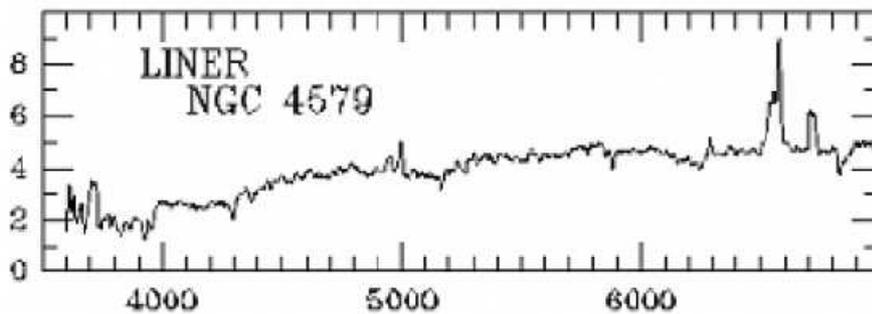


Figura 2.17: Espectro óptico de la galaxia LINER, NGC 4579.

Los LINER pueden tener emisión de sincrotrón en radio que cualitativamente se asemeja a la emisión en radio de los cuásares y radio galaxias, pero mucho más débil.

La luminosidad del continuo no térmico suele ser débil en estos objetos. Existe cierta ambigüedad con respecto a la naturaleza del continuo ionizante de estos objetos. Por ejemplo, la baja intensidad de $[O\text{I}] \lambda 6300$ en algunos LINERs sugiere ionización por estrellas tempranas. No obstante, para el resto de este tipo de objetos (con mayores intensidades de $[O\text{I}] \lambda 6300$) el continuo ionizante no está bien determinado, pudiendo ser debido a una fuente no estelar o a estrellas evolucionadas. En este último caso no serían estrictamente AGN (Vega, 2009).

2.4.5- Radio Galaxias

Generalmente son galaxias elípticas con intensa emisión en radio. Esta emisión es producida por electrones emitidos desde las regiones centrales de la galaxia hacia el exterior, moviéndose con velocidades relativistas en intensos campos magnéticos.

Al igual que las galaxias Seyfert, distinguimos dos tipos de radio galaxias basándonos en su espectro óptico. Una Radio Galaxia de Línea Ancha o BLRG (Broad Line Radio Galaxies) tiene un espectro similar al de una Seyfert1 (Figura 2.18). El espectro de una Radio Galaxia de Línea Angosta o NLRG (Narrow line radio galaxies) se parece más al de una Seyfert2 (Figura 2.19).

La mayor parte de la radiación de radio proviene de un par de lóbulos localizados lejos de la galaxia óptica y existe evidencia de que estos lóbulos son producidos por material que ha sido expulsado del núcleo activo. La radio galaxia 3C 236 es el objeto simple de mayor extensión conocido en el universo, con una distancia de lóbulo a lóbulo de 5,7 Mpc (Willis et al. 1974).

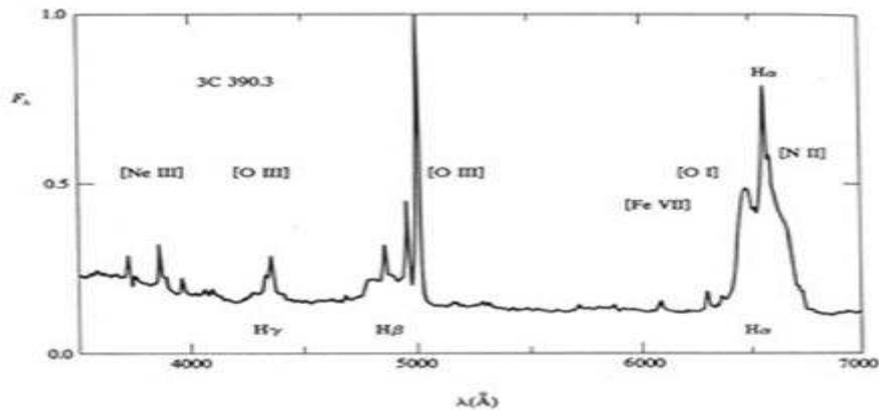


Figura 2.18: Espectro óptico de 3C3903, una galaxia BLRG, donde se aprecian líneas anchas y angostas.

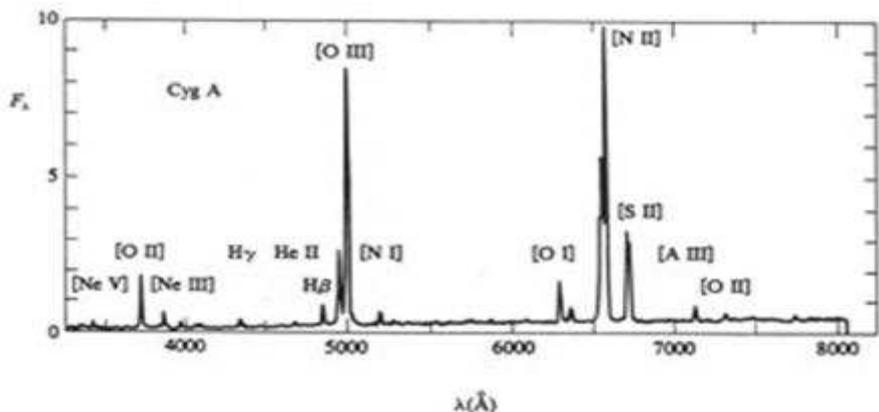


Figura 2.19: Espectro óptico de la galaxia Cyg A, una NLRG, donde se ven que tanto las líneas prohibidas como las permitidas son angostas.

Basándose en la morfología en radio, Fanaroff y Riley (1974) dividieron a las radio galaxias en dos categorías:

- Radio galaxias FRI: también llamadas fuentes “edge-darkened” (o de borde oscuro) debido a que los perfiles de brillo superficial en radio disminuyen continuamente a medida que aumenta la distancia desde el núcleo hacia el borde de los radio lóbulos. Son objetos con luminosidades en radio $L_{radio} < 10^{42}$ erg/s. Este tipo de fuentes solo presenta líneas de emisión angostas. En la Figura 2.20 puede verse una galaxia de este tipo, la radio galaxia Centaurus A.
- Radio galaxias FR II: Al contrario que las descritas anteriormente, en estas radio galaxias el brillo superficial en radio aumenta hacia los bordes externos del halo (por lo que son conocidas como “edge-brightned” o de borde brillante) donde los jets terminan en fuertes choques. Son objetos muy luminosos, con $L_{radio} > 10^{42}$ erg/s. Un objeto de este tipo puede verse en la Figura 2.21. Dentro de los objetos de este tipo podemos encontrar NLRGs y BLRGs.

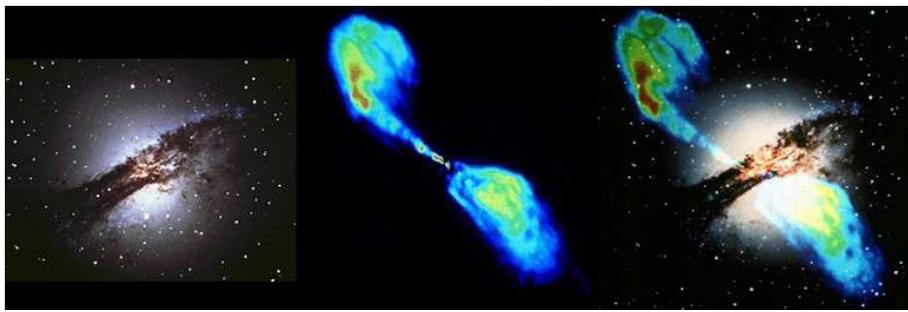


Figura 2.20: Izquierda: Imagen óptica de la radio galaxia FR I Centaurus A. Centro: Imagen en radio. Derecha: Composición de la imágenes.

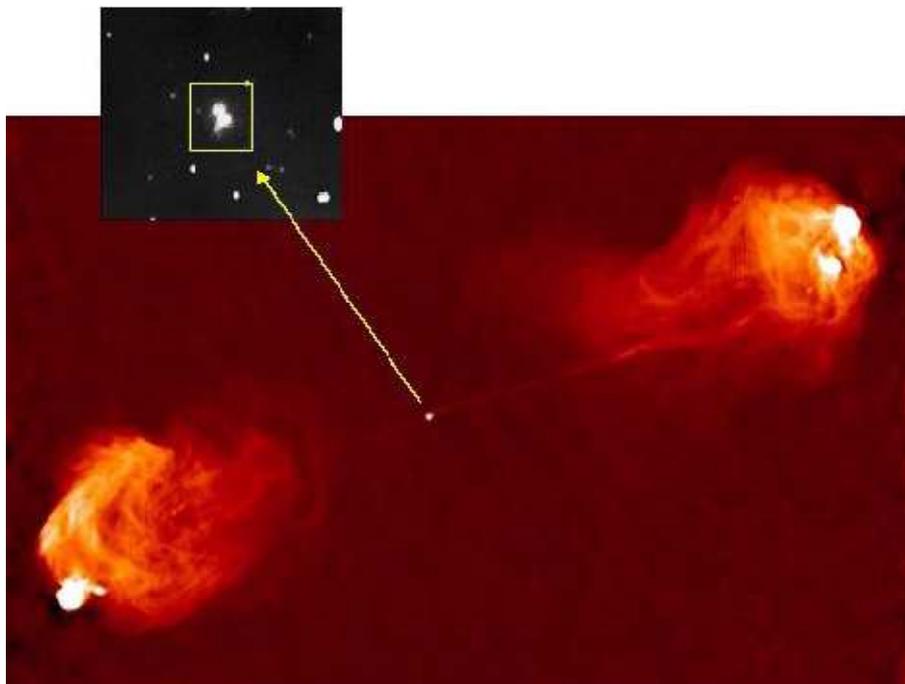


Figura 2.21: Imagen en radio de la radio galaxia FR II Cygnus A. El recuadro superior corresponde a la imagen óptica.

2.4.6- Núcleos Starburst

Las galaxias “Starburst” son aquellas que muestran signos de una reciente actividad de formación estelar intensa en grandes escalas. Están caracterizadas por colores azules y espectros intensos del tipo de regiones HII, asociados con el gran número de estrellas O y B presentes. Los núcleos starburst también irradian fuertemente en la región infrarroja del espectro electromagnético. Esta emisión térmica es producida por polvo que es calentado por estrellas jóvenes recién formadas. En algunos casos el estallido de formación estelar (starburst) está confinado a una región pequeña en el centro de la galaxia, mostrándose semejante a un núcleo activo. La energía liberada por estos núcleos puede ser comparada con la de las galaxias Seyfert o inclusive con la de algunos cuásares, sin embargo las propiedades observadas en los Starburst pueden ser explicadas con fenómenos estelares.

Si bien las galaxias Starburst no pertenecen estrictamente al grupo de los AGNs, algunas investigaciones han mostrado que una gran parte de la energía emitida por algunas galaxias Seyfert puede ser producida por una significativa formación estelar. Algunas galaxias que poseen una gran formación estelar, o starburst tienen también un AGN (Maiolino et al. 1995; Ivanov et al. 2000)

2.4.7- Diagramas de Diagnóstico

En el año 1981 Baldwin, Phillips y Terlevich encontraron que varios tipos de objetos con espectros de líneas de emisión similares pueden ser diferenciados si se considera la razón de intensidades de dos pares de líneas. Las intensidades relativas de varias líneas son función del continuo ionizante, determinando si este continuo es estelar o si tiene forma de ley de potencia. Los diagramas de diagnóstico se basan en cocientes de flujos de líneas de emisión que se encuentran próximas entre sí, para minimizar el efecto de enrojecimiento. Estos diagramas permiten diferenciar distintos tipos de objetos, como ser LINER, Seyfert 2, regiones HII; como se ve en la Figura 2.20. Suelen usarse $[OIII] \lambda 5007/H\beta$, $[OI] \lambda 6300/H\alpha$, $[NII] \lambda 6583/H\alpha$, $[SII] \lambda 6716/H\alpha$ y $[SII] \lambda 6731/H\alpha$.

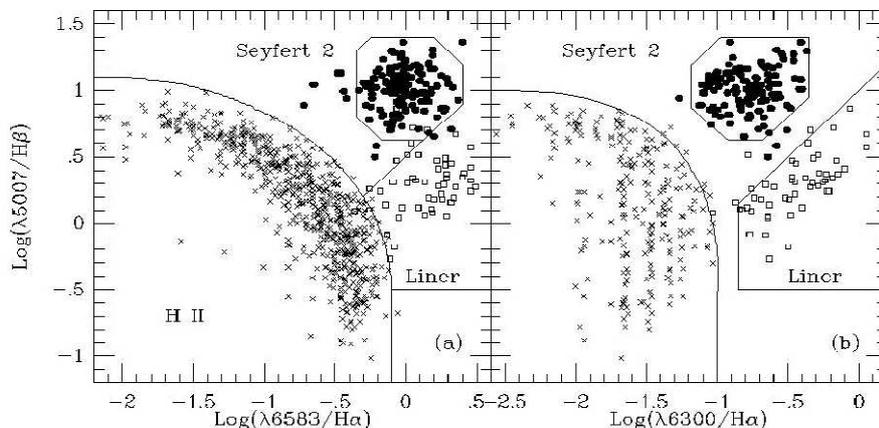


Figura 2.20: Diagramas de diagnóstico de Veilleux & Osterbrock (1989).

2.5- Estructura de los AGN

2.5.1-Fuente energética

Como se ha dicho precedentemente, en un AGN se ven fenómenos energéticos que no pueden ser atribuidos a procesos estelares ordinarios. En las galaxias activas se ven continuos mucho más energéticos e intensos que en las galaxias normales y esto sugiere la existencia de otros objetos, que son capaces de producir los fenómenos observados.

La característica fundamental que comparten todas las galaxias activas es la presencia de algún proceso que sea capaz de generar las grandes cantidades de energía que son medidas.

La luminosidad típica en un AGN es del orden de $10^{12}L_{\odot}$. Las estrellas más luminosas (del tipo O-B) tienen luminosidades del orden de 10^5L_{\odot} y sus masas son del orden de 10^2M_{\odot} . Entonces para generar la luminosidad observada en el AGN serían necesarias 10^7 estrellas de estas características.

Por otro lado, el tamaño de la región emisora fue estimado por Lyndell-Bell estudiando las variaciones del continuo encontrando escalas del orden del medio día luz. Teniendo en cuenta estas consideraciones debería existir un gran número de estrellas en una región pequeña del espacio, por lo tanto es poco probable que la fuente generadora de energía en los AGN sea estelar.

Cualquier objeto con simetría esférica sostenido por su propia gravedad contra la presión de radiación debe satisfacer la condición de Eddington para la luminosidad, esto es, un límite superior para la luminosidad emitida por la fuente central:

$$\frac{L}{L_{\odot}} \leq \frac{L_E}{L_{\odot}} = \frac{4\pi G m_H M}{\sigma_T L_{\odot}} = 3,22 \times 10^4 \frac{M}{M_{\odot}}$$

donde σ_T es la sección eficaz de la dispersión de Thompson. Entonces la fuente central de un AGN con $L = 10^{12}L_{\odot}$ debe tener una masa $M \geq 3 \times 10^7 M_{\odot}$.

Grandes cantidades de energía son generadas en un volumen pequeño y con grandes cantidades de masa. Estas condiciones no pueden ser cumplidas por las reacciones termonucleares ya que requiere un gran número de estrellas en volúmenes pequeños. Por lo tanto, la idea más aceptada consiste en un disco de acreción alrededor de un agujero negro. De esta manera, la energía de masa en reposo del material acregado puede ser convertida en radiación con mayor eficiencia que la que se podría alcanzar con otro proceso, generando luminosidades dadas por

$$L = \eta \dot{M} c^2$$

donde η es la eficiencia del proceso y su valor oscila entre: $0,057 \leq \eta \leq 0,423$ η indica la fracción de masa que es convertida en energía. Por otro lado \dot{M} es la tasa de acreción de masa a través del disco.

Por ejemplo, en el caso de un proceso con una eficiencia del 10% ($\eta=0,1$), para un AGN con $L = 10^{12}L_{\odot}$, la tasa de acreción de masa es $\dot{M} = 0,7M_{\odot}/\text{año}$.

Existe evidencia de la presencia de un disco de acreción alrededor de un agujero negro en NGC 4258, mostrada en la Figura 2.21. Se hicieron observaciones en la frecuencia de emisión máser de agua en esta galaxia y se mapeó un disco de acreción en escalas de sub-miliseundos. Se midieron las velocidades radiales de estas componentes y se encontró que éstas se corresponden con una curva de rotación kepleriana hasta un radio interno de 0,14 pc. Este gas estaría ligado gravitacionalmente a la distribución de masa central que se encuentra dentro de este radio interno (Miyoshi et al. 1995, Herrnstein et al. 1999).

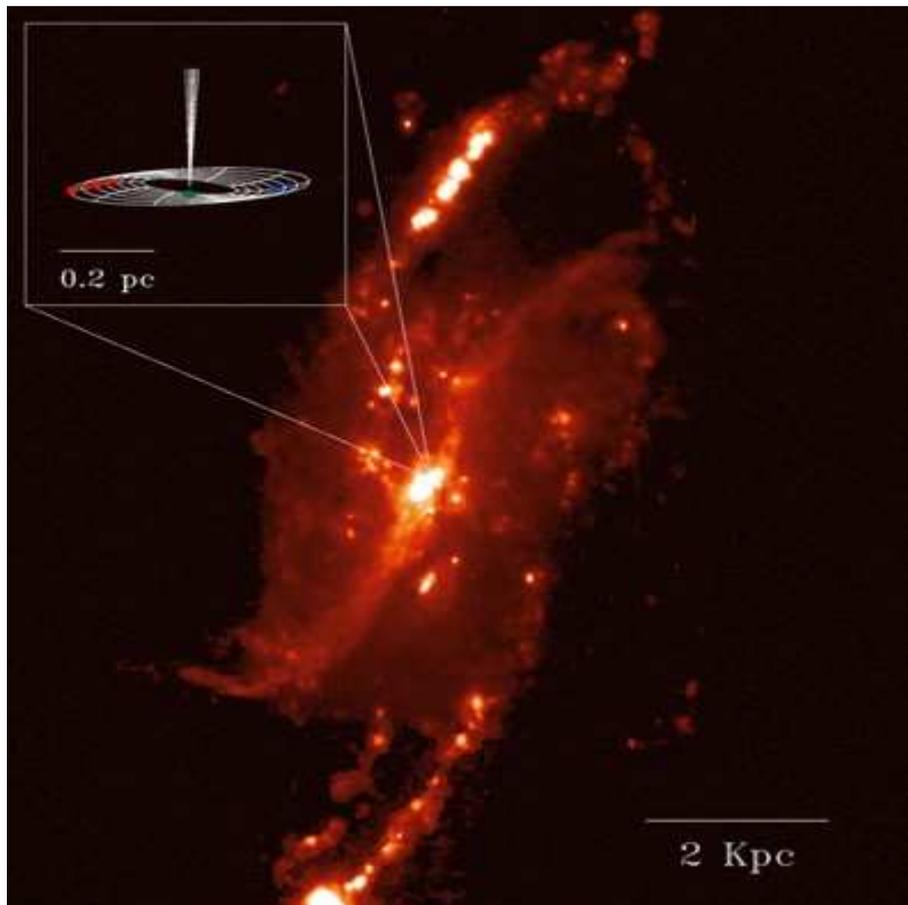


Figura 2.21: La galaxia mapeada NGC 4258

La masa central de $3 \times 10^7 M_{\odot}$ dentro de un volumen de 0,14 pc de radio, implica una densidad mínima de aproximadamente $3 \times 10^9 M_{\odot} pc^{-3}$, la cual es demasiado alta para ser explicada mediante cúmulos estelares, sugiriendo estos datos observados que la mejor alternativa es un agujero negro con un disco de acreción (Moran et al. 1999).

2.5.2- Modelo unificado

Como se vio hasta el momento, un AGN se caracteriza por mostrar grandes luminosidades, intensas líneas de emisión anchas y angostas y altos grados de ionización. Para poder explicar estos fenómenos, el agujero negro central tiene que estar acompañado de otras componentes, que son las encargadas de producir lo observado.

La materia (gas, polvo) al “caer” al agujero negro forma el llamado disco de acreción y es la encargada de emitir grandes cantidades de energía. Esta energía ioniza las nubes emisoras de líneas angostas y de líneas anchas.

El modelo más aceptado para describir la estructura interna de los AGN es el llamado modelo unificado (Antonucci 1993). Este modelo sugiere que las galaxias activas son intrínsecamente los mismos objetos. La diferencia entre las distintas clases se debe simplemente a un cambio en la orientación de nuestra visual respecto de un conjunto de componentes circumnucleares universal. En este modelo, la materia acretada va cayendo en forma de espiral hacia el agujero negro (formando el disco de acreción), liberando energía gravitacional, que es la que produce el fenómeno de un AGN. Circundando el plano del disco, nubes densas con altas velocidades aleatorias son irradiadas por éste, produciendo líneas con grandes anchos Doppler, como las que pueden verse en los cuásares, o en las Seyfert 1, por ejemplo. Estas nubes forman la *región emisora de líneas anchas o BLR* (Broad Line Región). Más lejos del potencial central se encuentran nubes con menor densidad y velocidades aleatorias menores, que son las que producen las líneas angostas, formando la *región emisora de líneas angostas o NLR* (Narrow Line Región).

Además de estos elementos, este modelo sugiere la presencia de un toro ópticamente grueso de gas y polvo. De acuerdo a la posición del observador, este toro puede cubrir el disco de acreción y la BLR, impidiendo la observación de un espectro más energético y con líneas anchas. En otras direcciones de la visual estas regiones no son cubiertas. En el primer caso tenemos un espectro con únicamente líneas angostas, como por ejemplo el de una Seyfert 2, mientras que en el segundo caso tendremos un espectro con líneas angostas y anchas, como puede ser el de una Seyfert 1. La diferencia entre las distintas clases se debe a si el toro está o no bloqueando las distintas componentes a nuestra línea de la visual, como puede verse en la Figura 2.22 donde se muestra un esquema de las estructuras mencionadas y de cómo varía el espectro observado de acuerdo a la posición del observador.

2.5.3- Región emisora de líneas anchas

Como se ha mencionado anteriormente, una de las características que distinguen a las galaxias activas de las galaxias normales es la presencia de intensas líneas de emisión en los espectros observados. Estas líneas presentan amplios rangos de ionización y son emitidas desde una gran cantidad de nubes ubicadas fuera del plano del disco de acreción (ver Figura 2.22).

Las encargadas de emitir las líneas anchas son unas nubes densas que son fotoionizadas por el continuo emitido. Están gravitacionalmente ligadas al agujero negro y tendrían que estar lo suficientemente cerca para que sus velocidades se correspondieran con los anchos de líneas observados, que van desde los 10^3 km/seg a los 10^4 km/seg. Además

estas nubes deberían ser lo suficientemente numerosas como para crear los perfiles suaves observados en las líneas.

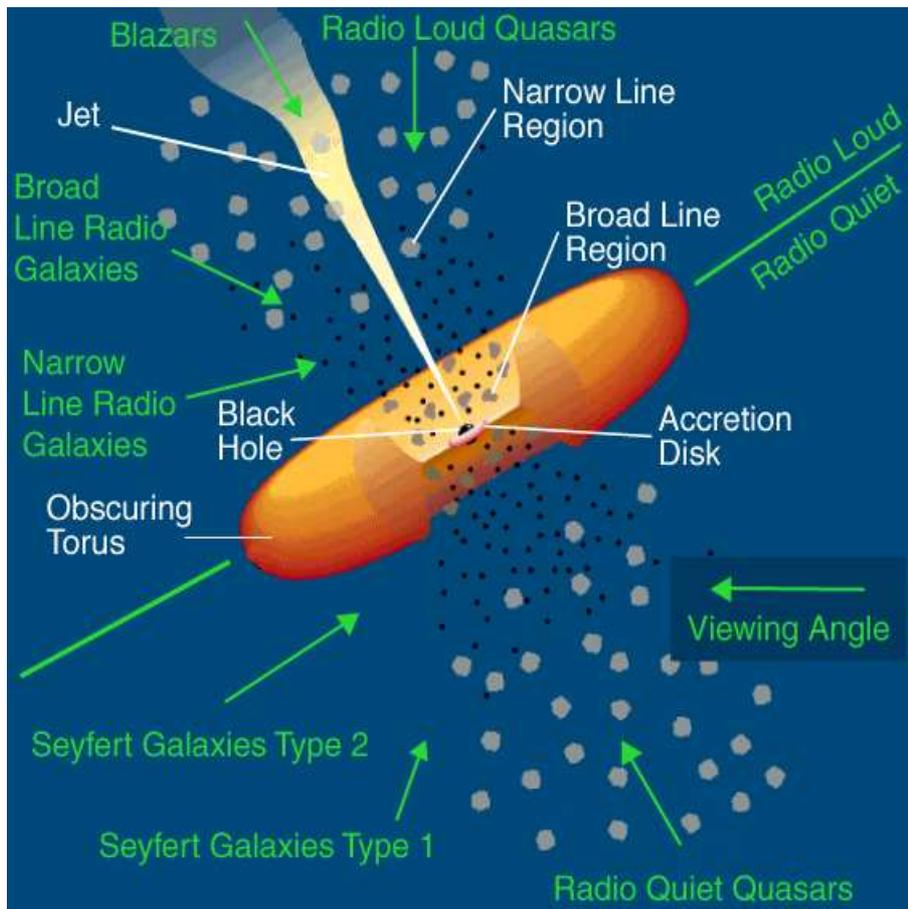


Figura 2.22: Esquema de las estructuras planteadas por el modelo unificado y las direcciones de la visual a partir de las cuales pueden verse las distintas clases de galaxias activas.

Observaciones acopladas con modelos de fotoionización han permitido hacer algunas estimaciones acerca de la densidad electrónica del gas emisor, encontrándose valores que están en el rango $10^8 \leq N_e \leq 10^{12} \text{ cm}^{-3}$ (Osterbrock- Mathews 1986).

Es difícil estimar el tamaño de la BLR y por eso para esto se apela al método de reverberación. Este método consiste en medir el tiempo transcurrido entre una variación del continuo ionizante y la correspondiente variación en la intensidad de las líneas. Esta diferencia temporal entre ambas variaciones es el tiempo que demora la luz en viajar desde donde fue emitida hasta las nubes fotoionizadas, lo cual permite estimar el tamaño de dicha región. Algunos estudios estimaron escalas de tiempo que varían desde algunos días a algunos meses, significando un tamaño de la BLR de aproximadamente 0,01- 1 pc (Wandel et al. 1999).

2.5.4 - Región emisora de líneas angostas

Los anchos de las líneas emitidas por la NLR llegan a algunos cientos de km/seg. Modelos de fotoionización estiman para esta región densidades electrónicas menores que para la BLR con valores dentro del rango comprendido entre $10^3 \leq N_e \leq 10^6 \text{ cm}^{-3}$ (Wilkes 2000).

Las nubes de la NLR se encuentran a una distancia mayor de la fuente central, habiéndose estimado que esta región tiene un tamaño que puede ir desde los 100 pc hasta los 1000 pc. Estas dimensiones han sido confirmadas a partir de imágenes directas de algunas Seyfert cercanas (Macchetto et al. 1994; Bower et al. 1995).

2.5.5-El toro

Dentro del modelo unificado se propone la existencia de una región que bloquee las regiones centrales de las galaxias, impidiendo que se observen directamente la BLR y la fuente del continuo central, por lo cual debe ser una capa de gas y polvo lo suficientemente gruesa y opaca.

Si asumimos que esta estructura está ligada gravitatoriamente al sistema, entonces podemos suponer que tiene una órbita circular. Para poder ocultar la BLR, tendrá que ser mayor que ésta, y encontrarse a una distancia mayor del centro. Además teniendo en cuenta que el polvo no puede permanecer demasiado cerca del centro del AGN ya que sería destruido por las altas temperaturas, se estima su radio interno en aproximadamente 1 pc.

Suele suponerse un toro con simetría acimutal, sin embargo esta no es la única geometría posible. Podría tratarse de nubes de gas y polvo ubicadas en la línea de la visual, de todas maneras, independientemente de la forma, son estas las estructuras encargadas de ocultar ciertas componentes del AGN.

Es difícil encontrar evidencias observacionales directas del toro, teniendo en cuenta que a distancias extragalácticas, estructuras del tamaño de pocos parsecs significan tamaños angulares de algunos milisegundos de arco. De todas maneras hay algunas observaciones que sugieren su presencia:

En algunas Seyfert 2se observan líneas de emisión mas intensas de lo que correspondería al continuo observado. Esto sugiere que las nubes de la NLR están fotoionizadas por un continuo mucho mayor del que podemos ver directamente, el cual se encuentra oscurecido en la línea de nuestra visual (Neugebauer et al. 1980; Wilson et al. 1988; Kinney et al. 1991).

El toro proyecta su sombra hacia las regiones exteriores del AGN, como puede verse en la ilustración mostrada en la Figura 2.23.

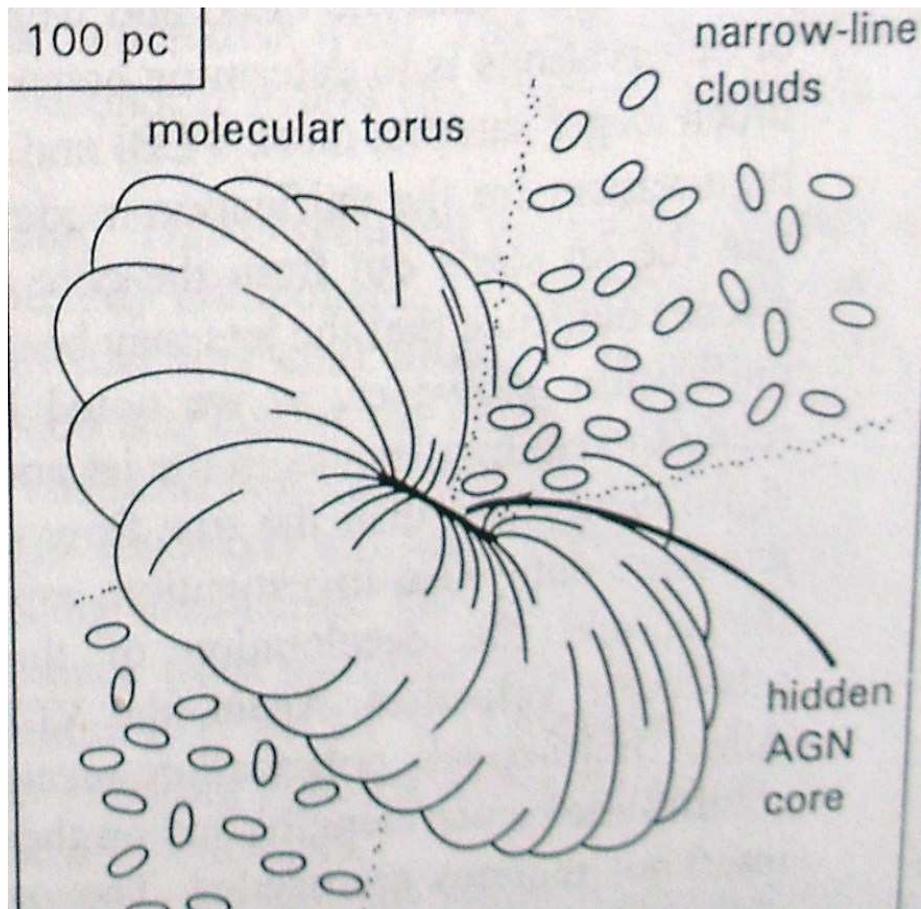


Figura 2.23: El toro de gas y polvo oscureciendo el continuo central, permitiendo que la radiación salga solo por las regiones polares.

La radiación sale en forma anisotrópica debido al oscurecimiento que provocan las columnas de gas y polvo. Se han encontrado algunas Seyfert 2 que tienen la NLR en forma de cono, sugiriendo que la energía escapa por las regiones polares no oscurecidas por el toro (Pogge 1988). En la Figura 2.24 pueden verse 2 imágenes de galaxias Seyfert 2 en las que se observan regiones cónicas de gas ionizado.

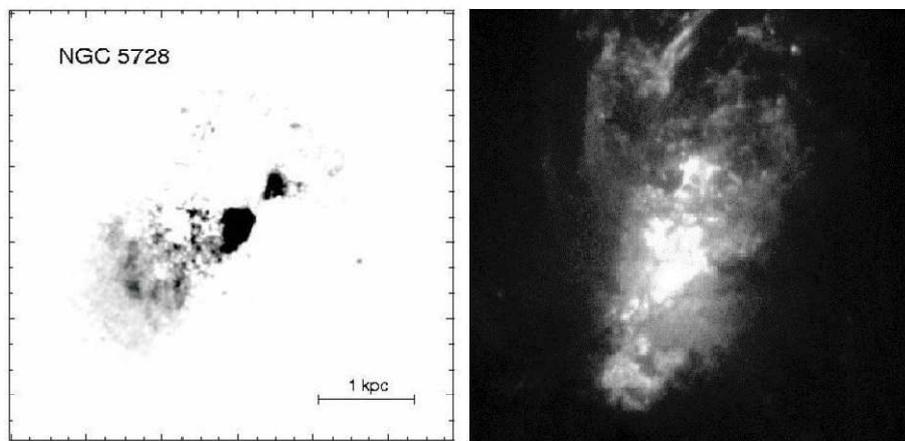


Figura 2.24: Imágenes de las regiones de gas ionizado con forma cónica de las galaxias NGC 5728 (izquierda) y NGC 1068 (derecha)

Si hay gas y polvo absorbiendo radiación, entonces debería de haber radiación en el IR producto de la emisión térmica de éstos. De hecho, se ha encontrado en algunas galaxias Seyfert un máximo local en la emisión del IR, el cual se debe a emisión térmica de polvo (Rieke 1978; Sanders et al. 1989), consistente con la radiación re emitida por el toro (Pier-Krolik 1993; Granato-Danese 1994).

En algunas galaxias Seyfert se ha encontrado un gran enrojecimiento en la parte nuclear, indicando la presencia de grandes cantidades de polvo (Wilson et al. 1993; Mulchaey et al. 1996). Por otro lado, algunas observaciones en rayos X indican que galaxias Seyfert 2 tienen grandes columnas de absorción en la dirección de la visual, mayores que las mostradas por las Seyfert 1 (Awaki et al. 1991). Si uno observa el espectro de una Seyfert 2 en flujo total, observará sólo líneas angostas. Sin embargo, cuando se mide el flujo polarizado, algunos sistemas de este tipo muestran líneas anchas (Antonucci-Miller 1985; Miller-Goodrich 1990; Moran et al. 2000). Esto significa que las Seyfert 2 si tendrían una BLR, la cual está oculta hacia nuestra dirección. El flujo de líneas anchas, si bien originalmente no estaba dirigido hacia nosotros, es dispersado hacia nosotros con un cierto ángulo de polarización. Esto puede verse en la Figura 2.25, donde se ve el espectro de NGC 1068 (una Seyfert 2) en flujo total y en flujo polarizado.

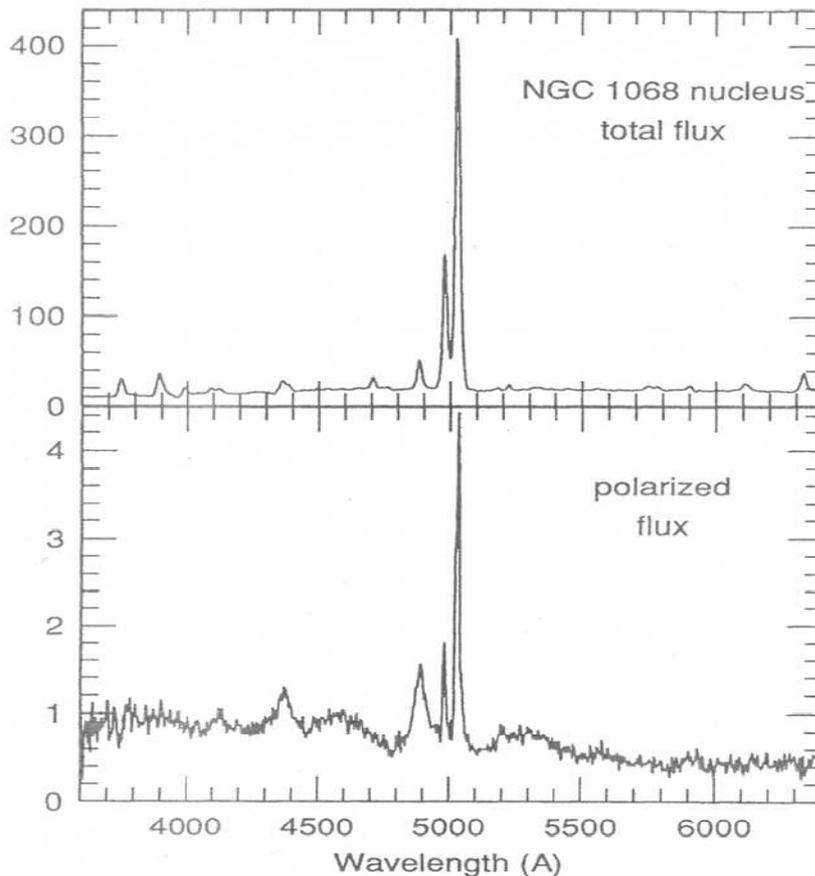


Figura 2.25: Espectro de NGC 1068, en flujo total (arriba) y en flujo polarizado (abajo). La línea H_{β} tiene un perfil ancho cuando se la observa en luz polarizada.

Además en algunas Seyfert 2 se encuentran líneas anchas si los espectros se toman en el IR, donde la atenuación por polvo es menor (Rix et al. 1990; Ruiz et al. 1994; Villeux et al. 1997).

2.5.6- Radio jets

Si bien no todos los AGN son fuertes emisores en radio, en algunos suele detectarse emisión en esta longitud de onda. Generalmente la emisión en radio proviene de una fuente no resuelta que coincide con el centro del AGN. Además si bien la forma de la emisión extendida varía (Nagar et al. 1999) suele tomar la forma de una estructura lineal (Schmitt et al. 2001).

Tales estructuras son llamadas radio jets. Estos jets están siempre alineados con el radio núcleo y pueden expandirse hasta escala de kiloparsecs (ver Figura 2.6). Se piensa que la emisión en radio se debe a la emisión del sincrotrón producida por partículas con velocidades relativistas que son eyectadas de la fuente central a lo largo del eje del disco de acreción interno (Natarajan & Pringle 1998).

3 - Galaxias Narrow Line Seyfert 1

3.1 - Introducción

Los núcleos Seyfert son típicos AGN en el universo cercano. Como se mencionó anteriormente se clasificaron principalmente en dos tipos, dependiendo esta clasificación de la presencia o no de líneas de emisión anchas (Seyfert 1 en caso de presentar líneas anchas y Seyfert 2 en caso de presentar solo líneas de emisión angostas).

En adición a estos dos tipos principales se agregó un nuevo tipo, las Narrow Line Seyfert 1 (de acá en más NLS1) o Seyfert 1 con líneas angostas, debido a sus particulares propiedades observacionales, las cuales se presentan a continuación.

Estas galaxias representan aproximadamente un 10 % de las galaxias Seyfert 1 en una muestra seleccionada en la banda de rayos X duros (Stephens 1989). Un gran número de NLS1 fue encontrada en nuevas muestras tomadas en rayos X blandos (Walter & Fink 1993; Xu, Wei & Hu 1999; Grupe et al. 1999; Edelson et al. 1999).

3.2- Propiedades observacionales de las NLS1

A continuación se muestran las principales propiedades observacionales de las NLS1 en las distintas longitudes de onda: óptico, ultravioleta, rayos X duros y blandos, radio e infrarrojo. En mucho de los casos se las compara con las Broad Line Seyfert 1 (de aquí en más BLS1), las cuales son Seyfert 1 comunes, que usualmente presentan líneas anchas.

3.2.1- Rayos X

- Las NLS1 suelen ser más fuertes emisoras de rayos X blandos que las BLS1. En la región de los rayos X duros, las NLS1 con mayor intensidad en los rayos X blandos emiten más fuertemente que las BLS1.
- La escala de tiempo de variabilidad del espectro en rayos X blandos es menor a un día. Esto corresponde con un tamaño de la BLR menor a un día luz, siendo menor que el tamaño característico de la BLR en las BLS1.

- Observaciones en la región de los rayos X blandos muestran que no hay evidencia de columnas o nubes de hidrogeno neutro, sugiriendo que la atenuación por polvo es menor (Bergeron 1996).

3.2.2- Ultravioleta

- Algunos cocientes entre líneas en esta longitud de onda, por ejemplo $C IV \lambda 1549 / Ly_{\alpha}$, muestran ser similares en las NLS1 y en las BLS1 (Crenshaw et al. 1991).
- Se encuentran líneas del UV con anchos de aproximadamente 5000 Km/s, comparables con las encontradas en las BLS1 (Rodríguez-Pascual, Mas-Hese & Santos-Lleo 1997).
- La luminosidad en el UV de las NLS1 suele ser más débil que en las BLS1 (Rodríguez-Pascual et al. 1997).

3.2.3- Óptico

- Las líneas de emisión de la serie de Balmer (líneas permitidas) son apenas más anchas que las líneas prohibidas, como ser la línea [OIII] $\lambda 5007$, con anchos típicos $FWHM \approx 1000$ Km/s (Davison, Kinman 1978; Mason, Puchnarewicz & Jones 1996). Las líneas más angostas corresponden con $FWHM \approx 300$ Km/s.
- Los perfiles de las líneas permitidas en las NLS1 son diferentes a los de las Seyfert 1. En estas últimas, la componente ancha domina el perfil y es mas evidente que en las NLS1.
- Los anchos equivalentes de las líneas de emisión de la serie de Balmer son menores en las NLS1 que en las BLS1 (típicas Seyfert 1 con líneas anchas); $EW(H_{\beta}) \approx 32 \pm 16 \text{ \AA}$ en las NLS1; mientras que para las BLS1 se tiene $EW(H_{\beta}) \approx 88 \pm 37 \text{ \AA}$ (Goodrich 1989).
- El tiempo de variación de las líneas de emisión es similar al observado en las BLS1 (Gianuzzo & Stripe 1996). Sin embargo esta variación es más débil en las NLS1 en cuanto a intensidad.
- La relación $[OIII]\lambda 5007 / H_{\beta}$ es menor que 3, siendo este el valor limite propuesto por Osterbrock 1985; Goodrich 1989 para las galaxias Seyfert.
- Se encuentran líneas de emisión de alta ionización, como ser $[FeVII]\lambda 6087$; $[FeX]\lambda 6735$ (Davison & Kinman 1978; Nagao et al. 1999b). La relación $[FeVII]\lambda 6087 / [OIII]\lambda 5007$ en las NLS1 es generalmente similar a la encontrada en las BLS1 (Nagao, Murayama & Taniguchi 1999 a).
- Las líneas de emisión del $[FeII]$ son generalmente mas intensas que en las BLS1. Hay una fuerte correlación entre la relación $[FeII]\lambda 4570 / H_{\beta}$ y el ancho $FWHM$ de H_{β} (Zheng & O'Brien 1990; Marziani et al. 1996).

- Se encuentra correlación entre $[FeII]\lambda 4570/H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007/H\beta$. La relación entre $[FeII]\lambda 4570/H\beta$ tiende a ser mas fuerte cuando decrece $[OIII]\lambda 5007/H\beta$.
- La polarización detectada en algunas NLS1 es atribuida al scattering por polvo en vez de ser producida por scattering electrónico (Goodrich 1989); hay que tener en cuenta que la polarización observada en la mayoría de las Seyfert 2 es debida al scattering electrónico (Antonucci & Miller 1985; Miller & Goodrich 1990; Tran 1995).

3.2.4- Infrarrojo

- La luminosidad en el infrarrojo cercano y en el infrarrojo lejano es similar en las NLS1 y en las BLS1 (Rodríguez-Pascual et al. 1997).
- La banda L, la cual es sensible a la orientación del toro de polvo, es en promedio similar en las NLS1 y en las BLS1 (Murayama et al. 1999; Murayama, Mouri & Taniguchi 2000).

3.2.5- Radio

- La luminosidad del continuo en esta longitud de onda es similar en las NLS1 a las encontradas en las BLS1 (Ulvestad, Antonucci & Goodrich 1995).
- El tamaño medio de la fuente emisora en radio es del orden de los 300 pc (Ulvestad et al. 1995).

4 - Estima de masas de agujeros negros en AGN

4.1 - Introducción

Los agujeros negros (BH por sus siglas en inglés) son los candidatos más firmes para ser los poderosos motores centrales de los núcleos activos, pero hay escasa evidencia directa de ellos. En galaxias cercanas, la cinemática espacialmente resuelta sugiere su presencia, con detecciones dinámicas de estos objetos (Kormendy & Gebhardt 2001).

Tales observaciones son sólo posibles para pocos de los AGN más cercanos (Harms et al. 1994; Miyoshi et al. 1995; Greenhill et al. 1996). Las observaciones cinemáticas directas son fuertemente limitadas por la resolución espacial, teniendo en cuenta que un AGN típico a redshift 2 requiere una resolución del orden de los nano-segundos de arco para poder estudiarse la cinemática en su centro. Por esta razón se han desarrollado otros métodos menos directos para estimar la masa de estos objetos centrales. Uno de ellos asume que las nubes de la BLR están gravitatoriamente ligadas al potencial del agujero negro, pudiéndose estimar su masa a través del radio orbital y de la velocidad de las mismas. Un método diferente utiliza una correlación, encontrada en galaxias normales cercanas, entre la dispersión de velocidades estelares y la masa del agujero negro. Si las galaxias huéspedes de los AGN son similares a las galaxias normales, esta correlación puede ser utilizada. Debido a que la dispersión de velocidades de las estrellas es difícil de medir a grandes distancias, se utilizan otras propiedades para inferirla, como veremos más adelante.

4.2- Masas a partir del movimiento virializado

Asumiendo que las nubes de la BLR están virializadas, esto es, con orbitas estables en el tiempo (Krolik et al. 1991, Wandel et al. 1999; Krolik 2001); y suponiendo una orbita circular, la masa del agujero negro central puede ser estimada utilizando la ecuación de Newton:

$$M_{BH} = R_{BLR}v^2G^{-1} \quad (4.1)$$

donde M_{BH} la masa del agujero negro central,
 R_{BLR} es la distancia de las nubes emisoras de líneas anchas al potencial central,
 v es la velocidad de las nubes emisoras,
 G la constante de la gravitación universal.

Hay que tener en cuenta que campos magnéticos pueden contribuir a la dinámica (Krolik 2001), y puede haber vientos que podrían ensanchar el ancho de las líneas medidas (los cuales se corresponden con la velocidad de las nubes), excediendo este ancho al verdaderamente producido por el potencial del agujero negro. En estos casos la masa estimada puede estar sobreestimada. Para estimar la masa a través de la ecuación (4.1) es necesario entonces conocer la velocidad de las nubes y la distancia de las mismas al potencial central.

4.2.1- Método de reverberación

El tamaño de la BLR es estimado a través del tiempo transcurrido entre una variación del continuo ionizante y su correspondiente variación en la intensidad de la línea de emisión (Peterson 1993). La velocidad de las nubes en torno del centro viene dada por

$$v = f \times FWHM \quad (4.2)$$

donde FWHM (Full Width at Half Maximun) es el ancho de la línea a mitad de altura.

En el caso de considerar una distribución isotrópica de las nubes de la BLR en torno al centro, con órbitas con inclinaciones random o aleatoria, $f = \sqrt{3}/2$ (Netzer 1990).

4.2.2- Correlación BLR - Luminosidad

El método de reverberación es un método muy laborioso, y requiere de mucho tiempo, por lo cual se han desarrollado formas alternativas de estimar el tamaño de la BLR. Algunos autores notaron que R_{BLR} (conocida a través del método de reverberación) correlaciona con la luminosidad en el UV del núcleo activo. La proporcionalidad encontrada (Kaspi et al. 2000; Vestergaard et al. 2002; McLure & Jarvis 2002) es:

$$R_{BLR} \propto L_{5100\text{\AA}}^{0,7}$$

donde R_{BLR} es el radio de la BLR,
 $L_{5100\text{\AA}}$ es la luminosidad en los 5100 Å.

Usando esta relación y asumiendo orbitas aleatorias y una isotrópica distribución en las nubes ($f = \sqrt{3}/2$ en la ecuación 4.2) se obtiene que la masa del agujero negro central viene dada por:

$$M_{BH} = 4,817 \times \left(\frac{L_{\lambda}(5100\text{\AA})}{10^{44} \text{ergs s}^{-1}} \right)^{0,7} \times (FWHM)^2 \quad (4.3)$$

Esta es una relación puramente empírica y surge de la necesidad de sustituir al método de reverberación, por tratarse de una técnica que requiere mucho esfuerzo y mucho tiempo de trabajo.

Como puede verse en la Figura 4.1, esta correlación es válida solo para un determinado rango de luminosidades (Kaspi et al. 2000), produciendo incertezas en la estimación de masas.

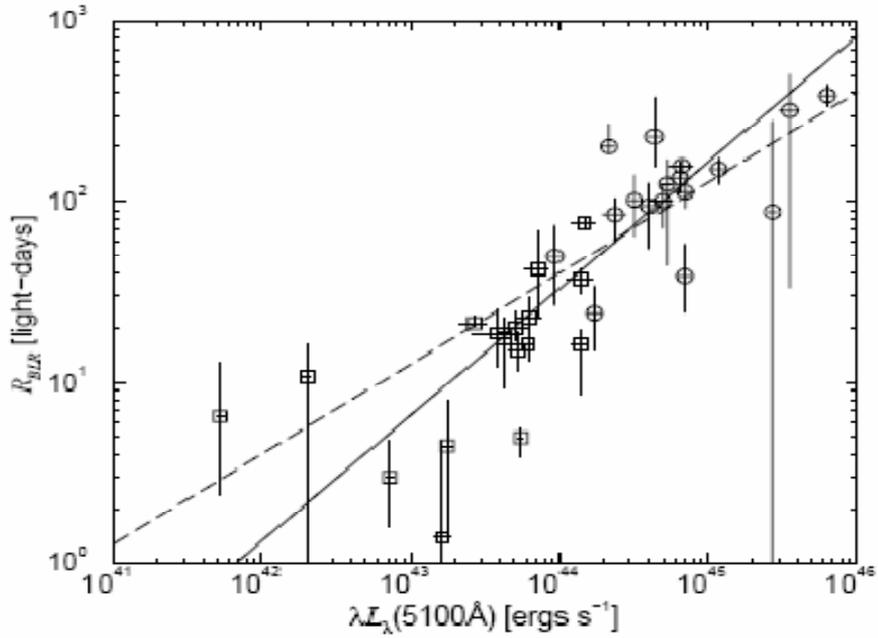


Figura 4.1: Correlación $R_{BLR} - L_{5100\text{\AA}}$ donde puede verse que el ajuste es bueno solo para ciertas luminosidades.

En la Figura 4.2 se comparan las masas de los agujeros negros de distintos AGN calculadas a partir de dos formas distintas de estimar el tamaño de la BLR (usando el método de reverberación y la correlación $R_{BLR} - L_{5100\text{\AA}}$) (Woo & Urry 2002). La línea usada para medir la velocidad es H_{β} y se asumió $f = \sqrt{3}/2$ en la ecuación (4.2), correspondiendo esto a inclinaciones aleatorias de las orbitas y una distribución isotrópica de las nubes.

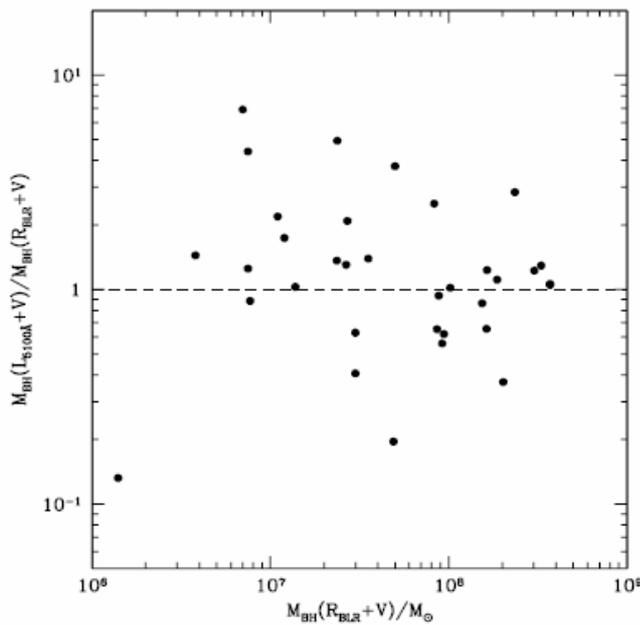


Figura 4.2: Masas estimadas a partir del método de reverberación y a partir de la correlación $R_{BLR} - L_{5100\text{\AA}}$.

Como puede verse en esta Figura, hay diferencias de hasta un orden de magnitud en las masas estimadas, que vienen de las incertezas de la correlación $R_{BLR} - L_{5100\text{\AA}}$. En este grafico no se considera el error que proporciona la suposición de orbitas aleatorias y la suposición de una distribución isotrópica de las nubes, que de tenerse en cuenta, sumarian una incerteza de un factor de 3.

A pesar de esto, la estima de masas usando la correlación $R_{BLR} - L_{5100\text{\AA}}$ es importante debido a la dificultad y el gran esfuerzo que implica el método de reverberación y a la poca cantidad de AGN que cuentan con alguna estimación de masa.

4.2.3- Correlación $R_{BLR} - L_{H\alpha}, L_{H\beta}$

Se encontró que la Luminosidad en los 5100 Å correlaciona fuertemente con la luminosidad de las líneas de emisión de Balmer (Greene& Ho 2005), y por lo tanto, estas últimas lo hacen con el tamaño de la BLR.

En la Figura 4.3, se muestra la correlación existente entre las distintas luminosidades: $L_{5100} - L_{H\alpha}$ y $L_{5100} - L_{H\beta}$.

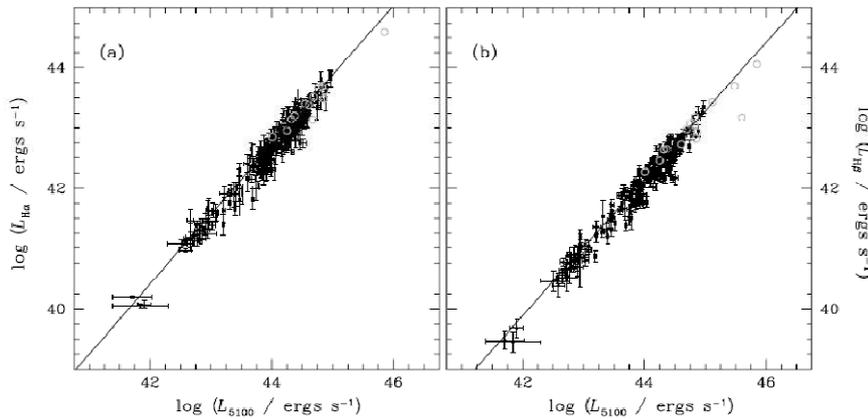


Figura 4.3: Correlación entre la Luminosidad en 5100 Å y $L_{H\alpha}$ (izquierda) y $L_{H\beta}$ (derecha).

Tratando a L_{5100} como variable independiente, Greene& Ho encontraron las siguientes expresiones, que relacionan a L_{5100} con la luminosidad de las componentes anchas de las líneas de emisión de Balmer, $L_{H\alpha}$ y $L_{H\beta}$:

$$L_{H\alpha} = 5,25 \times 10^{42} \left(\frac{L_{5100}}{10^{44} \text{ ergs s}^{-1}} \right)^{1,157} \text{ ergs s}^{-1} \quad (4.4)$$

$$L_{H\beta} = 1,425 \times 10^{42} \left(\frac{L_{5100}}{10^{44} \text{ ergs s}^{-1}} \right)^{1,133} \text{ ergs s}^{-1}. \quad (4.5)$$

Teniendo en cuenta estas expresiones y la correlación encontrada por Kaspi et al. (2000) entre el tamaño de la BLR y la luminosidad en los 5100 Å; y suponiendo además órbitas con inclinaciones random para las nubes de la BLR ($f = \sqrt{3}/2$), se obtienen las siguientes relaciones para la masa del agujero negro central:

$$M_{BH} = 2 \times 10^6 \left(\frac{L_{H\alpha}}{10^{42} \text{ ergs s}^{-1}} \right)^{0,55} \left(\frac{FWHM_{H\alpha}}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right)^{2,06} M_{\odot} \quad (4.6)$$

la cual depende solamente de la componente ancha de H_{α} ;

$$M_{BH} = 3,6 \times 10^6 \left(\frac{L_{H\beta}}{10^{42} \text{ ergs s}^{-1}} \right)^{0,56} \left(\frac{FWHM_{H\beta}}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 M_{\odot} \quad (4.7)$$

la cual depende sólo de la componente ancha de H_{β} .

De esta manera obtenemos las masas de los agujeros negros centrales a través de parámetros (luminosidad y FWHM) de una misma línea de emisión.

Este método es altamente útil, dado que las líneas de emisión de la serie de Balmer son detectables inclusive en galaxias lejanas, sin embargo es solo aplicable a galaxias que muestren líneas con componente ancha.

4.3- Masas a partir de la dispersión de velocidades estelares

En las galaxias cercanas normales se encontró una conexión entre la masa del agujero central y la cinemática del bulge. Específicamente la masa del agujero negro (determinada previamente a través de la cinemática espacialmente resuelta) correlaciona muy bien con la dispersión de velocidades de las estrellas del bulge. Esta correlación está determinada (Tremaine et al. 2002):

$$M_{BH} = 1,349 \times 10^8 M_{\odot} (\sigma/200 \text{ km s}^{-1})^{4,02} \quad (4.8)$$

Las galaxias huéspedes de los AGN, (galaxias que contienen al núcleo activo), se parecen mucho a las galaxias normales. Siguiendo la hipótesis de que todos los AGN son fases transitorias de las galaxias normales (Cavalieri & Padovani 1989), es razonable esperar que la misma correlación $M_{BH} - \sigma$ encontrada en las galaxias normales valga también para las galaxias huéspedes de los AGN. En ese caso puede utilizarse la ecuación 4.8 para estimar la masa del agujero negro en el núcleo activo. Varios autores estimaron masas de esta manera y encontraron que coincide muy bien con los valores determinados a través del método de reverberación.

4.3.1- Masas a partir de mediciones directas de la dispersión de velocidades estelares

Para el caso particular de 14 galaxias Seyfert que disponen de la medición de la dispersión de velocidades estelares y de la distancia de las nubes de la BLR al centro (estimadas mediante el método de reverberación), Urry et al. (2002) estimaron las masas de los agujeros negros centrales, usando las ecuaciones (4.8) y (4.1) respectivamente. Encontraron que los valores calculados coinciden bien, con diferencias mucho menores que un orden de magnitud. Esto es de gran valor dado que se trata de dos métodos completamente independientes. Esta comparación puede apreciarse en la Figura 4.3.

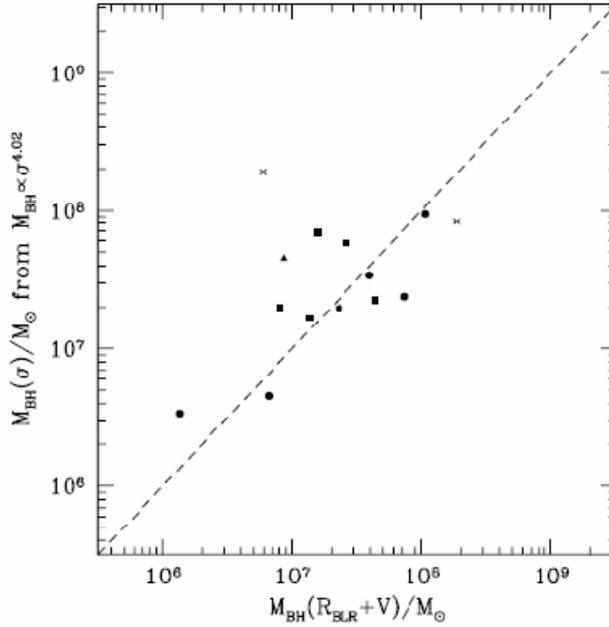


Figura 4.3: Comparación de las masas de los agujeros negros centrales estimadas a partir de la dispersión de velocidades estelares (eje de las ordenadas) y a partir del método de reverberación (eje de las abscisas). Los datos corresponden a: Ho(1999, triangulo); Onken& Peterson (2002, cruces); Nelson (1995, cuadrados); Ferrarese et al. (2001, círculos); Di Nella et al. (1995, pentágono).

4.3.2- Masas a partir de estimaciones indirectas de la dispersión de velocidades estelares: Relación del plano fundamental

Las dispersiones de velocidades estelares no son conocidas para demasiados AGN y a veces no es fácil poder medirla, particularmente a altos redshift. Entonces por la misma “unificación” hecha entre las galaxias huésped y las galaxias normales, uno puede inferir la dispersión de velocidades estelares a través de los parámetros morfológicos del bulge: r_e , el radio efectivo; μ_e el brillo superficial a ese radio. Estos parámetros han sido bien medidos para más de 100 AGN usando la excelente resolución espacial del Telescopio Espacial Hubble, el cual produce resultados mucho más confiables que los de cualquier observatorio terrestre.

Conociendo entonces los parámetros del bulge, la dispersión de velocidades estelar viene dada por la relación del plano fundamental, expresión encontrada por Jorgensen et al. (1996):

$$\log r_e = 1,24 \log \sigma - 0,82 \log \langle I_e \rangle + 0,2132 z - 0,00131 - C.$$

donde C es una corrección cosmológica y vale $C = 0,176$ para $H = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, Jorgensen et al. (1996).

Este método es extremadamente valorable e importante, pues requiere de parámetros que son mucho más fáciles de medir que σ , y se puede utilizar para AGN que se encuentran a alto redshift.

Para evaluar la exactitud de este método, Urry et al. (2002) consideraron 72 radio galaxias para las cuales los tres parámetros del plano fundamental ya estaban medidos (Bettoni et al. 2001). La Figura 4.4 muestra la comparación de las masas de los agujeros negros derivadas indirectamente a través de r_e y de μ_e con la masa derivada directamente a través de σ .

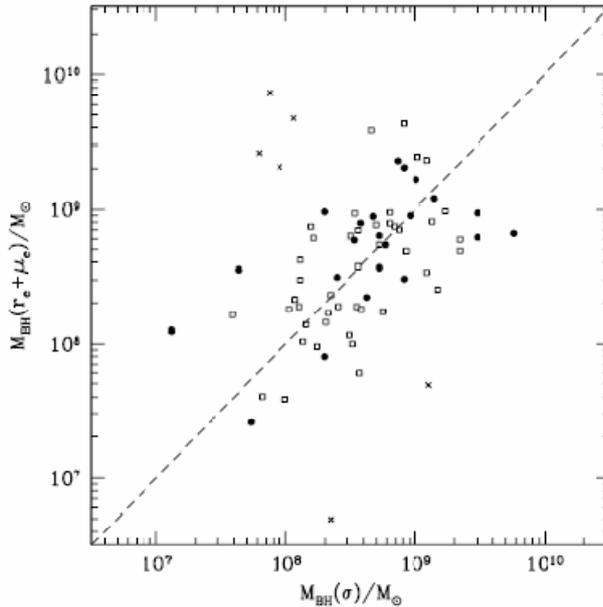


Figura 4.4: Comparación entre $M_{BH}(r_e + \mu_e)$, derivada a través de una forma indirecta de determinar σ a través de la relación del plano fundamental; y $M_{BH}(\sigma)$, derivada a través de una directa medición de σ . Los círculos cerrados corresponden a nuevas mediciones presentadas por Bettoni et al. Mientras que las otras mediciones (cuadrados abiertos) fueron extraídos de la literatura. Además de los 6 valores más externos (cruces), la mayoría de los valores coinciden bien, con una dispersión menor a un factor de 4.

Si bien el método del plano fundamental introduce errores adicionales comparados a una directa medición de la dispersión de velocidad estelar, la estima de masas de agujeros negros de esta forma es una de las pocas disponibles para AGN que se encuentran a altos redshift.

4.3.3- [OIII] λ 5007, [SII] λ 6716, [SII] λ 6731 como sustitutos de σ_*

Las líneas de emisión son una característica básica de los AGN. Y éstas son detectables inclusive en galaxias lejanas, a diferencia de las líneas de absorción producidas por la presencia estelar.

Debido a esto, suelen usarse las líneas prohibidas del oxígeno: [OIII] $\lambda 5007$ y del azufre: [SII] $\lambda 6716$, [SII] $\lambda 6731$ como reemplazo de la dispersión de velocidades estelar (σ_*).

Una propiedad básica de cualquier gaussiana es la relación entre el FWHM (ancho a la mitad de altura) y σ (desviación estándar):

$$FWHM = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma \approx 2,3548 \sigma$$

Entonces podemos tener un estimativo de σ_* midiendo $\sigma[OIII]$ y $\sigma[SII]$:

$$\sigma[OIII] = \frac{FWHM[OIII]}{2,35}, \quad \sigma[SII] = \frac{FWHM[SII]}{2,35} \quad (4.9)$$

La línea [OIII] $\lambda 5007$ suele presentar algunas asimetrías en algunos objetos, debida a componentes no virializadas, eyecciones de material ionizado hacia el exterior. En este caso los objetos con perfiles asimétricos deben ser excluidos de la muestra, ya que afecta a la determinación de su FWHM.

En el caso del azufre [SII], estas asimetrías no se presentan y puede ser utilizado como sustituto de la dispersión de velocidades estelares directamente, dado que este elemento presenta un perfil gaussiano.

De esta manera, considerando las ecuaciones (4.8) y (4.9) se tiene:

$$M_{BH}[OIII] = 10^{8,13} (\sigma[OIII]/200 \text{ km s}^{-1})^{4,02} M_{\odot} \quad (4.10)$$

$$M_{BH}[SII] = 10^{8,13} (\sigma[SII]/200 \text{ km s}^{-1})^{4,02} M_{\odot} \quad (4.11)$$

Varios autores encontraron entonces que los AGN siguen la relación $M_{BH} - \sigma$ utilizando $\sigma[OIII]$ y $\sigma[SII]$ como sustitutos de σ_* . Esto puede verse claramente en la Figura 4.5, donde se muestra lo obtenido por Komossa & Xu (2007).

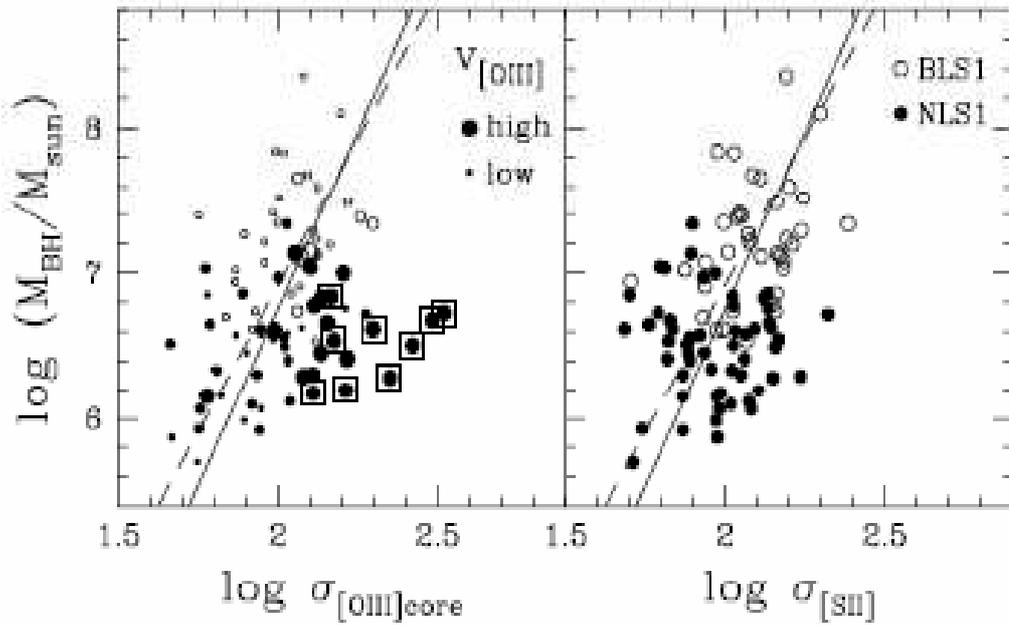


Figura 4.5: Localización de galaxias NLS1 (símbolos cerrados) y galaxias Seyfert 1 (símbolos abiertos) en el plano $M_{BH} - \sigma$ (Komossa & Xu 2007). El gráfico izquierdo se basa en mediciones del [OIII] (las líneas asimétricas fueron removidas). El tamaño de los círculos está de acuerdo con la asimetría de la línea. Las extremadamente asimétricas, que fueron removidas, están marcadas con un cuadrado. El gráfico derecho muestra la misma relación basada en mediciones del [SII]. La línea punteada y la línea solida representan en ambos casos la relación $M_{BH} - \sigma_*$ encontrada en galaxias normales cercanas por Tremaine et al. (2002) y Ferrarese & Ford (2005), respectivamente.

5 - Observaciones

5.1 - La muestra de galaxias

En los primeros capítulos se han cubierto las características y propiedades observacionales de los núcleos activos, como también los distintos métodos disponibles para la estimación de masas de agujeros negros centrales. Esto sirve de base para lo que resta del trabajo, donde mediante espectroscopia determinamos las masas de los agujeros negros de 14 galaxias Narrow Line Seyfert 1, a través de algunos de los métodos detallados en el Capítulo 4.

Este tipo de galaxias es objeto de numerosos estudios, dado que todavía poco se sabe de ellas. Este trabajo tiene entonces el fin de incrementar la información disponible sobre las Narrow Line Seyfert 1, intentando determinar si estos objetos siguen la relación $M_{BH} - \sigma$ descrita en el capítulo anterior, como así también ver las correlaciones existentes para agujeros negros centrales de baja masa (del orden de $10^5 - 10^6 M_{\odot}$).

Se seleccionó un muestra de 14 galaxias activas del hemisferio sur del tipo NLS1 con corrimientos al rojo menores a $z=0,1$ y con brillos superiores a una magnitud de $m_B= 17$ de manera de obtener espectros con una relación señal ruido razonable como para realizar las mediciones de las intensidades y anchos de líneas de emisión.

En la Tabla 1 se presentan las galaxias, como así también algunos de sus principales parámetros. Esta información fue obtenida de la base de datos extragalácticos de la NASA, NED (NASA Extragalactic Database), y la base SIMBAD.

Galaxia	z	V (Km/s)	D (Mpc)	Magnitud	Morfología	Ascensión recta	Declinación
MRK 1239	0,0199	5974	79,7	14,5	E/S0	09h 52m 19s	-01° 36' 43"
NGC 4748	0,0146	4386	58,5	14,0	Sa	12h 52m 12s	-13° 24' 53"
IRAS 15091-2107	0,0446	13173	182,5	15,5	E/S0	15h 11m 59s	-21° 19' 02"
IRAS 13224-3809	0,0658	19726	268,1	16,4	Sb	13h 25m 19s	-38° 24' 53"
CTS J03.19	0,0547	16413	222,1	16,5	SBa	10h 15m 55s	-20° 02' 27"
MRK 896	0,0264	7922	110,5	16,0	SBb	20h 46m 21s	-02° 48' 45"
CTS J04.08	0,0403	12070	162,7	15,7	Sp	10h 31m 57s	-18° 46' 34"
NPM1G-14.0512	0,0417	12528	170,4	15,6	SBb	13h 41m 13s	-14° 38' 41"
MS 1519.8-0633	0,0831	24919	341,3	14,9	----	15h 22m 29s	-06° 44' 41"
MRK 573	0,0172	5150	71,3	14,0	S0	01h 43m 58s	+02° 21' 00"
MRK 618	0,0355	10658	144,7	14,5	SBb	04h 36m 02s	-10° 22' 34"
NGC 526	0,0192	5762	78,3	14,7	S0	01h 23m 58s	-35° 07' 21"
ESO 3PP-IG020	0,0249	7480	102,9	15,2	-----	20h 06m 58s	-34° 22' 58"
1H 1934-063	0,0102	3074	43,9	16,1	E	19h 37m 33s	-06° 13' 05"

Tabla 1: Lista de galaxias de la muestra con sus principales parámetros: redshift (columna 1), velocidad radial galactocéntrica (columna 2); distancia (columna 3); Magnitud aparente en el filtro B (columna 4); tipo morfológico (columna 5), ascensión recta referida al equinoccio 2000.0 (columna 6), declinación referida al equinoccio 2000.0 (columna 7).

A continuación haremos una breve descripción de cada una de las galaxias de la muestra como así también presentaremos los datos más significativos de cada una de ellas. Dicha información fue suministrada por la NED.

MRK 1239

Esta galaxia (Figura 5.1) se encuentra a una distancia de 79,7 Mpc y tiene una magnitud en el filtro B de 14,5 mag. Posee coordenadas celestes referidas al equinoccio 2000.0 con ascensión recta de $\alpha = 12^{\circ} 52' 12''$ y declinación de $\delta = -13^{\circ} 24' 53''$.

Morfológicamente está clasificada como una galaxia elíptica, E; con un diámetro mayor y menor de 0,4 y 0,15 minutos de arco, respectivamente

Este objeto no muestra indicio de variabilidad en su curva de lux en rayos X, según las observaciones hechas por el satélite ROSAT.

Un estudio detallado por Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006) muestra que el cercano infrarrojo está dominado por una fuerte emisión alrededor de 2.2 micrones, con una intensidad no vista anteriormente en ningún núcleo activo. En esta región la emisión se corresponde con la de un cuerpo negro a aproximadamente 1200 K.

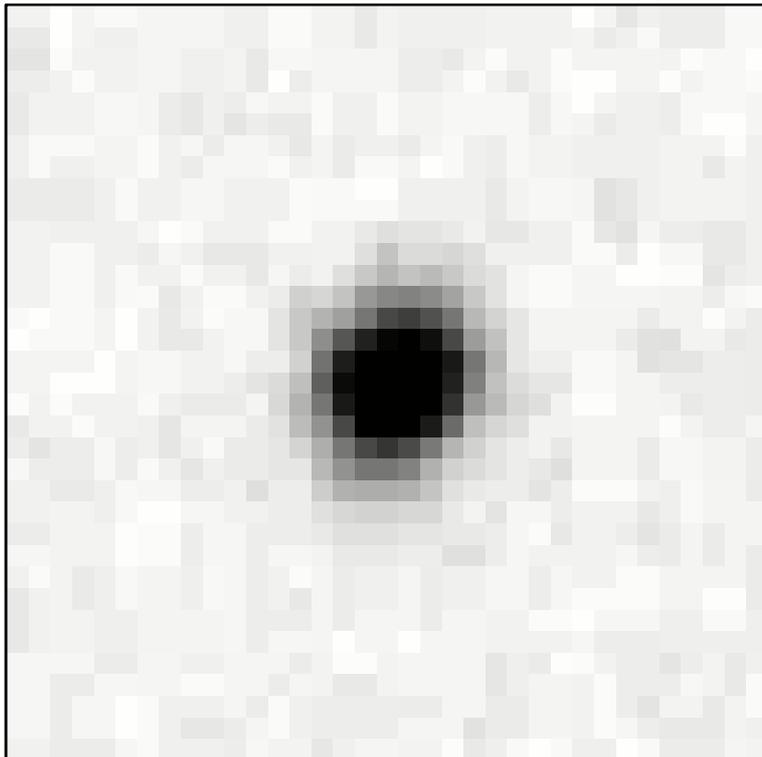


Figura 5.1: Imagen de MRK 1239. El campo es de $1' \times 1'$. En esta imagen y en las siguientes el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda.

IRAS 15091-2107

La galaxia Seyfert 1 con líneas estrechas IRAS15091-2107 también es conocida con los nombres de 2 MASX J15115979-2119015, CTS 0026 y RBS 1473. Esta galaxia posee coordenadas celestes referidas al equinoccio 2000.0 con ascensión recta de $\alpha= 15^{\circ} 11'59''$ y una declinación de $\delta= -21^{\circ} 19'02''$, se encuentra a una distancia de 180 Mpc y posee una magnitud en el filtro B de 15.5 mag.

IRAS15091-2107 no presenta características morfológicas sobresalientes, su clasificación morfológica es del tipo E/S0. De su imagen podemos ver la presencia de un núcleo doble en dirección SE (Ver Figura 5.2) posiblemente debido a una interacción o colisión con otra galaxia. Es necesario contar con más observaciones para corroborar esta afirmación.

Para esta galaxia se le midió un tamaño angular de 22 arc sec correspondiente al diámetro mayor de la misma y de 20 arc sec para el diámetro menor. Otro dato importante es que en esta galaxia activa se encontró emisión máser de agua en la región nuclear Kondratko et al. (2006).

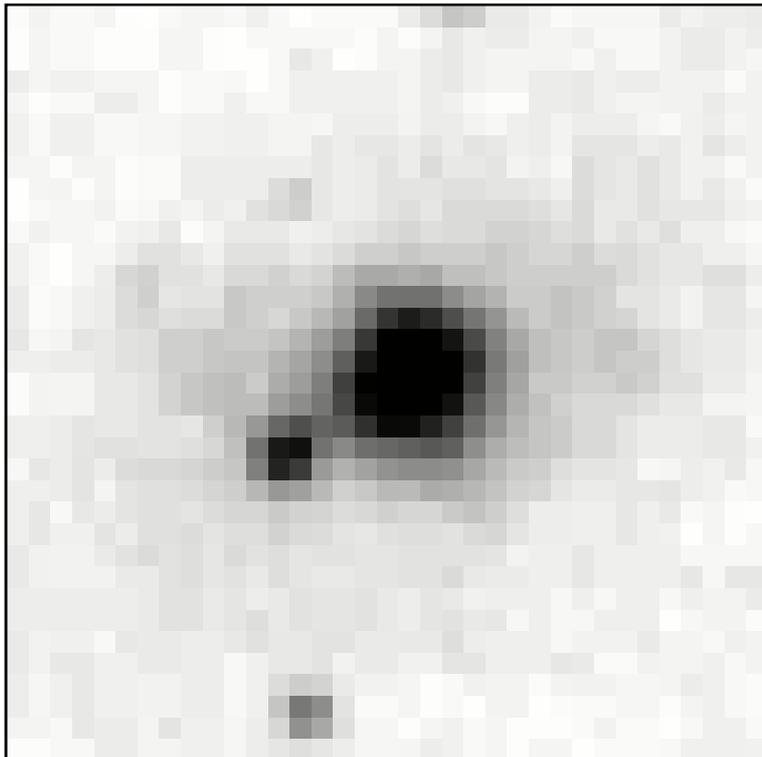


Figura 5.2: Imagen de IRAS 15091-2107. El campo observado es de $1' \times 1'$.

CTS J03.19

Esta galaxia se conoce también con los nombres de CTS 0090, HE 1013-1947. Las coordenadas de este objeto corresponden a una ascensión recta de $\alpha= 10^{\circ} 15'55''$ y una declinación de $\delta= -20^{\circ} 02'27''$ y está clasificada morfológicamente como una espiral barrada SBb.

Para esta galaxia se midió un diámetro mayor de 33 arc sec y un diámetro menor de 27 arc sec. Este objeto se encuentra a una distancia de 222 Mpc y tiene una magnitud en el filtro B de 16,5 mag.

Podría tener una barra que es la encargada de proveerle materia al disco de acreción y al agujero negro central, Ohta Kouji et al. (2007).

De su imagen se puede observar en dirección NE-SW (ver imagen 5.3) la presencia de débiles brazos espirales o de un anillo rodeando la galaxia.

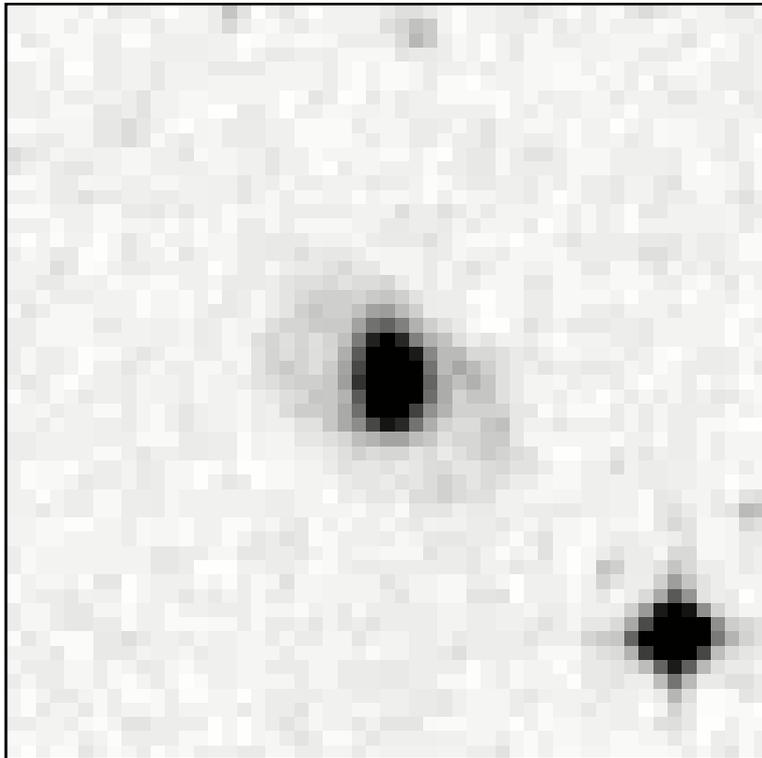


Figura 5.3: Imagen de CTS J03.19. El campo observado es de $1',5 \times 1',5$.

IRAS 13224-3809

Esta galaxia es conocida también con los nombres de 2 MASX J13251937-3824534, GSC7787-00931. Tiene una ascensión recta de $\alpha= 13^{\circ} 25'19''$ y una declinación de $\delta= -38^{\circ} 24'53''$ y se encuentra a una distancia de 268 Mpc. Posee una magnitud en el filtro B de 16,4 mag

Se midió en este objeto un diámetro mayor de 18,6 arc sec y un diámetro menor de 16,7 arc sec. Mass-Hesse (1994) encontraron que esta galaxia presenta una rápida variación en rayos X. Ninguno de los modelos estándar, ya sea de ley de potencias o de cuerpo negro, da un ajuste aceptable al espectro variable en X de IRAS 13224-3809.

Boller et al. (1993) presentaron una detallada descripción y discusión sobre observaciones realizadas con el satélite ROSAT

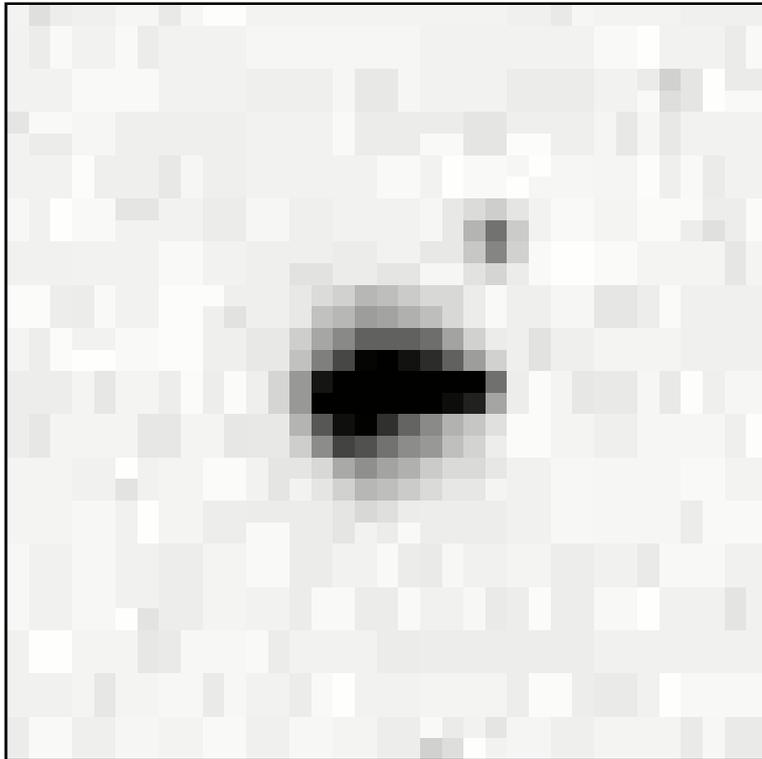


Figura 5.4: Imagen de IRAS 13224-3809 donde el campo observado es de $1' \times 1'$.

MRK 573

Este objeto se conoce también con estos nombres alternativos: UM 363, UGC 01214, CGCG 386-035, E 0141+020.

De su imagen se puede decir que no presenta características morfológicas sobresalientes, tal vez una especie de disco tenue alrededor de la galaxia. Está clasificada morfológicamente como una galaxia lenticular S0.

Las coordenadas celestes de esta galaxia son: ascensión recta $\alpha = 01^{\circ} 43'58''$ y declinación $\delta = 02^{\circ} 21'00''$ y se encuentra a una distancia de 71 Mpc.

En este objeto se midió un diámetro mayor de 30 arc sec y un diámetro menor de 25,6 arc sec y tiene una magnitud en el filtro B de 14,0 mag.

En esta galaxia se encontró correlación entre la masa del agujero negro central, la luminosidad en radio y la luminosidad en rayos X (Merloni et al. 2003).

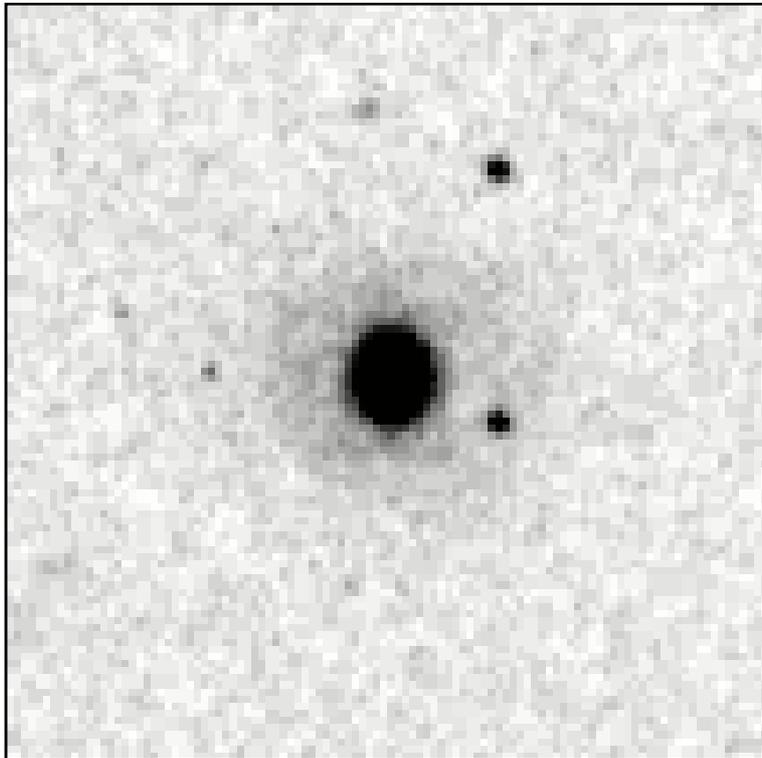


Figura 5.5: Imagen de MRK 573 con un campo de 3'x3'.

CTS J04.08

A esta galaxia se la conoce también con los siguientes nombres:

IRAS 10295-1831, HE 1029-1831 y se encuentra a una distancia de 163 Mpc.

Este objeto tiene coordenadas celestes que corresponden a una ascensión recta de $\alpha = 10^{\circ} 31' 57''$ y una declinación de $\delta = -18^{\circ} 46' 34''$.

Se midió en diámetro mayor de 25,2 arc sec y de 21 arcsec para el diámetro menor y tiene una magnitud en el filtro B de 15,7 mag.

Si bien en la NED aparece clasificada morfológicamente como Sp (esferoidal), puede notarse la presencia de una barra y pueden observarse pequeños brazos espirales naciendo de los extremos de dicha barra y un disco extendido rodeando al núcleo.

Kondratko et al. (2006) encontraron en este objeto emisión máser de agua.

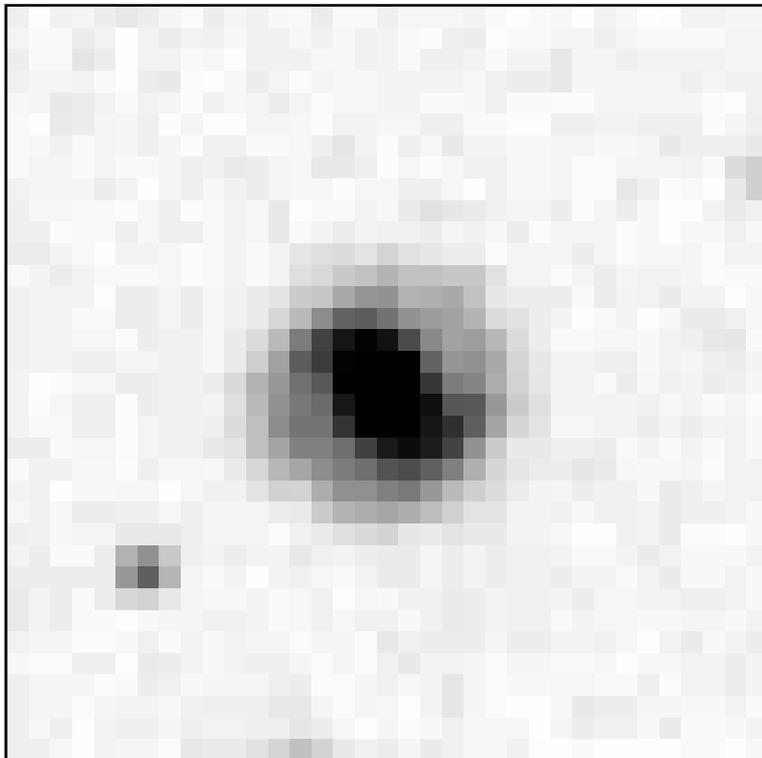


Figura 5.6: Imagen de la galaxia CTS J04.08 con un campo de $1' \times 1'$.

1H 1934-063A

A esta galaxia se la conoce también como IRAS 19348-0619, IGR J 19378-0617, 1ES 1934-063 y es la galaxia más cercana de nuestra muestra, encontrándose a una distancia de 43,9 Mpc.

Tiene una ascensión recta de $\alpha = 19^{\circ} 37' 33''$ y una declinación de $\delta = -06^{\circ} 13' 05''$ y en el filtro B presenta una magnitud de 16,1 mag.

El diámetro mayor es de 42 arc sec y el diámetro menor es de 30 arc sec. En la NED está clasificada morfológicamente como una galaxia elíptica E, sin embargo clasificaciones más recientes hablan de una espiral Sb.

Su imagen no presenta características morfológicas importantes como anillos o barras.

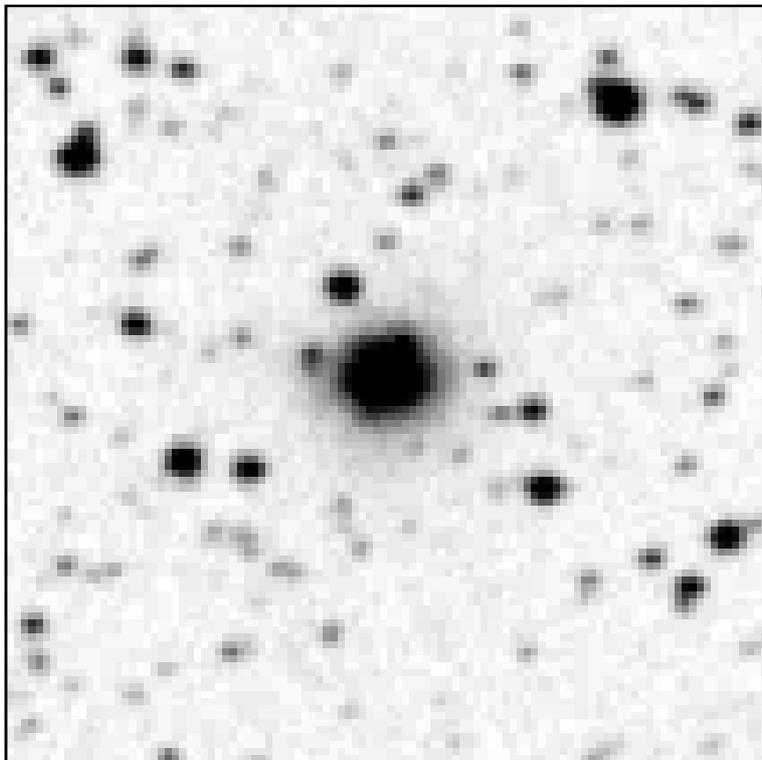


Figura 5.7: Imagen de la galaxia 1 H 1934-063A con un campo de $3' \times 3'$.

MRK 896

Esta galaxia es conocida también con estos nombres alternativos: PGC 065349, MCG-01-53-008.

El objeto tiene una ascensión recta de $\alpha = 20^{\circ} 46'21''$ y una declinación de $\delta = -02^{\circ} 48'45''$ y se encuentra a una distancia de 110 Mpc. con una magnitud en el filtro B de 16,0 mag.

Morfológicamente está clasificada como una espiral barrada SBb con un diámetro mayor de 1,1 arc min y un diámetro menor de 0,8 arc min.

Al igual que CTS J03.19, podría tener una barra que sería la que provee de materia al agujero negro central (Otha Kouji 2007).

Su imagen muestra un núcleo de tamaño considerable y brazos espirales bien definidos.

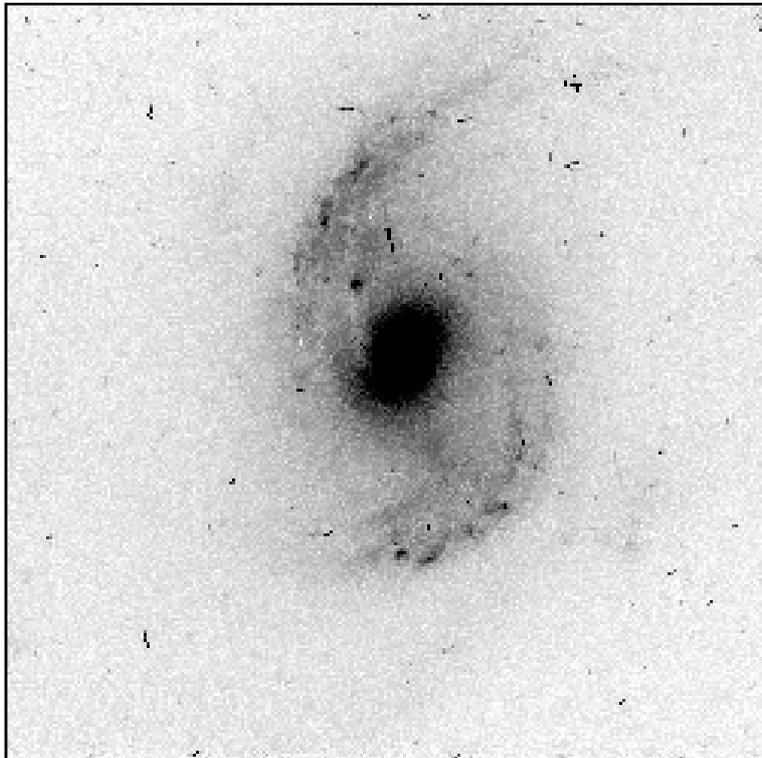


Figura 5.8: Imagen de la galaxia MRK 896 con un campo de $0',6 \times 0',6$.

NGC 4748

Este objeto es conocido también con el nombre de CTS 0016, CTS R12.02, IRAS 12495-1308. Se encuentra a una distancia de 58,5 Mpc y tiene una magnitud en el filtro B de 14,0 mag. Las coordenadas celestes de esta galaxia corresponden a una ascensión recta $\alpha= 12^{\circ} 52'12''$ y una declinación $\delta= -13^{\circ} 24'53''$.

El diámetro mayor del objeto es de 45 arc sec y el menor es de 35 arc sec. En la NED está clasificada morfológicamente como una espiral Sa, sin embargo presenta una apariencia irregular. Se observa una región nuclear alargada en la dirección NE - SW tal vez como el resultado de una interacción cercana o un choque con otro objeto. Hacia el norte se observa una protuberancia la cual está conectada con la región nuclear. Además puede verse un disco débil o un anillo rodeando al núcleo. No es posible en esta imagen detectar brazos espirales los cuales son débiles o no existen.

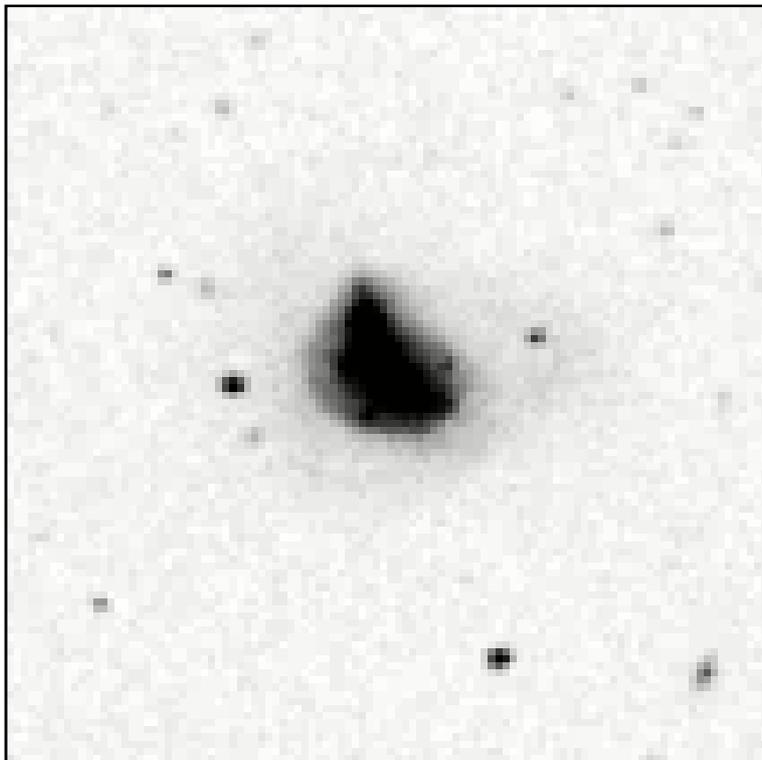


Figura 5.9: Imagen de NGC 4748, con un campo de 3'x3'.

MRK 618

A este objeto se lo conoce también con el nombre de MCG 02-12-045, RBS 0556, HE 0437-1028.

Tiene una ascensión recta de $\alpha = 04^{\circ} 36' 22''$ y una declinación de $\delta = -10^{\circ} 22' 34''$. Esta galaxia se encuentra a una distancia de 145 Mpc y tiene una magnitud en el filtro B de 14,5 mag.

Es evidente la presencia de una barra en la dirección N-S, quedando este objeto clasificado como una SBb. Su imagen muestra además brazos espirales abiertos y un núcleo muy brillante.

Para esta galaxia se midió un diámetro mayor de 54 arc sec y un diámetro menor de 42 arc sec. MRK 618 fue intensamente estudiada en radio (Thean et al. 2001).

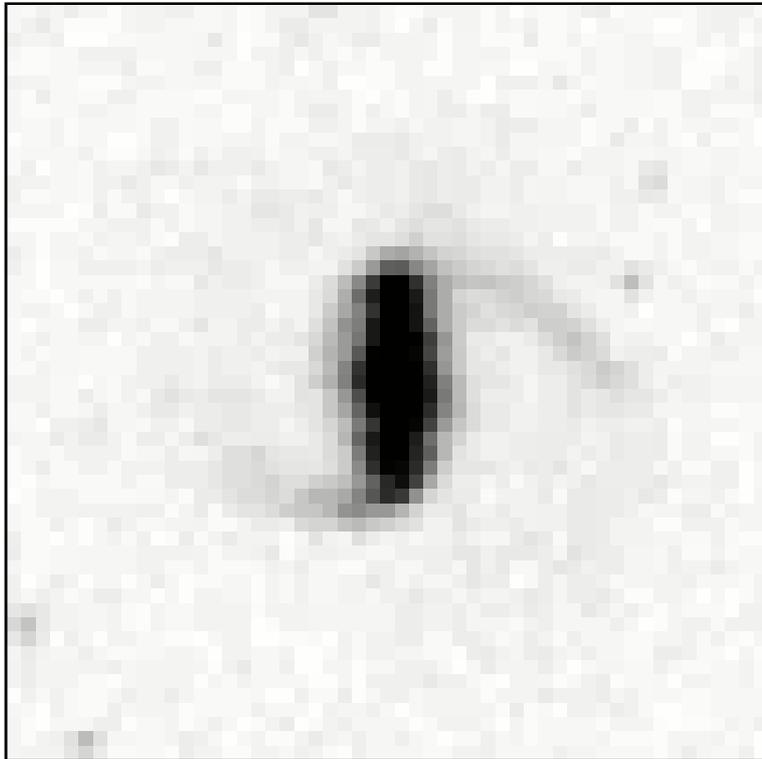


Figura 5.10: Imagen de MRK 618. El campo observado es de $1',5 \times 1',5$.

NGC 526

Esta galaxia es conocida como ESO 352-IG0666, AM 0121-351, RR 027. Forma parte de un sistema doble, siendo la galaxia de mayor tamaño la estudiada en este trabajo (ver Figura 5.11). Tiene una ascensión recta de $\alpha= 01^{\circ} 23'58''$ y una declinación de $\delta= -35^{\circ} 07'21''$ y según la NED morfológicamente está clasificada como una S0. Se midieron el diámetro mayor y menor siendo estos de 54 arc sec y de 15 arc sec respectivamente. Este es el objeto de la muestra con la mayor inclinación, siendo la misma de $16^{\circ} 8'$.

Esta galaxia se encuentra a una distancia de 78 Mpc y en el filtro B posee una magnitud de 14,7 mag. Su imagen muestra la presencia de un disco tenue. S. Unger et al. (2002) encontraron que es una fuerte emisora de rayos X duros.

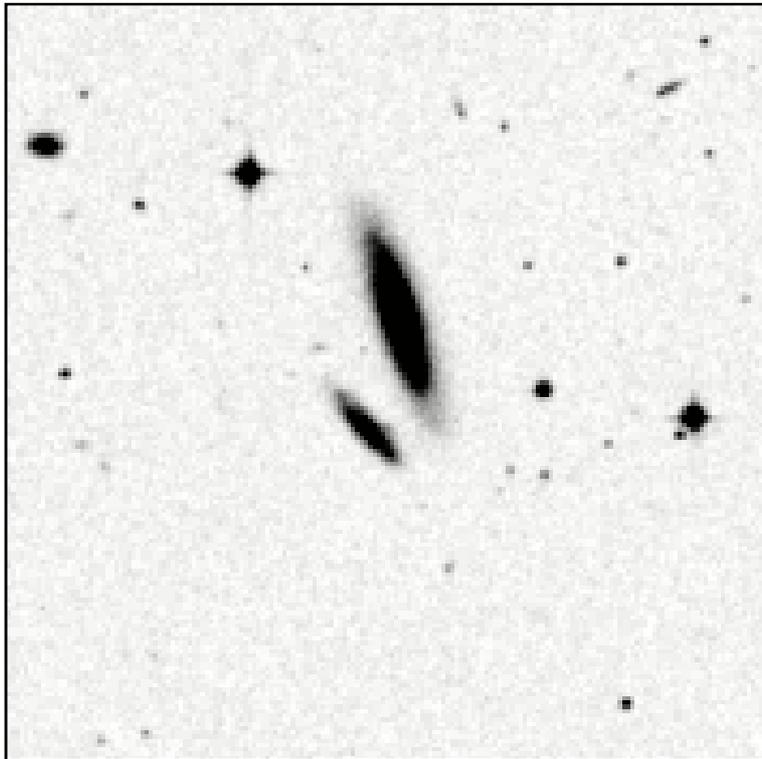


Figura 5.11: Imagen de NGC 526. El campo observado es de $5' \times 5'$.

MS 1519.8-0633

Este objeto es conocido también como HE 1519-0634, HB89 1519-065, IRASF 15197-0633 y es la galaxia más lejana de la muestra, encontrándose a una distancia de 341,3 Mpc, correspondiendo a una velocidad radial medida de casi 25000 Km/seg.

Tiene una ascensión recta de $\alpha = 15^{\circ} 22' 29''$ y una declinación de $\delta = -06^{\circ} 44' 41''$. Se midió un diámetro mayor de 17 arc sec y un diámetro menor de 14 arc sec.

Este objeto presenta una forma irregular y su imagen (ver Figura 5.12) no manifiesta la presencia brazos espirales.

Es la galaxia menos brillante de la muestra, teniendo una magnitud en el filtro B de 14,9 mag.

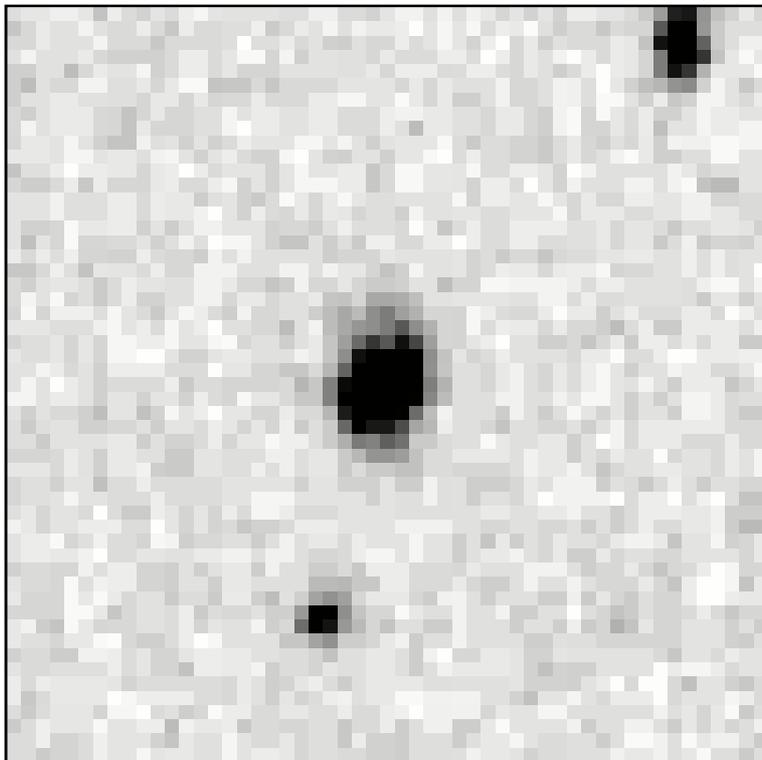


Figura 5.12: Imagen de la galaxia con un campo de $1',5 \times 1',5$.

NPM1G-14.0512

Esta galaxia se conoce además por estos nombres: LEDA 084044, CTS R14.01, RBS 1303. Está clasificada morfológicamente como una espiral barrada SBb (Ohta, Kouji et al. 2007), con un diámetro mayor de 41 arc sec y un diámetro menor de 22 arc sec.

Sus coordenadas son: $\alpha = 13^{\circ} 41' 13''$; $\delta = -14^{\circ} 38' 41''$ y tiene una magnitud en el filtro B que corresponde a 15,6 mag.

La imagen de este objeto muestra un núcleo brillante y un disco con prominentes brazos espirales. En el año 1991 Kirshner et al. encontraron una supernova en esta galaxia.

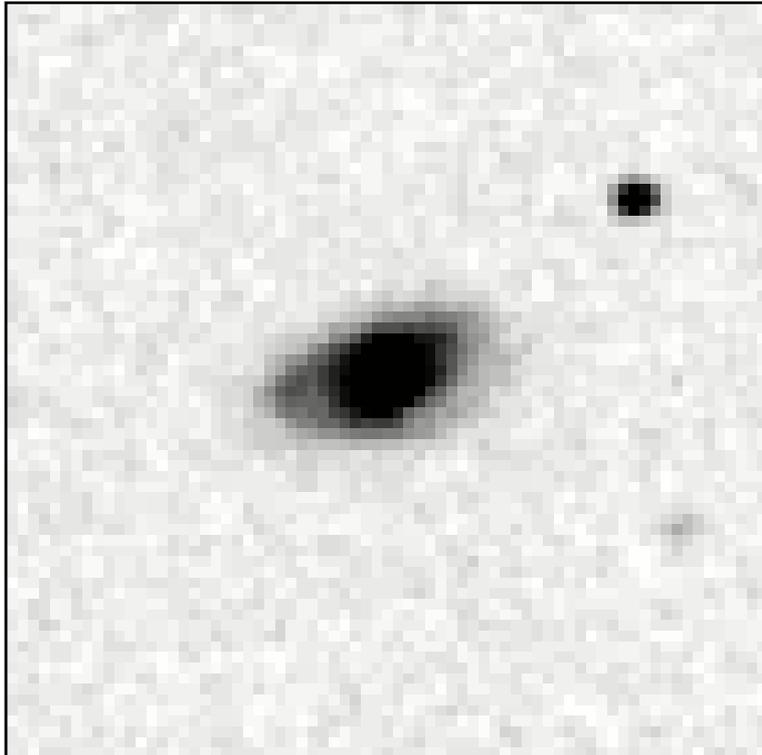


Figura 5.13: Imagen de NPM1G-14.0512. El campo observado es de $2' \times 2'$.

ESO 399-IG020

Este objeto es conocido también como AM 2003-344, IRAS 20037-3441. En este trabajo se estudia el objeto ubicado en el centro, el cual muestra una forma irregular y levemente alargada en la dirección NE-SW (ver Figura 5.14).

Sus coordenadas son: $\alpha = 20^{\circ} 06' 58''$; $\delta = -34^{\circ} 32' 58''$ y según la NED podría tratarse de un sistema doble o triple.

Se midió un diámetro mayor de 1 arc min y un diámetro menor 0,8 arc min, mostrando este objeto una inclinación de aproximadamente 53° .

Este objeto se encuentra a una distancia de 103 Mpc y presenta una magnitud en el filtro de 15,5 mag.

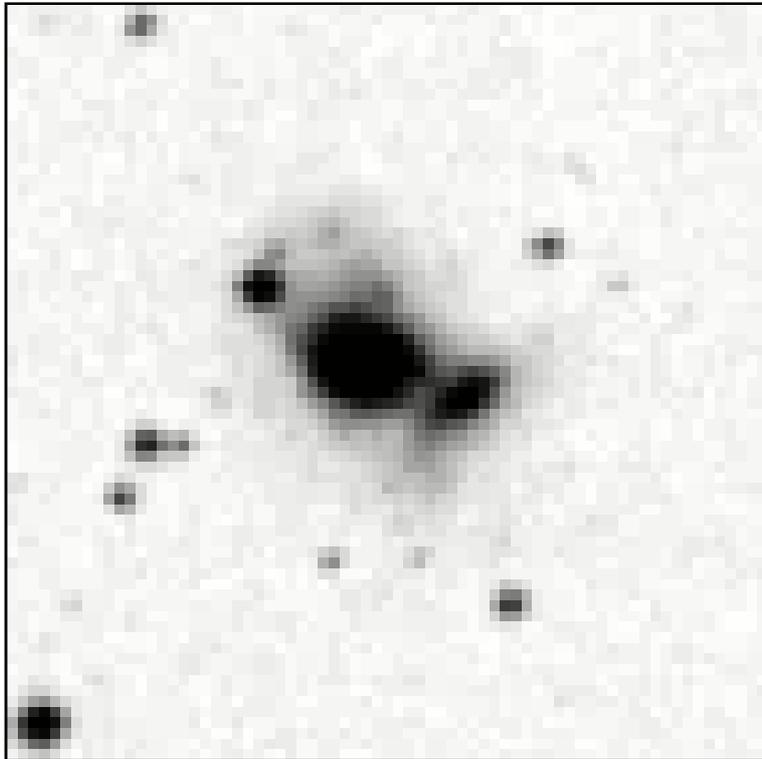


Figura 5.14: Imagen de la galaxia con un campo observado de $2' \times 2'$.

5.2- Sitio de observación e instrumentos

Las observaciones se realizaron en el Complejo Astronómico El Leoncito (Casleo) localizado en la provincia de San Juan, en dos turnos de observación en octubre de 2009 y en mayo de 2010.

El sitio de observación tiene coordenadas geográficas que corresponden a una longitud de $4^{\text{h}}37^{\text{m}}12^{\text{s}}$ (W $69^{\circ}18' 12''$) y a una latitud $-31^{\circ}47' 57''$ y se encuentra a una altura sobre el nivel del mar de 2552 m.

Se hizo uso del espectrógrafo REOSC en dispersión simple, instalado en el telescopio de 2,15m de Casleo. Este espectrógrafo trabaja con un CCD TEK de 1024 x 1024 pixeles con una resolución espacial de $\sim 1''/\text{pixel}$.

En el turno de octubre de 2009 se obtuvieron espectros bidimensionales o 2D para lo cual se trabajó con una ranura de $200 \mu\text{m}$ y se utilizó la red de 600 líneas/mm con un rango espectral observado desde $\sim 3700 \text{ \AA}$ a $\sim 5400 \text{ \AA}$ (para la noche 10 de dicho mes) y desde $\sim 5500 \text{ \AA}$ a $\sim 7100 \text{ \AA}$ (para el resto de las noches del turno). En esta configuración de trabajo los espectros resultantes tienen una resolución espectral de $1,64 \text{ \AA}/\text{pixel}$.

En el turno correspondiente al mes de mayo del 2010 se obtuvieron también espectros 2D con una ranura de $250 \mu\text{m}$ en todas las noches con las siguientes redes:

- Red de 600 líneas/mm, observando en un rango de longitud de onda desde $\sim 5500 \text{ \AA}$ a $\sim 7100 \text{ \AA}$, con una resolución espectral de $1,64 \text{ \AA}/\text{pixel}$.
- Red de 300 líneas/mm, con un rango espectral desde $\sim 4000 \text{ \AA}$ a $\sim 7500 \text{ \AA}$ y una resolución espectral de $3,4 \text{ \AA}/\text{pixel}$.

Midiendo el FWHM de las gaussianas en los espectros de las estrellas estándar se determinó que el seeing de las noches de observación fue de $\cong 3''$.

A continuación, en la tabla 2, se presenta un resumen de las observaciones realizadas en ambos turnos de observación. En dicha tabla se especifica la fecha de cada observación, el tiempo de exposición, la red y ranura utilizadas, el rango espectral y los observadores.

5.3 - Procedimiento

Con el fin de poder estimar las masas de los agujeros negros centrales de las galaxias, de acuerdo con algunos de los métodos vistos en el capítulo 4, uno necesita conocer el flujo y el FWHM de la componente ancha de la línea de H_{α} (ecuación 4.6); o bien los anchos de las líneas del azufre [SII] o del oxígeno [OIII] (ecuaciones 4.10 y 4.11, respectivamente).

Galaxia	Fecha	Exposición (s)	Red (líneas/mm)	Ranura (μ)	Rango espectral	Observadores
MRK 1239	07/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
NGC 4748	07/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
IRAS 15091-2107	07/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
IRAS 13224-3809	08/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
CTS J03.19	10/05/2010	3x1800	300	250	4000 Å - 7500 Å	Ferreiro - Schmidt
MS 1519.8-0633	09/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
MRK 896	09/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
CTS J04.08	08/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
NPM1G-14.0512	09/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
NPM1G-14.0512	10/05/2010	3x1800	300	250	4000 Å - 7500 Å	Ferreiro - Schmidt
MRK 573	11/10/2009	3x1800	600	200	5500 Å - 7100 Å	Vega (*)
MRK 573	10/10/2009	3x1800	600	200	3700 Å - 5400 Å	Vega (*)
MRK 618	12/10/2009	3x1800	600	200	5500 Å - 7100 Å	Vega (*)
MRK 618	10/10/2009	3x1800	600	200	3700 Å - 5400 Å	Vega (*)
NGC 526	12/10/2009	3x1800	600	200	5500 Å - 7100 Å	Vega (*)
ESO 3PP-IG020	12/10/2009	3x1800	600	200	5500 Å - 7100 Å	Vega (*)
1H 1934-063	08/05/2010	3x1800	600	250	5500 Å - 7100 Å	Ferreiro - Schmidt
1H 1934-063	10/05/2010	3x1800	300	250	4000 Å - 7500 Å	Ferreiro - Schmidt

Tabla 2: Datos de las observaciones. (*): Modo Servicio.

Para esto, en cada noche de observación se procedió de la siguiente manera: para cada galaxia se tomaron una serie de tres exposiciones de 30 minutos cada una, con la ranura orientada a lo largo del eje mayor de la galaxia (lo cual nos permitirá a su vez estudiar la rotación de cada objeto), y abarcando la región nuclear de la misma. Las extracciones de cada una de ellas se combinaron posteriormente obteniendo un único espectro final, con el objetivo de aumentar la relación señal-ruido.

Se tomaron espectros de lámparas de comparación de Cobre, Argón, Neón (Cu-Ar-Ne) entre cada una de las exposiciones de las galaxias, con el objetivo de una posterior calibración en longitud de onda. El tiempo de exposición fue de 90 segundos para cada lámpara.

Al comienzo de cada noche se tomaron BIAS y FLAT Field (o corrección de campo plano) con el fin de poder efectuar las correcciones correspondientes al ruido de lectura y a la respuesta no uniforme de los pixeles, procesos que serán explicados a continuación:

- **Bias:** Primeramente se procedió a corregir las imágenes individuales por Bias. Esto es quitarle a la señal total obtenida el ruido intrínseco del detector. Consiste en una exposición a “tiempo cero”, es decir, una integración a obturador cerrado con tiempo de exposición nulo. Se promediaron los Bias tomados al comienzo de la noche a fin de obtener un valor medio en el ruido de lectura.
- **Flat fields:** éste es debido a la inhomogeneidad del detector, pues no todos los pixeles presentan la misma respuesta ante la misma señal de entrada. Para esta

corrección se ilumina el CCD con una fuente que provea un frente de onda plano. Luego se normalizan los espectros con el promedio de los flatfields.

La intensidad resultante está dada entonces por:

$$I_{\text{resultante}} = \frac{I_{\text{observada}} - I_{\text{bias}}}{I_{\text{flatfield}} - I_{\text{bias}}}$$

También se tomaron a lo largo de la noche espectros de estrellas estándar espectrofotométricas seleccionadas del catálogo de Hamuy et al. (1992, 1994), para poder calibrar luego por flujo. El número de estrellas observadas en cada noche osciló entre 2 y 3 y las exposiciones fueron de 15 minutos.

5.4- Proceso de reducción

Como se mencionó anteriormente, para la obtención de los espectros unidimensionales finales contamos con diferentes tipos de frames, los cuales cumplen un tarea específica dentro del proceso de reducción. Esto son: los frames de corrección (bias y flat field), las lámparas de comparación (para la calibración por longitud de onda), las estrellas estándar (para la calibración por flujo) y los objetos de estudio propiamente dicho.

Para realizar la reducción de los espectros se utilizaron las diferentes tareas del paquete IRAF (Image reduction Astronomical facilities).

El proceso de reducción consistió en:

- **Preparación de las exposiciones de corrección:** Como primer paso en el proceso de reducción se combinaron y normalizaron bias y flat-fields para luego corregir los frames correspondientes a los objetos de estudio por estos efectos.
- **Extracción de los espectros:** Con el fin de tener espectros unidimensionales de cada región de la galaxia (utilizados para efectuar las curvas de rotación, como veremos más adelante), se procedió a la extracción de los espectros. Para esto se tomaron aperturas de 3 y de 4 pixeles de ancho. Esto significa que se toman franjas del espectro paralelas al eje de dispersión del mismo. Cada franja corresponde a una región diferente de la galaxia a lo largo del eje espacial. Una vez obtenidos los espectros unidimensionales se procedió a calibrarlos por longitud de onda. Para esto, se identificaron algunas líneas de las lámparas de comparación a fin de realizar un ajuste para la calibración. Posteriormente se calibraron por flujo utilizando las imágenes obtenidas de las distintas estrellas estándar tomadas a lo largo de la noche.
- **Suma de espectros:** se combinaron las distintas extracciones espectrales correspondientes a las diferentes exposiciones a fin de mejorar la relación señal ruido.

A continuación se muestran los espectros obtenidos:

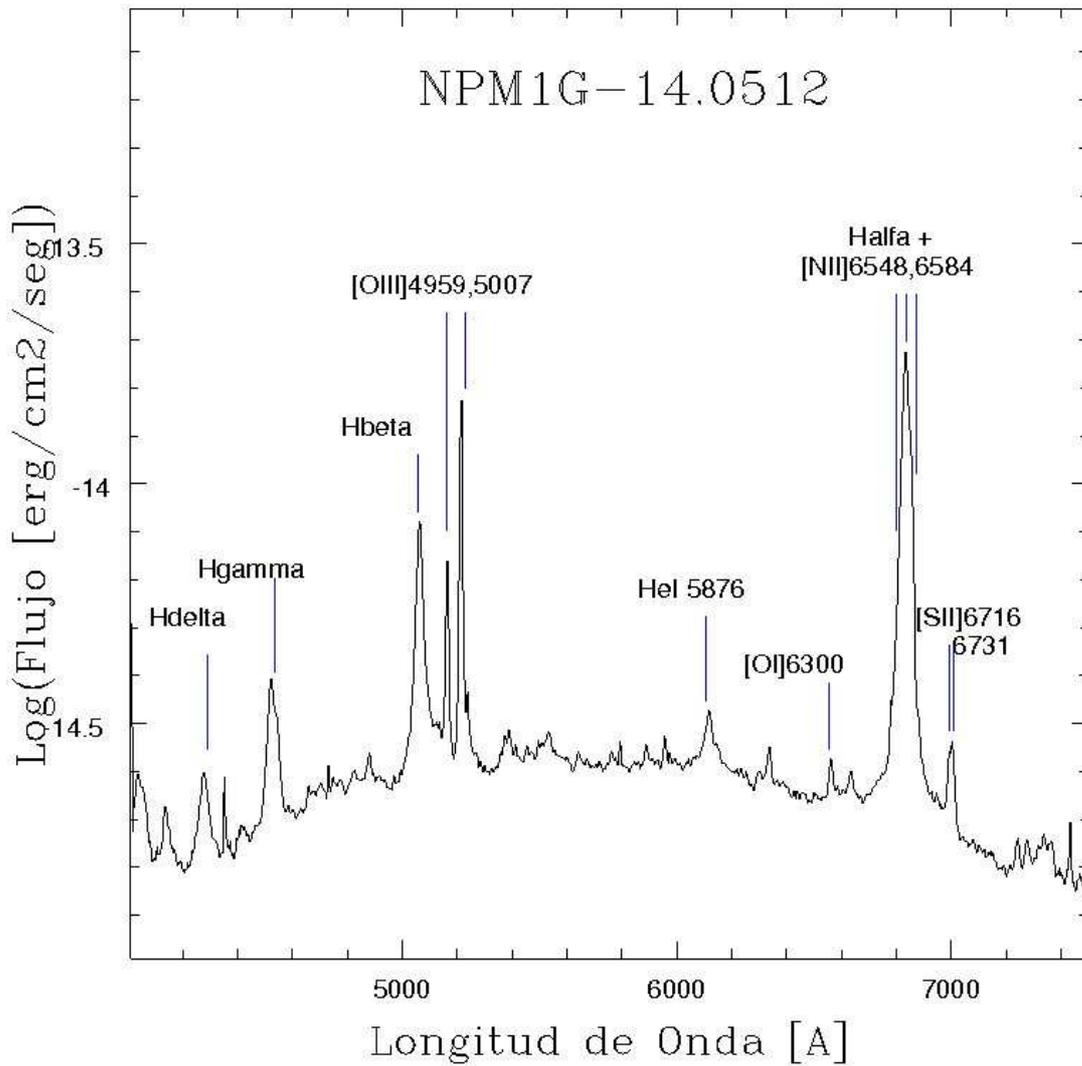


Figura 5.15: Espectro óptico de NPM1G-14.0512 tomados con la red de 300 líneas/mm. En la figura se marcan las líneas de emisión más prominentes detectadas en nuestra muestra de NLSy1. Dependiendo de la red usada, muchas de estas líneas de emisión están presentes en los espectros de las siguientes figuras, principalmente $H\alpha + [NII]$.

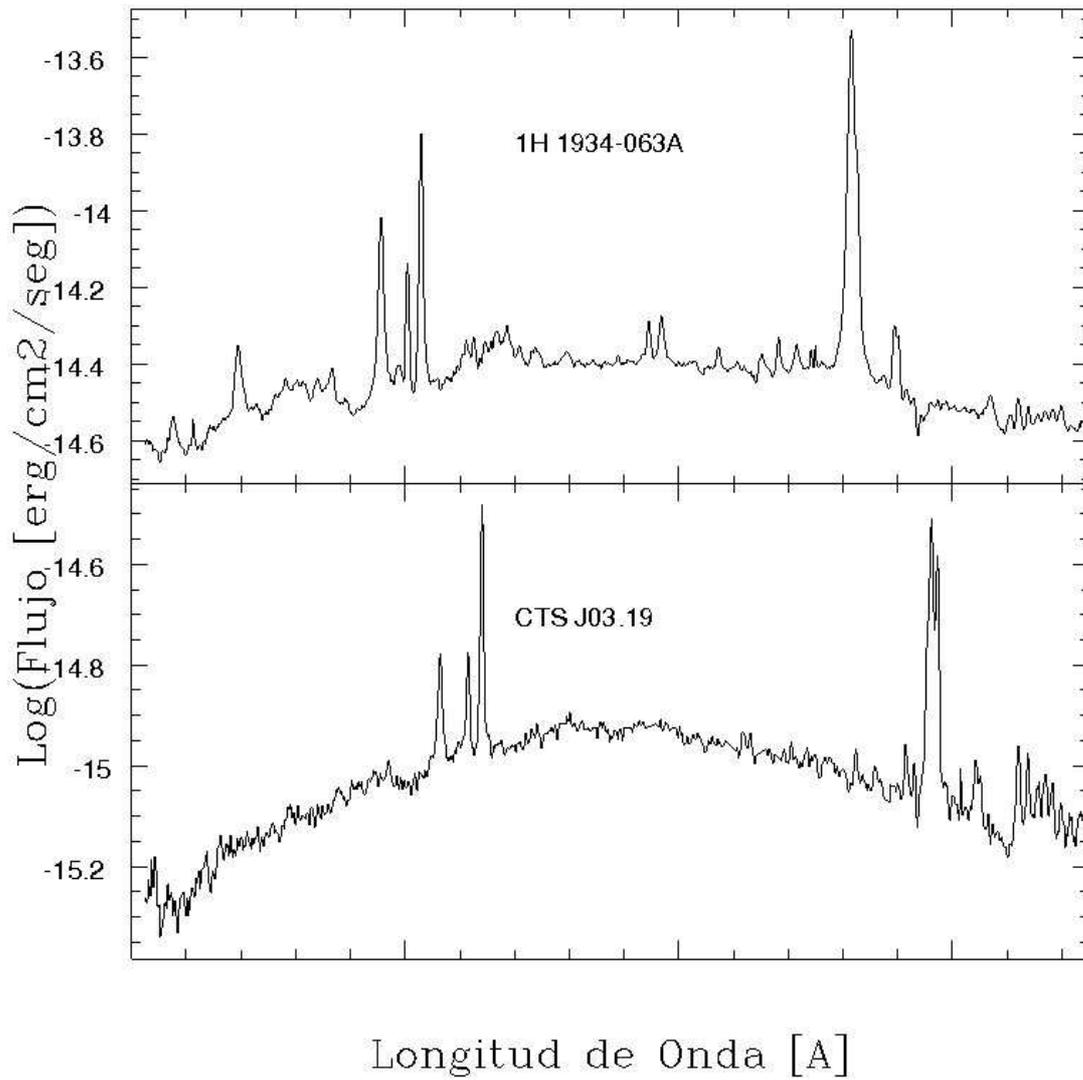


Figura 5.16: Espectros ópticos tomados con la red de 300 líneas/mm de las galaxias 1H1934-063A (arriba) y CTS J03.19 (abajo). La escala en longitud de onda es la misma que en la Figura 5.15.

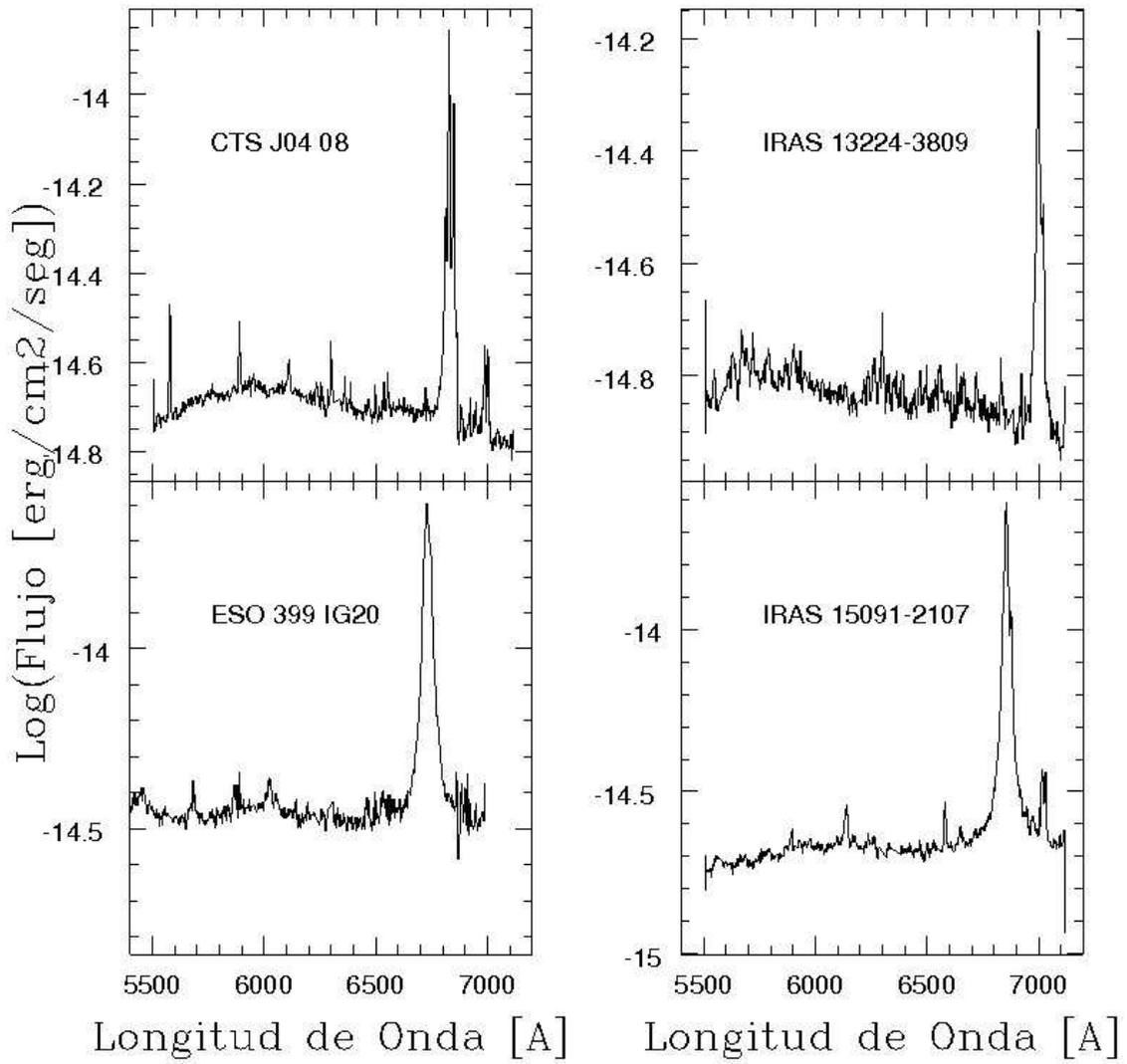


Figura 5.17: Espectros tomados con la red de 600 líneas/mm cubriendo desde los 5300Å hasta los 7200Å de CTS J04.08 (arriba a la izquierda), IRAS13224-3809 (arriba a la derecha), ESO 399 IG020 (abajo a la izquierda) y de IRAS 15091-2107 (abajo a la derecha).

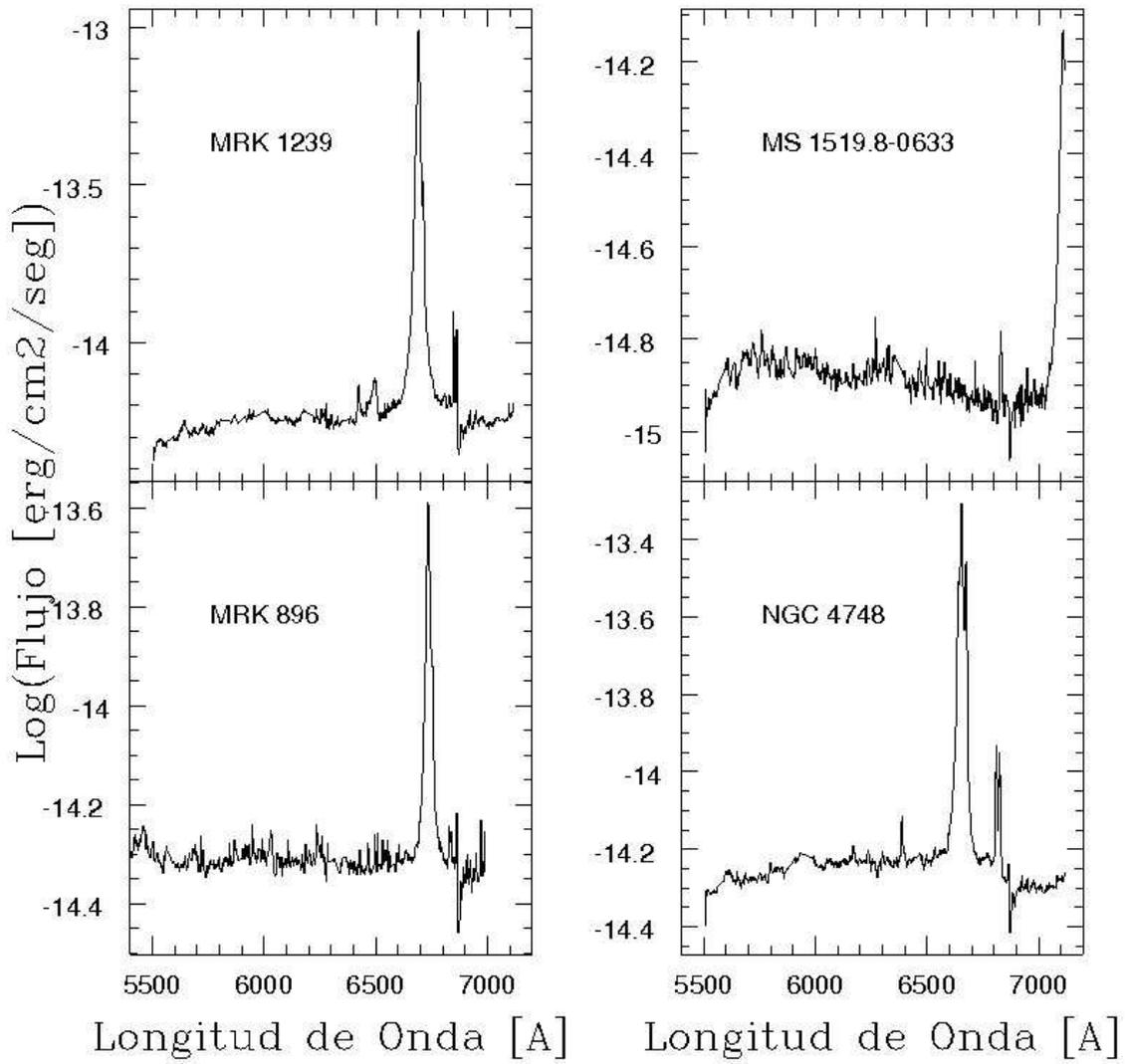


Figura 5.18: Espectros tomados con la red de 600 líneas/mm cubriendo desde los 5300Å hasta los 7200Å de MRK 1239 (arriba a la izquierda), MS 1519.8-0633 (arriba a la derecha), MRK896 (abajo a la izquierda) y de NGC 4748 (abajo a la derecha).

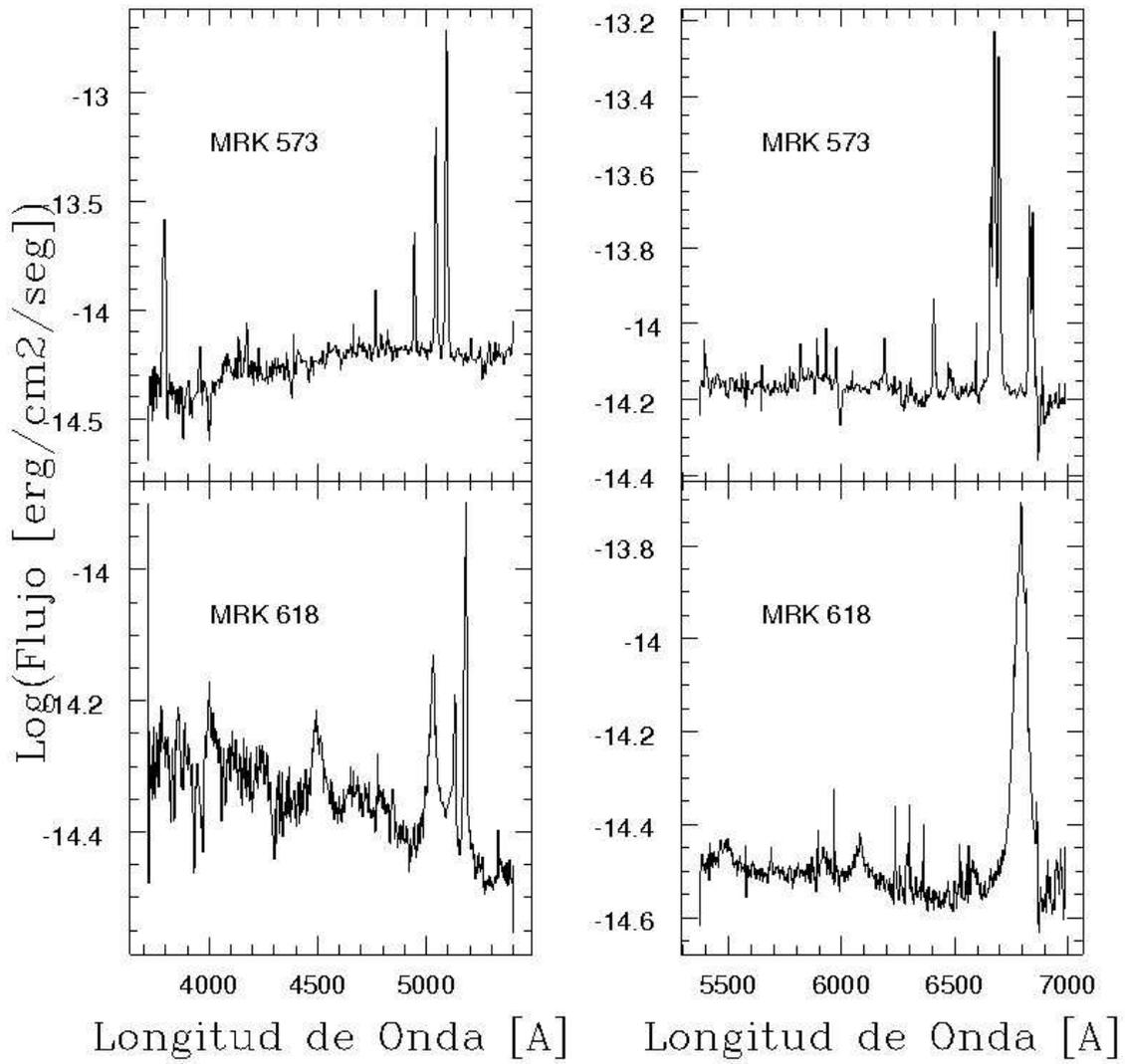


Figura 5.19: Espectros tomados con la red de 600 líneas/mm cubriendo desde los 3500Å hasta los 5500Å (en el azul) y desde los 5300Å hasta los 7200Å (en el rojo) de MRK 573 (arriba a la izquierda y a la derecha, respectivamente) y en el azul y en el rojo de MRK 618 (abajo a la izquierda y a la derecha, respectivamente).

5.5 - Resultados de las mediciones

En la sección 4.2.3 se desarrolla una forma particular de calcular la masa del agujero negro central, la cual utiliza el FWHM y el flujo de la componente ancha de $H\alpha$. Para poder llevar a cabo este método se ajustaron gaussianas a la línea de $H\alpha$, [NII] $\lambda 6549$ y [NII] $\lambda 6583$ con el fin de obtener la componente delgada y ancha de $H\alpha$ por separado.

El ajuste de las distintas líneas se realizó utilizando el software LINER, un programa interactivo para el análisis de líneas espectrales desarrollado por Richard Pogge. LINER permite ajustar una línea espectral mediante una o más componentes. Para esto es necesario indicar al programa las componentes que se desean ajustar, con las posiciones aproximadas de los centros de las gaussianas y el ancho aproximado de las mismas. Como salida del programa se tienen los parámetros de las gaussianas a los cuales el programa converge: Centro, Intensidad, FWHM, Ancho equivalente (EW) y Flujo.

En caso de que las “condiciones iniciales” resulten insatisfactorias, el programa devolverá un ajuste con mucho residuo (diferencia entre el espectro original y la componente total de los ajustes), o inclusive devolverá “error”. En estos casos se modifican los parámetros iniciales a fin de obtener mejores residuos.

Este programa permite además fijar valores a alguno de los parámetros a ajustar como así también imponer ciertas restricciones, como por ejemplo, cociente de intensidades de líneas. En este trabajo ajustamos las líneas de emisión [NII] $\lambda 6549$, [NII] $\lambda 6583$ y las componentes ancha y delgada de $H\alpha$, dejando libres los parámetros a ajustar.

A continuación se ven los ajustes realizados en donde el espectro original está en negro, cada componente en verde, el ajuste del continuo en azul, y el residuo en rojo. Cabe mencionar que para el caso de MRK 618 el residuo encontrado mediante el ajuste es del orden del 5 % siendo para el resto del orden del 2-3 %.

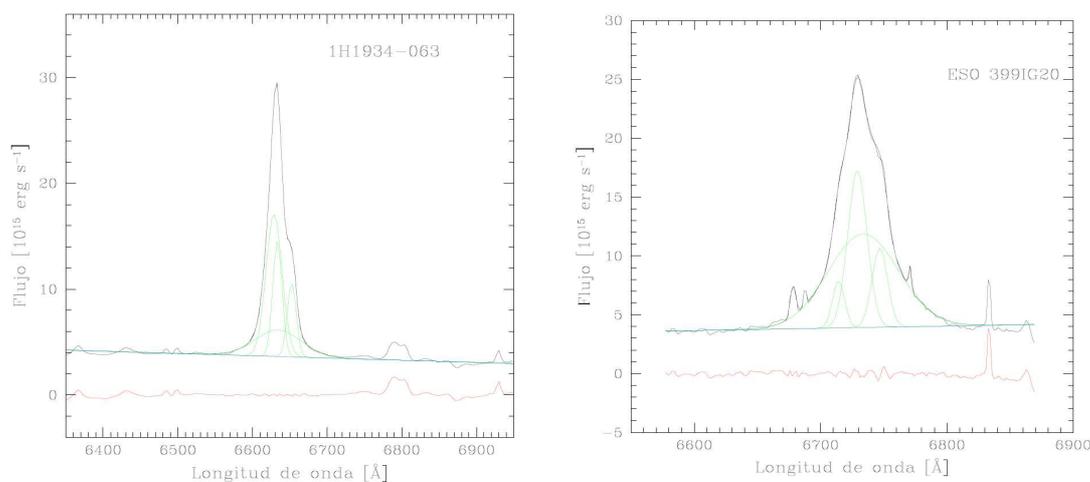


Figura 5.20. Ajustes con LINER de diferentes componentes de $H\alpha$ + [NII].

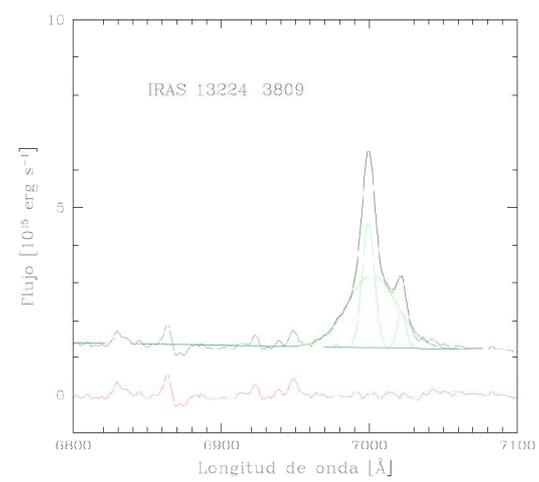
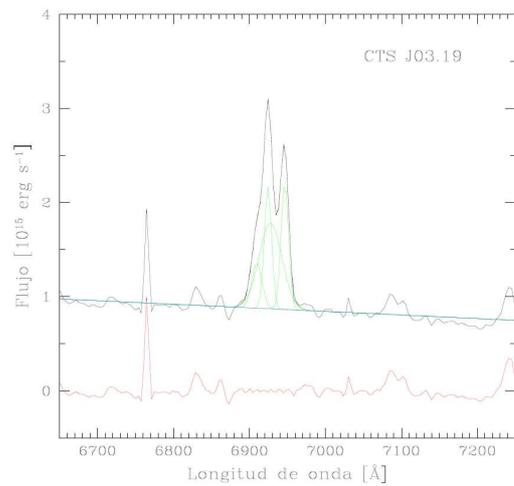
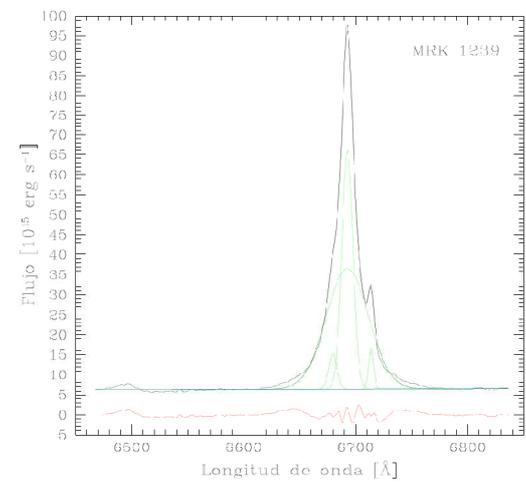
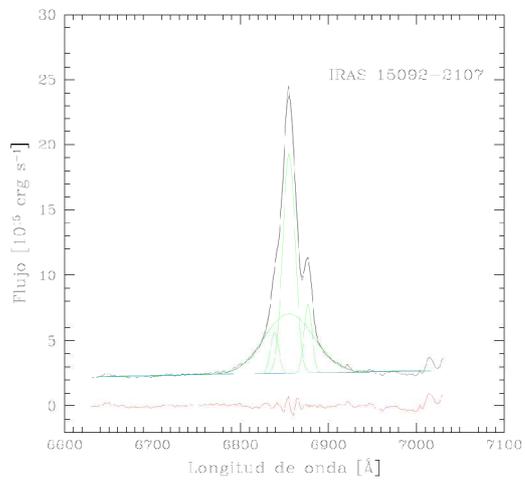
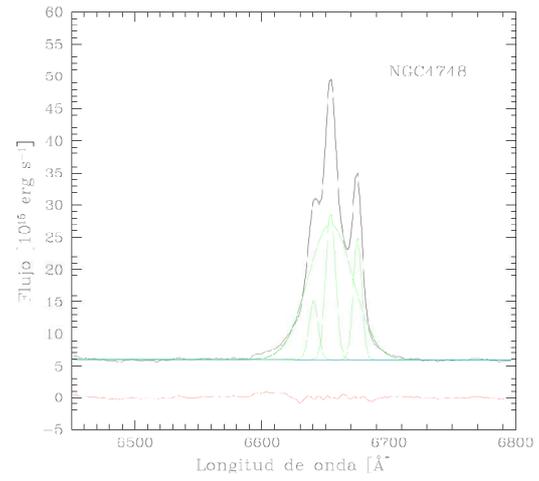
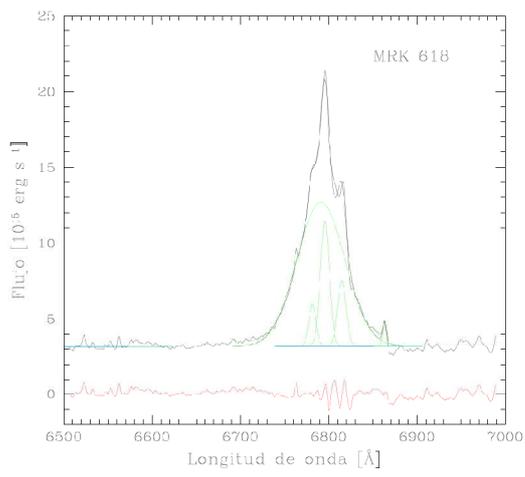


Figura 5.20, continuación.

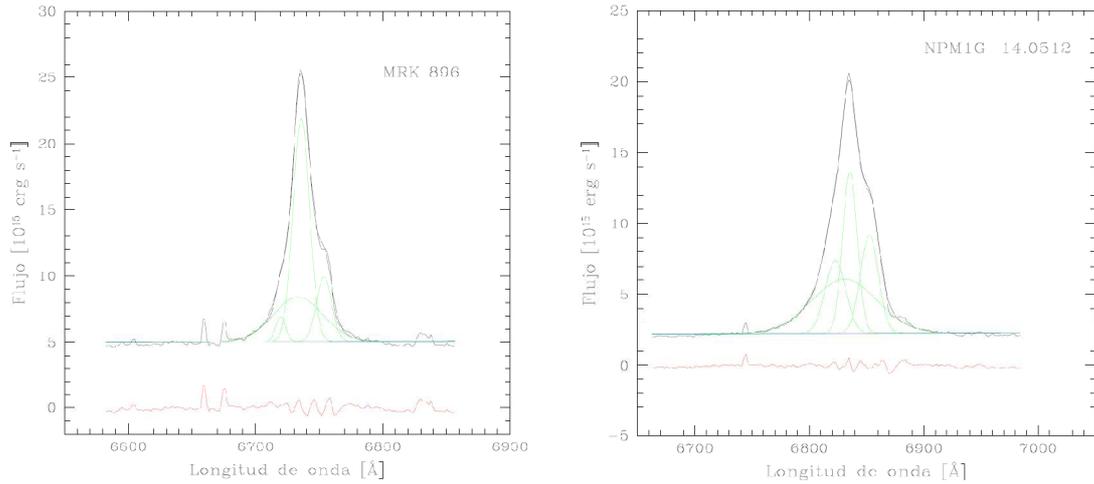


Figura 5.20, continuación.

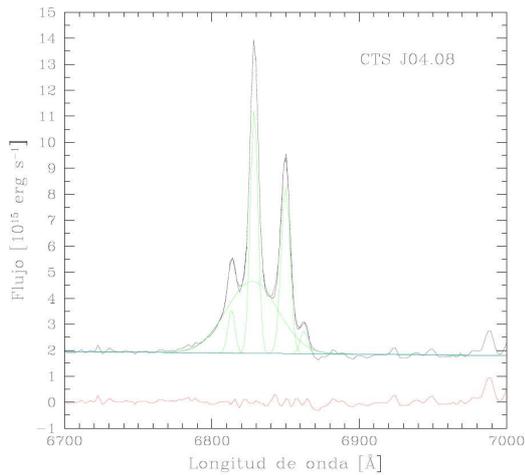


Figura 5.21: Ajuste de gaussianas realizado para la galaxia CTS J4.08. Se ven las componentes ancha y delgada de H_{α} , y los dos Nitrógenos [NII] $\lambda 6549$, [NII] $\lambda 6583$ y se ajustó una componente adicional con el fin de reproducir lo obtenido en el espectro.

En la tabla 3 se presentan los valores medidos para la posición del centro, el FWHM, el EW (ancho equivalente), y el flujo de cada línea.

Los valores presentados en ésta y en las siguientes tablas están corregidos por el ancho instrumental, siendo:

$$FWHM_r^2 = FWHM_m^2 - FWHM_i^2$$

donde $FWHM_r$ es el ancho de la línea “real” (ya desafectado por el ancho instrumental), $FWHM_m$ es el ancho de la línea medido,

$FWHM_i$ es el ancho instrumental, determinado midiendo los anchos de las líneas de las lámparas de comparación.

Galaxia	[NII] $\lambda 6548$				[NII] $\lambda 6583$			
	Centro (\AA)	FWHM (\AA)	EW (\AA)	Flujo ($\text{erg/cm}^2/\text{s}$)	Centro (\AA)	FWHM (\AA)	EW (\AA)	Flujo ($\text{erg/cm}^2/\text{s}$)
1H1934-063 *	6618,6	9,1	16,5	6,44E-14	6652,3	6,6	25,2	9,70E-14
CTSJ03.19 *	6909,7	9,2	8,1	7,00E-15	-----	-----	-----	-----
MRK 573	6660,5	6,4	14,1	1,12E-13	6696,4	6,3	44,8	3,56E-13
MRK 896	6719,3	10,1	5,5	2,76E-14	6753,7	13,3	15,0	7,53E-14
ESO3PP-1G020	6714,5	10,7	14,4	5,33E-14	6746,4	15,5	34,9	1,30E-13
MRK 618	6781,4	9,2	8,8	2,89E-14	6814,9	10,3	15,1	4,90E-14
MRK 1239	6679,6	7,1	12,8	8,18E-14	6713,9	1,4	8,4	5,37E-14
NGC 4748	6640,7	7,0	13,6	8,13E-14	6675,2	6,2	26,3	1,57E-13
1H1934-063	6619,9	12,3	27,3	2,00E-14	6652,9	6,8	20,7	1,50E-13
CTSJ04.08	6813,3	3,9	6,2	1,17E-14	6849,9	4,8	23,5	4,37E-14
IRAS13224-3809	-----	-----	-----	-----	7021,7	5,7	6,2	8,33E-15
CTSJ03.19	6909,4	6,3	5,6	6,40E-15	6946,6	5,7	18,3	2,13E-14
IRAS15091-2107	6840	8,6	14,0	4,03E-14	6877,3	8,6	21,8	6,30E-14
NPM1G-14.0512	6820,4	12,4	21,8	4,50E-14	6852,5	21,7	94,3	1,90E-13
MRK 896	6719,9	9,8	5,8	1,89E-14	6751,6	15,2	17,6	5,68E-14

Tabla 3: Valores medidos de Nitrógeno [NII] $\lambda 6548$, 6583 . (*): red de 300.

Galaxia	[SII] $\lambda 6716$				[SII] $\lambda 6731$			
	Centro (\AA)	FWHM (\AA)	EW (\AA)	Flujo ($\text{erg/cm}^2/\text{s}$)	Centro (\AA)	FWHM (\AA)	EW (\AA)	Flujo ($\text{erg/cm}^2/\text{s}$)
1H1934-063 *	6789,5	10,5	8,9	2,97E-14	6804,0	8,5	4,3	1,4E-14
CTSJ03.19 *	7087,2	10,5	4,9	3,90E-15	7102,8	8,8	2,0	1,6E-15
NPM1G-14.0512 *	6993,8	8,6	4,6	9,38E-15	7007,0	9,3	6,5	1,3E-14
MRK 573	6831,7	7,6	17,8	1,46E-13	6846,1	7,7	16,3	1,3E-13
ESO3PP-1G020	6885,3	8,4	3,3	1,03E-14	6901,4	6,3	2,1	6,9E-15
MRK 618	6956,5	5,5	1,4	4,19E-15	6970,2	7,0	2,2	6,7E-15
NGC 526	6845,2	3,3	1,1	1,45E-14	6858,4	5,2	0,4	5,2E-15
MRK 1239	6849,2	3,7	7,3	4,20E-14	6863,6	3,2	7,0	3,7E-14
NGC 4748	6810,3	6,8	9,4	5,38E-14	6825,2	7,4	9,4	5,2E-14
1H1934-063	6787,6	7,2	6,6	4,41E-14	6801,9	7,0	6,1	4,0E-14
CTSJ04.08	6987,9	4,3	3,5	6,52E-15	7003,0	4,2	3,3	6,0E-15
CTSJ03.19	7086,1	7,7	4,0	4,24E-15	7001,4	7,8	3,1	3,3E-15
IRAS15091-2107	7015,4	8,7	7,7	1,99E-14	7030,6	8,4	6,7	1,7E-14
NPM1G-14.0512	6994,5	9,2	4,3	8,84E-15	7008,9	8,8	4,4	8,8E-15
MRK 896	6891,4	4,0	0,3	6,82E-16	6910,8	6,3	1,2	3,1E-15

Tabla 4: Valores medidos para las dos líneas del azufre, [SII] $\lambda 6716$, 6731 . Las galaxias con (*) fueron tomadas con la red de 300.

GALAXIA	[OIII] λ 5007			
	Centro (\AA)	FWHM (\AA)	EW (\AA)	Flujo ($\text{erg/cm}^2/\text{s}$)
CTS J03.19 *	5281,8	4,7	22,6	2,59E-14
NMP1G-14.0512 *	5215,2	5,4	49,2	1,56E-13
1H1934-063 *	5058,8	7,2	46,7	1,76E-13
MRK 573	5093,2	5,6	140,8	1,27E-12
MRK 618	5182,5	6,2	21,5	6,28E-14

Tabla 5: Valores medidos para las líneas de [OIII] λ 5007. Las galaxias con (*) fueron tomadas con la red de 300 líneas/ mm., mientras que los restantes con la red de 600 líneas/mm.

Galaxia	H_{α} angosta				H_{α} ancha			
	Centro (\AA)	FWHM (\AA)	EW (\AA)	Flujo ($\text{erg/cm}^2/\text{s}$)	Centro (\AA)	FWHM (\AA)	EW (\AA)	Flujo ($\text{erg/cm}^2/\text{s}$)
1H1934-063 *	6632,3	12,3	97,8	3,80E-13	6632,7	51,2	64,9	2,52E-13
CTSJ03.19 *	-----	-----	-----	-----	6927,1	34,8	42,1	3,63E-14
MRK 573	6675,3	6,2	52,4	4,17E-13	6681,9	41,5	43,4	3,45E-13
MRK 896	6735,9	14,5	49,8	2,63E-13	6734,6	56,3	34,7	1,71E-13
ESO3PP-1G020	6729,1	17,0	71,1	2,64E-13	6732,9	65,0	155,1	5,77E-13
MRK 618	6795,8	7,1	19,8	6,47E-14	6792,0	67,0	175,5	5,73E-13
NGC 526	6686,9	4,9	2,6	3,82E-14	-----	-----	-----	-----
IRAS15091-2107	6855,3	15,7	116,2	2,92E-13	6855,3	67,9	129,1	3,22E-13
MRK 1239	6692,6	10,6	116,5	7,45E-13	6692,7	45,0	220,6	1,41E-12
NGC 4748	6654,1	7,7	36,3	2,18E-13	6654,0	41,1	153,9	9,25E-13
1H1934-063	6631,9	11,3	90,3	6,69E-13	6633,5	55,6	72,8	5,40E-13
CTSJ04.08	6828,6	3,9	32,8	6,18E-14	6828,0	42,3	65,2	1,23E-13
IRAS13224-3809	6999,3	8,0	23,5	3,21E-14	7001,3	34,6	53,8	7,35E-14
MS1519.8-0633	7109,6	17,0	42,2	6,25E-14	7109,9	47,3	69,7	1,36E-13
CTSJ03.19	6924,1	5,9	18,6	2,11E-14	6926,9	39,0	38,9	4,42E-14
IRAS15091-2107	6855,9	14,9	107,1	3,14E-13	6855,8	61,8	137,0	4,02E-13
NPM1G-14.0512	6834,4	14,1	92,2	1,90E-13	6824,8	44,9	119,9	2,47E-13
MRK 896	6735,6	14,0	48,9	1,58E-13	6732,6	56,0	23,6	7,63E-14

Tabla 6: Valores medidos para las componentes delgada (izquierda) y ancha (derecha) de H_{α} . Los espectros de las galaxias que presentan (*) fueron tomados con la red de 300 líneas/ mm. Los espectros restantes fueron tomados con la red de 600 líneas/ mm.

6 - Análisis de datos y resultados

6.1- Velocidades radiales y distancias

Para cada galaxia de la muestra se midió el corrimiento al rojo de la línea de emisión de H_{α} , con el fin de determinar la velocidad radial, la cual viene dada por:

$$V_r = \frac{c(\lambda - \lambda_0)}{\lambda_0} \quad (6.1)$$

donde: c es la velocidad de la luz

λ = longitud de onda medida

λ_0 = longitud de onda emitida en reposo. En este caso $\lambda_0 = 6562,8 \text{ \AA}$.

Luego se determinó la distancia a la cual se encuentra cada galaxia, la cual puede inferirse a través de la Ley de Hubble:

$$V = H \cdot D \quad (6.2)$$

donde: V es la velocidad de cada galaxia y se mide en km/s,

D es la distancia de la galaxia, medida en Mpc ,

H es la constante de Hubble y se adoptó $H = 75 \frac{Km}{seg.Mpc}$

Hay que tener en cuenta que para medir la distancia en forma rigurosa deben considerarse las velocidades galactocéntricas de las galaxias, es decir, la velocidad radial de cada una respecto del centro de nuestra galaxia. En nuestro caso consideramos simplemente las velocidades radiales respecto al observador. También para una determinación más exacta deberían tenerse en cuenta las velocidades peculiares de cada galaxia, sin embargo aquí las despreciamos frente a la velocidad de expansión.

Para determinar la incerteza en la velocidad radial se siguió el criterio de Keel, W (1996) quien encuentra una relación puramente empírica:

$$\delta V_r = \frac{\sigma_{cont}}{I} \frac{(FWHM)^{1,5}}{d^{0,5}} \frac{c}{\lambda}$$

donde d = dispersión espectral

$FWHM$ = ancho de la línea a mitad de altura

σ = fluctuación del continuo

I = intensidad de la línea
 c = velocidad de la luz
 λ = longitud de onda de la línea

De esta manera, siguiendo este criterio, se encontró que el error en la velocidad radial de las galaxias es de $\cong 30$ km/s.

Las distancias asociadas a estas velocidades y a la incerteza en H (aproximadamente $5 \frac{Km}{seg.Mpc}$) tendrán por tanto un error de entre el 5 y el 10 %. Es de destacar que estos errores son debidos solamente a las incertezas de velocidad radial y H , sin tener en cuenta las consideraciones mencionadas arriba, las cuales elevarían los errores asociados a “distancias” al 20-50 %.

Los valores medidos y determinados pueden verse a continuación en la tabla 7, siendo éstos similares a los obtenidos en la NED (ver tabla 1), dentro de un 5 % de diferencia.

GALAXIA	Posición de $H\alpha$ (Å)	V (km/seg)	Distancia (Mpc)
MRK 1239	6693,3	5938	79
NGC 4748	6655,8	4239	56
IRAS 15091-2107	6855,6	13368	178
IRAS 13224-3809	6999,8	19953	266
CTS J03.19	6925,2	16545	220
MRK 896	6735,9	7907	105
CTS J04.08	6828,8	12140	162
NPM1G-14.0512	6836,2	12461	165
MS 1519.8-0633	7109,6	24967	333
MRK 573	6675,4	5136	68
MRK 618	6795,6	10625	142
NGC 526	6686,9	5658	75
ESO 3PP-IG020	6730,4	7647	102
1H 1934-063	6632,1	3157	42

Tabla 7: Lista de velocidades radiales: posición del baricentro de $H\alpha$ (columna 2), velocidad radial (columna 3), distancia asociada (columna 4).

6.2- Dinámica de las galaxias

Con el fin de realizar un estudio dinámico se estimaron las velocidades de rotación de las galaxias. Esto se hizo midiendo las velocidades radiales de distintas regiones de cada galaxia a lo largo del eje mayor de cada una de ellas. Teniendo en cuenta que cada región de una galaxia presentará un corrimiento Doppler en sus líneas espectrales, podemos determinar la velocidad de esa región con respecto a nosotros, en la dirección de nuestra visual. Esta velocidad así determinada está compuesta por la velocidad de expansión, la velocidad de rotación de la galaxia y la velocidad peculiar. Esta última componente de la velocidad es despreciable frente a la de expansión y no será tomada en cuenta en nuestros cálculos. La velocidad de expansión de la galaxia puede ser determinada por la velocidad observada del centro de la misma, ya que en esta región la velocidad de rotación es nula. Por lo tanto, restando la velocidad radial de la región

central (velocidad de expansión de la galaxia) a la velocidad radial medida de una determinada región j de la galaxia se obtiene la velocidad de rotación (en nuestra dirección de la visual) de dicha región de la galaxia en torno a su centro.

Para el caso de las galaxias espirales se hizo la correspondiente corrección por inclinación, con el fin de determinar la velocidad de rotación total (y no solo la componente en nuestra dirección de la visual). La velocidad de rotación de una región j de la galaxia en torno a su centro queda definida de la siguiente manera:

$$V_{rot}(j) = \frac{V_{rad}(j) - V_{rad}(0)}{\cos i} \quad (6.3)$$

donde: $V_{rot}(j)$ es la velocidad de rotación de la región j de la galaxia en torno al centro,
 $V_{rad}(j)$ es la velocidad radial de la región j de la galaxia con respecto a nosotros,
 $V_{rad}(0)$ es la velocidad radial del centro de la galaxia (velocidad sistémica),
 i es el ángulo de inclinación de la galaxia (respecto al plano del cielo), el cual viene dado por $\sin i = \frac{e}{E}$, siendo e y E los ejes fotométricos menor y mayor de la galaxia, respectivamente.

La inclinación de la galaxia así definida se basa en la suposición de una galaxia con un disco circular. Mientras mayor sea la diferencia entre el eje menor y mayor, entonces mayor será la inclinación de la galaxia con respecto a nosotros. En nuestro caso, una galaxia que esté de canto tendrá un ángulo de inclinación de $i = 0^\circ$, mientras que una galaxia que se encuentre de cara tendrá una inclinación de $i = 90^\circ$.

La distancia entre dos regiones de la galaxia correspondientes a dos extracciones distintas del espectro viene dada por:

$$R = D \operatorname{tg}(\alpha) \quad (6.4)$$

donde D es la distancia de la galaxia,
 α es el ancho de cada extracción. En nuestro caso $\alpha = 3 \text{ arc sec}$.

De esta manera podemos determinar la distancia de cada región de la galaxia al centro de la misma. Una vez determinadas las velocidades y las distancias podemos graficarlas para ver el comportamiento de la velocidad de rotación en función de la distancia al centro de la galaxia.

Una curva de rotación típica observada en galaxias espirales es como la que puede verse a continuación, en la Figura 6.1.

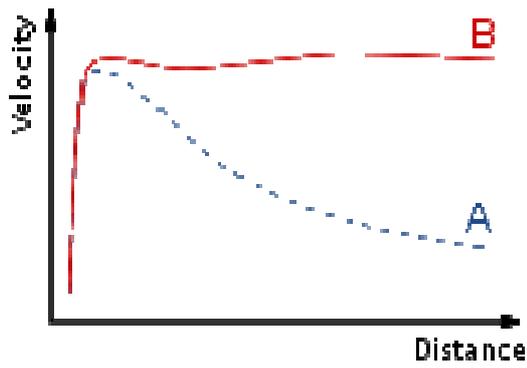


Figura 6.1: Curva de rotación típica observada en galaxias espirales (curva B). La curva A es una predicción teórica, no tenida en cuenta en estos estudios.

De la Figura se desprende que la región central de una galaxia espiral rota como un cuerpo rígido, es decir, su velocidad de rotación aumenta linealmente con la distancia al centro. A partir de estas curvas y utilizando la ecuación encontrada por Newton

—

se estima la masa de las regiones centrales de la galaxia.

A continuación vemos las curvas obtenidas para 5 galaxias espirales de la muestra.

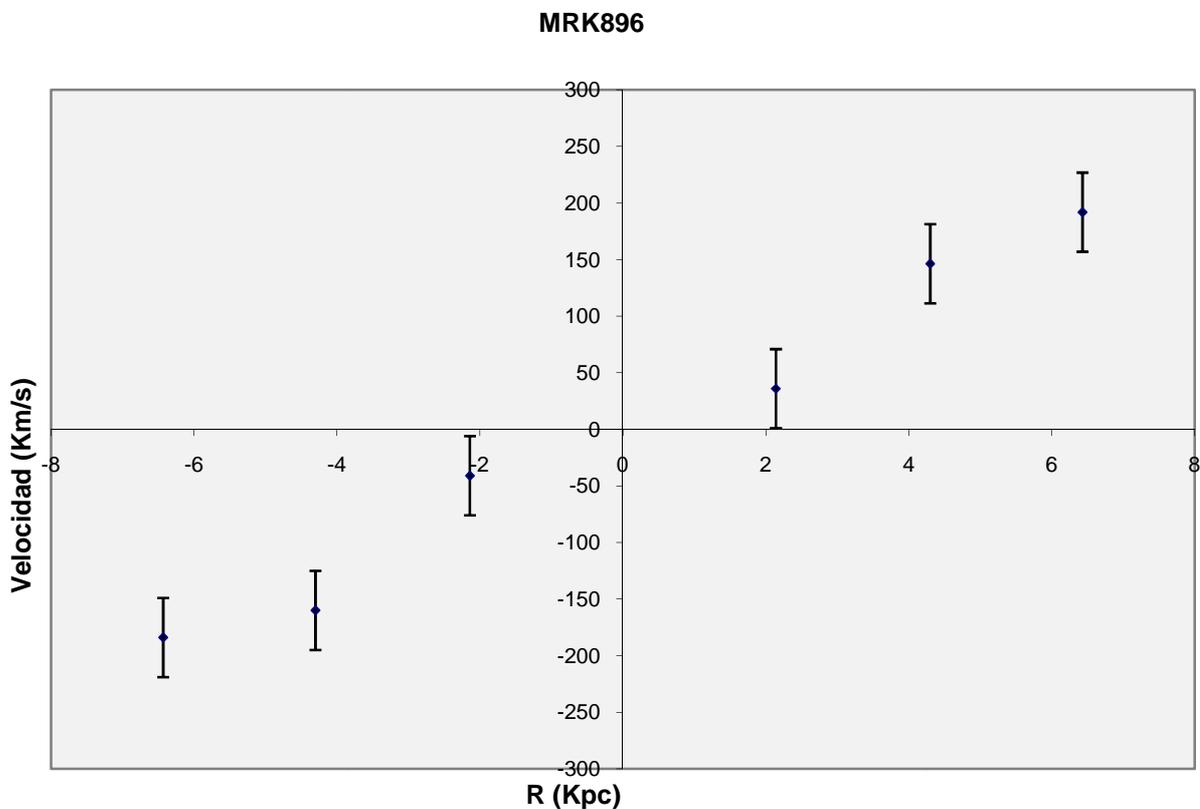


Figura 6.1: Curva de rotación de la galaxia MRK 896

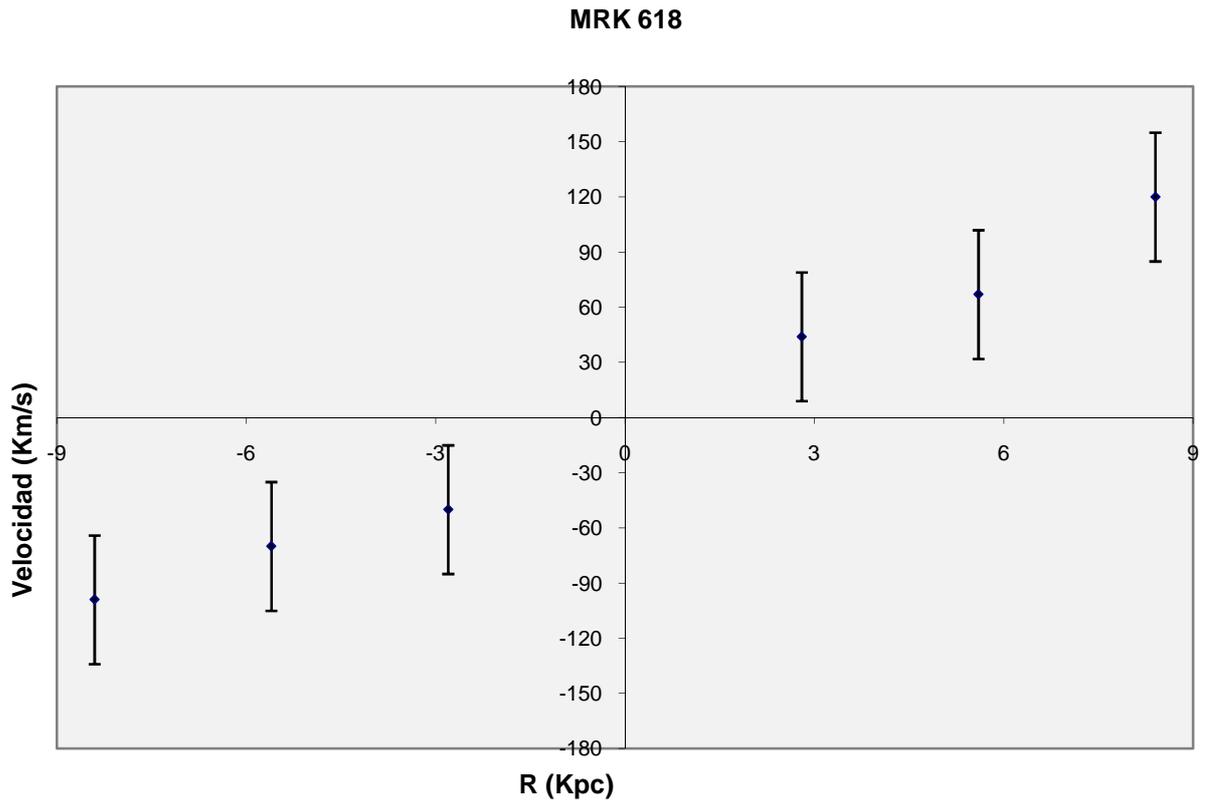


Figura 6.2: Rotación de la galaxia MRK 618

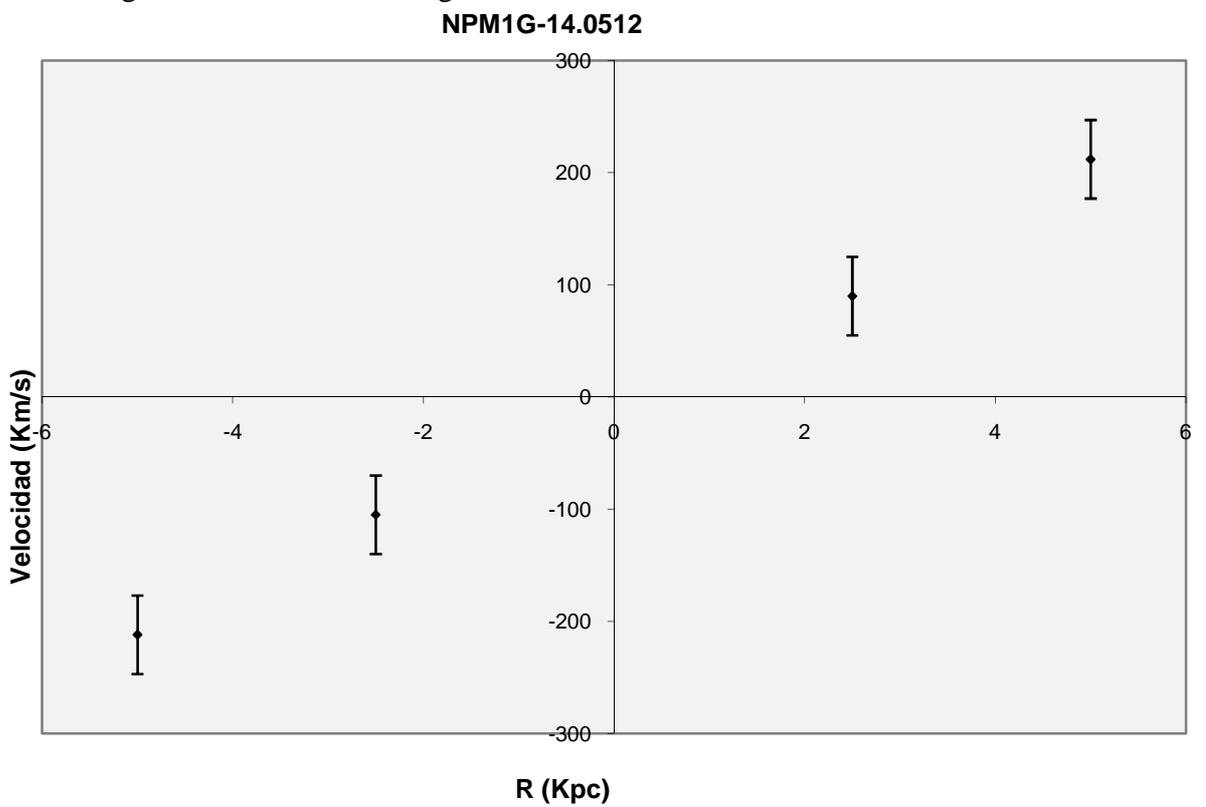


Figura 6.3: Curva de rotación de la galaxia espiral NPM1G-14.0512.

CTS J03.19

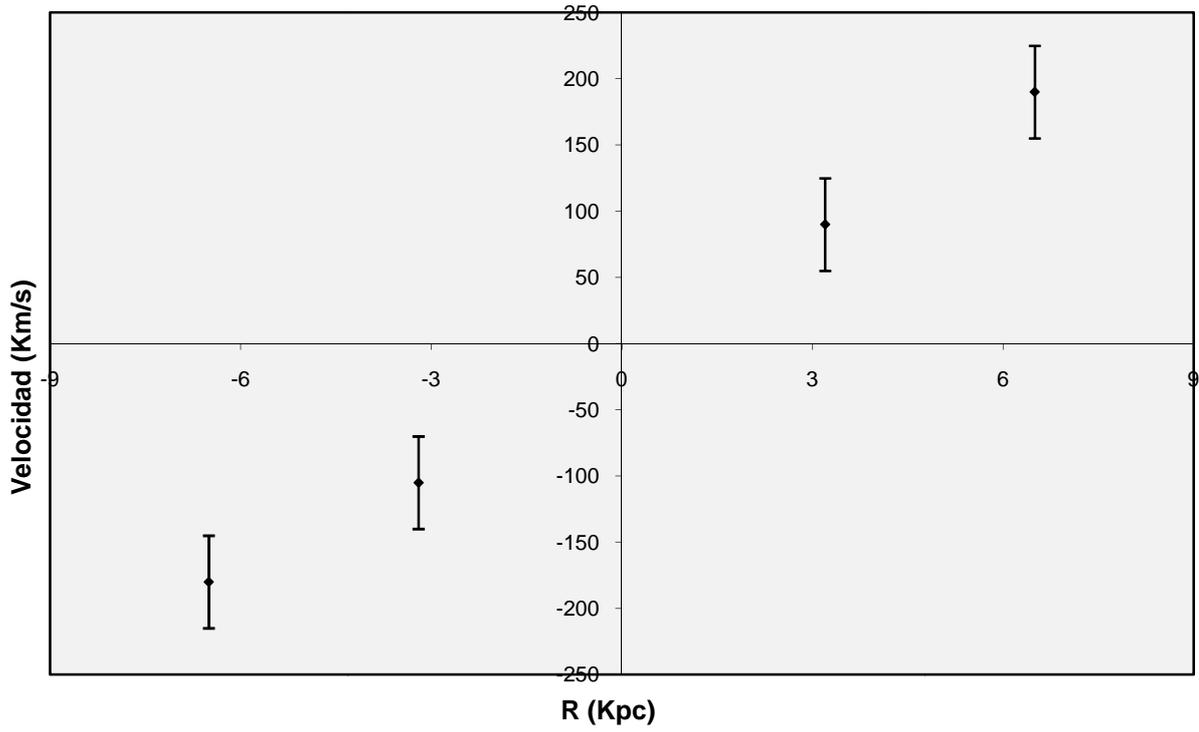


Figura 6.4: Curva de la galaxia espiral CTS J03.19

IRAS 13224-3809

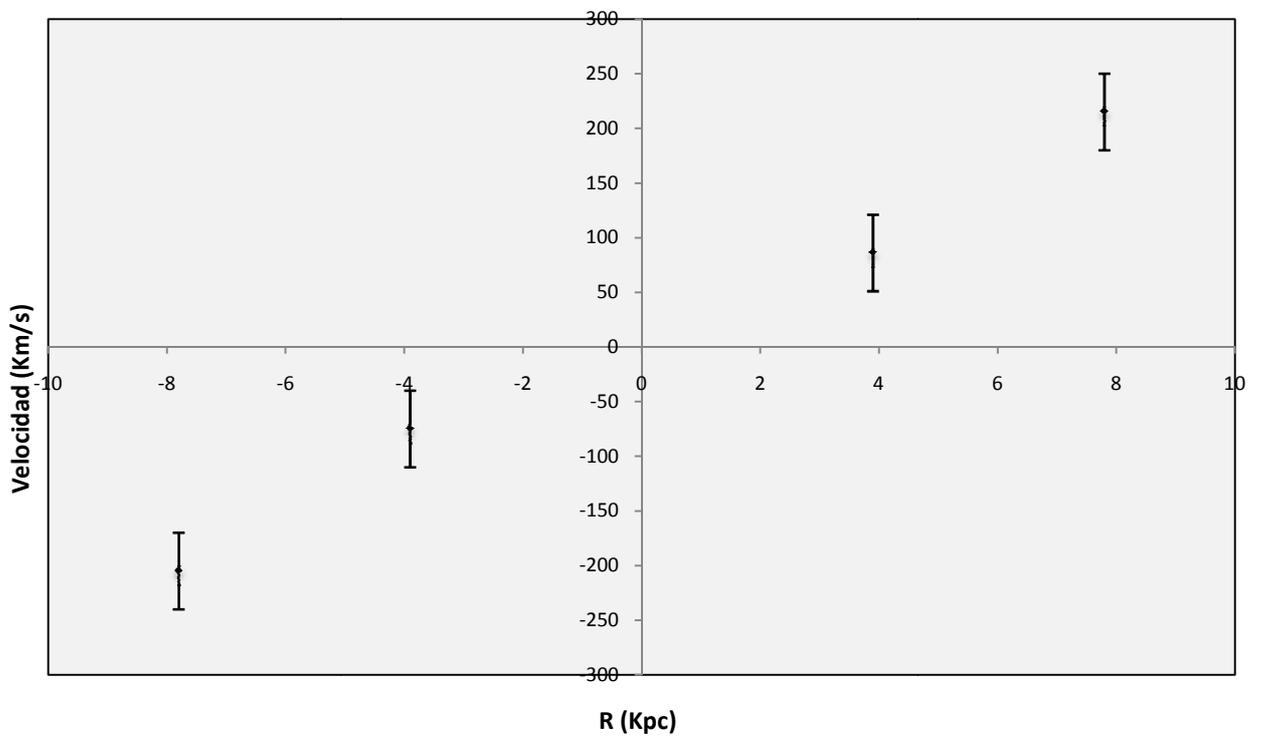


Figura 6.5: Rotación de la galaxia IRAS 13224-3809

Estos objetos mostraron, a partir de datos suministrados por la NED, tener las siguientes inclinaciones:

MRK 896	$i = 38^\circ$
MRK 618	$i = 36^\circ$
CTS J03.19	$i = 43^\circ$
NPM1G-14.0512	$i = 40^\circ$
IRAS 13224-3809	$i = 65^\circ$

Las incertezas en la velocidad de rotación se calcularon mediante propagación de errores haciendo derivadas parciales y vienen dadas por:

$$\delta V_{rot}^2 = \left[\frac{\delta V_{rad}(j)}{\cos i} \right]^2 + \left[\frac{\delta V_{rad}(0)}{\cos i} \right]^2 + \left[\frac{(V_{rad}(j) - V_{rad}(0)) \operatorname{sen} i \delta i}{(\cos i)^2} \right]^2$$

En esta ecuación el tercer término es despreciable frente a los otros dos. La incerteza en la velocidad de rotación es de ≈ 35 km/s.

En la tabla 4 se muestran las masas nucleares dentro de la primera extracción de cada una de las galaxias.

Las incertezas en las masas estimadas vienen dadas por:

$$\delta M^2 = \left(\frac{2VR \delta V}{G} \right)^2 + \left(\frac{V^2 \delta R}{G} \right)^2$$

donde δV es el error en la velocidad de rotación (35 km/s).

δR es la incerteza en la distancia de cada región de la galaxia al centro de la misma y viene dada por la incerteza de la distancia de la galaxia (del orden del 10 % a partir de datos de la NED).

GALAXIA	V (Km/s)	R (Kpc)	MASA/ M_\odot
CTS J03.19	100	3,2	(7,4 \pm 5,5) E+09
MRK 896	40	2,1	(8 \pm 6) E+08
NPM1G-14.0512	120	2,5	(8,4 \pm 5,5) E+09
MRK 618	45	2,8	(1,3 \pm 0,9) E+09
IRAS 13224-3809	80	3,9	(5,8 \pm 4,9) E+09

Tabla 8: Masas dentro de la primera extracción de cada galaxia.

6.3- Masas de los agujeros negros centrales

6.3.1 - Introducción

Como se vio en el capítulo 4, existen distintos métodos y formas para poder estimar las masas de los agujeros negros centrales en las galaxias activas. En nuestro caso utilizaremos dos de ellos. El primero basado en la suposición de que las nubes emisoras

de líneas anchas están en órbitas estables en torno al potencial central, en cuyo caso es válida la ecuación de Newton y nos valdremos de las correlaciones encontradas para los parámetros de la componente ancha de H_α (ecuación 4.6). El otro método que utilizaremos es el que se basa en la correlación existente entre la masa del agujero negro central y la dispersión de velocidades del oxígeno [OIII] y del azufre [SII], ecuaciones 4.10 y 411, respectivamente.

6.3.2- Masas a partir de las propiedades de H_α

Recordemos (Ver sección 4.2.3) que la masa del agujero negro central correlaciona con dos parámetros de la componente ancha de H_α : la luminosidad L_{H_α} y el ancho FWHM (H_α), como lo manifiesta la ecuación 4.6:

$$M_{BH} = 2 \times 10^6 \left(\frac{L_{H_\alpha}}{10^{42} \text{ ergs s}^{-1}} \right)^{0,55} \left(\frac{FWHM_{H_\alpha}}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right)^{2,06} M_\odot \quad (4.6)$$

La luminosidad viene dada por el flujo de la componente ancha de H_α (ver tabla 5):

$$L = 4\pi D^2 \cdot f$$

donde D es la distancia de la galaxia,
 f es el flujo de la componente ancha de H_α ,

En la tabla 8 se presentan los valores para la luminosidad, el FWHM y la masa del agujero negro calculadas para las galaxias de la muestra.

Las incertezas en las masas calculadas se determinaron mediante propagación de errores a través de derivadas parciales y vienen dadas por:

$$\delta M = \sqrt{\left(\frac{\delta M}{\delta L} \right)^2 \cdot \delta L^2 + \left(\frac{\delta M}{\delta FWHM} \right)^2 \cdot \delta_{FWHM}^2}$$

donde

$$\left(\frac{\delta M}{\delta L} \right) = 1,1 \cdot 10^{-36} \left[\frac{L}{10^{42} \text{ ergs s}^{-1}} \right]^{-0,45} \cdot \left[\frac{FWHM}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right]^{2,06} \cdot M_\odot$$

$$\left(\frac{\delta M}{\delta FWHM} \right) = 4,12 \cdot 10^3 \cdot \left[\frac{L}{10^{42} \text{ ergs s}^{-1}} \right]^{0,55} \cdot \left[\frac{FWHM}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right]^{1,06} \cdot M_\odot$$

$$\delta L = \sqrt{(8 \cdot \pi \cdot D)^2 \cdot \delta_D^2 + (4 \cdot \pi \cdot D^2)^2 \cdot \delta_f^2}$$

donde δ_D es la incerteza en la distancia (a partir de datos de la NED)
 δ_f es la incerteza en el flujo de la línea medido

$$\delta FWHM_r = \frac{c}{\lambda} \sqrt{\frac{[FWHM_m^2 \cdot \delta FWHM_m^2 + FWHM_i^2 \cdot \delta FWHM_i^2]}{[FWHM_m^2 - FWHM_i^2]}}$$

donde $FWHM_r$ es el ancho de la línea “real” (ya desafectado por el ancho instrumental) ,
 $FWHM_m$ es el ancho de la línea medido,
 $FWHM_i$ es el ancho instrumental, determinado midiendo los anchos de las líneas de las lámparas de comparación.

Teniéndose que: $FWHM_r^2 = FWHM_m^2 - FWHM_i^2$

Se midió 10 veces cada galaxia, y se promedió el valor obtenido para el FWHM y para el flujo f. A partir de este valor obtenido, se estimó la incerteza para estas magnitudes medidas ($\delta FWHM_m$ y δ_f).

GALAXIA	FWHM (Km/s)	L (erg/s)	Masa/ M_\odot
1H1934-063 *	3037 ± 760	(5 ± 1) E+40	(3,7± 1,5) E+06
CTSJ03.19 *	1818 ± 400	(2,0±0,4) E+41	(2,9±1,3) E+06
MRK 573	2113 ± 320	(2,1±0,4) E+41	(4±1) E+06
MRK 896	2506 ± 620	(2,5± 0,7) E+41	(6,2±1,5) E+06
ESO3PP-1G020	2894 ± 430	(7±2) E+41	(1,5±0,5) E+07
MRK 618	2958 ± 300	(1,4± 0,3) E+42	(2,3±0,5) E+07
IRAS15091-2107	2971 ± 600	(1,3± 0,3) E+42	(2,2±0,8) E+07
MRK 1239	2014 ± 200	(1,1±0,2) E+42	(9±3) E+06
NGC 4748	2082 ± 210	(3,8± 0,8) E+41	(5,1±1,8) E+06
1H1934-063	2974 ± 625	(1,3±0,27) E+41	(6±2)E+06
CTSJ04.08	1859 ± 280	(4±1) E+41	(4,3±1,4)E+06
IRAS13224-3809	1481 ± 200	(6±1) E+41	(3,5±1,2) E+06
MS1519.8-0633	1993 ± 470	(1,9±0,4) E+42	(1,2±0,5)E+07
CTSJ03.19	1783 ± 320	(2,3± 0,9) E+41	(3,0±1,3)E+06
IRAS15091-2107	2703 ± 540	(1,6±0,3) E+42	(2,0±0,7) E+07
NPM1G-14.0512	2920 ± 290	(9± 3) E+41	(1,8±0,5) E+07
MRK 896	2494 ± 700	(1,1±0,2) E+41	(4±2) E+06

Tabla 9: FWHM y Luminosidad de la componente ancha de H_α (columnas 1 y 2). Masa de los agujeros negros centrales (columna 3). Las galaxias (*) fueron tomadas con la red de 300 líneas/mm., mientras que las restantes fueron observadas con la red de 600 líneas/mm.

6.3.3- Masas a partir de [OIII] y [SII].

Como se vio en detalle en el capítulo 4, la masa del agujero negro central correlaciona con la dispersión de velocidades del oxígeno [OIII] y del azufre [SII], como lo manifiestan las ecuaciones 4.10 y 4.11, respectivamente:

$$M_{BH}[OIII] = 10^{8,13}(\sigma[OIII]/200 \text{ km s}^{-1})^{4,02} M_{\odot} \quad (4.10)$$

$$M_{BH}[SII] = 10^{8,13}(\sigma[SII]/200 \text{ km s}^{-1})^{4,02} M_{\odot} \quad (4.11)$$

A continuación, en la tabla 9 se presentan los valores medidos de σ y de la masa del agujero negro central, para [SII] $\lambda 6716$, [SII] $\lambda 6731$ y [OIII] $\lambda 5007$.

GALAXIA	σ [SII] 6716	MASA [SII]	σ [SII] $\lambda 6731$	MASA [SII]	σ [OIII]	Masa [OIII]
MRK 573	140±15	(3,2±1,3) E+07	142± 14	(3,4±1,3)E+07	134±14	(2,7±1) E+07
ESO 399-1G020	145±13	(3,7±1,5) E+07	111± 13	(1,3±0,5)E+07	-----	-----
MRK 618	114±13	(1,4±0,5) E+07	131±13	(2,5±1)E+07	121±13	(1,8±0,7)E+07
NPM1G-14.0512(*)	137±15	(3±1) E+07	157±17	(5,0±2,5)E+07	128±17	(2±1) E+07
NPM1G-14.0512	148±17	(4,1±1,6) E+07	176±16	(8±3)E+07	-----	-----
CTS J03.19 (*)	162±30	(6±4) E+07	-----	-----	-----	-----
CTS J03.19	136±15	(3±1) E+07	138±12	(3±1)E+07	-----	-----
MRK 1239	50±10	(5±3) E+05	42±8	(3±1)E+05	-----	-----
NGC 4748	127±15	(2,2±0,9) E+07	137±15	(3±1)E+07	-----	-----
IRAS 15091-2107	167±16	(6,5±2,6)E+07	143±15	(3,5±1,5)E+07	-----	-----
IRAS 15091-2107	154±16	(5±2)E+07	151±15	(4,4±1,8)E+07	-----	-----
CTS J04.08	75±10	(3±1)E+06	78±10	(3±1)E+06	-----	-----
1H 1934-063 (*)	133±17	(2,6±1,8)E+07	128±15	(2±1)E+07	145±20	(4±2) E+07
1H 1934-063	169±15	(7±3)E+07	-----	-----	-----	-----
MRK 896	-----	-----	95±10	(6±3)E+06	-----	-----
NGC 526	-----	-----	93±10	(6,3±2,5)E+06	-----	-----

Tabla 10: dispersión de velocidades del azufre [SII] $\lambda 6716$ (columna 1); masa del agujero negro central estimado con [SII] $\lambda 6716$ (columna 2); dispersión de velocidades del azufre [SII] $\lambda 6731$ (columna 3); masa del agujero negro central estimado con [SII] $\lambda 6731$ (columna 4); dispersión de velocidades del oxígeno [OIII] $\lambda 5007$ (columna 5); masa del agujero negro central estimado con [OIII] $\lambda 5007$ (columna 6). La dispersión de velocidades está en km/s mientras que las masas están en unidades de masas solares (M_{\odot}). Las galaxias con (*) fueron tomadas con la red de 300 líneas/mm., mientras que para las restantes se utilizó la red de 600 líneas/mm.

Los errores en las masas calculadas se determinaron mediante propagación de errores a través de derivadas parciales y vienen dadas por:

$$\delta M = 4,02 \times 10^{8.13} \cdot \left[\frac{\sigma}{200 \text{ km s}^{-1}} \right]^{3.02} \cdot \left[\frac{\delta \sigma}{200 \text{ km s}^{-1}} \right]$$

con

$$\delta \sigma_r = \frac{c}{\lambda} \sqrt{\frac{[\sigma_m^2 \cdot \delta \sigma_m^2 + \sigma_i^2 \cdot \delta \sigma_i^2]}{[\sigma_m^2 - \sigma_i^2]}}$$

donde σ_r es el ancho de la línea “real” (ya desafectado por el ancho instrumental) ,
 σ_m es el ancho de la línea medido,
 σ_i es el ancho instrumental, determinado midiendo los anchos de las líneas de las lámparas de comparación.

Teniéndose que: $\sigma_r^2 = \sigma_m^2 - \sigma_i^2$

6.3.4 - Comparación de los valores obtenidos

A continuación en la Figura 6.13 se comparan los valores obtenidos para la dispersión de velocidades del azufre [SII] $\lambda 6716$ y [SII] $\lambda 6731$. Los valores obtenidos son similares en ambos casos.

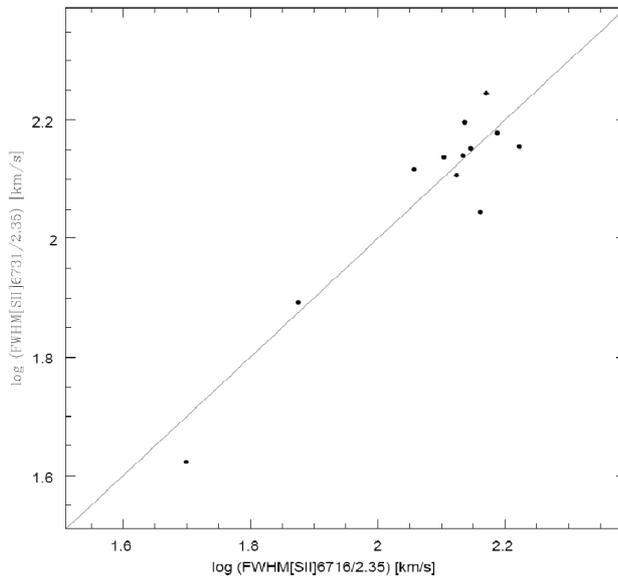


Figura 6.10: Comparación entre la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6716$ y la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6731$. Ambos ejes están en escala logarítmica.

Se comparan a continuación los resultados para las masas de los agujeros negros obtenidas a través de los dos métodos. Se grafican las masas viriales y las masas

calculadas con la relación de Tremaine et al. (2002) utilizando la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6716$ (Figura 6.11) y [SII] $\lambda 6731$ (Figura 6.12).

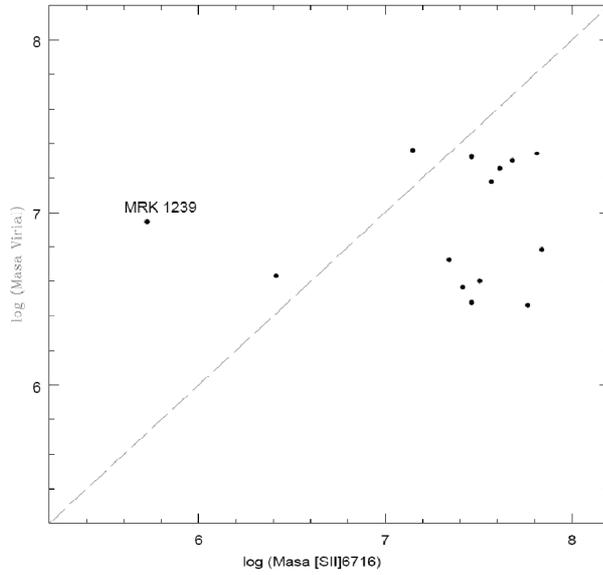


Figura 6.11: Comparación entre la masa virial obtenida utilizando las propiedades de la componente ancha de H_{α} (eje de las ordenadas) y la obtenida a través de la correlación encontrada por Tremaine utilizando la dispersión de velocidades del azufre [SII] $\lambda 6716$ (eje de las abscisas). Ambas masas están en escala logarítmica y en unidades de Masas solares. La línea a trazos indica la identidad.

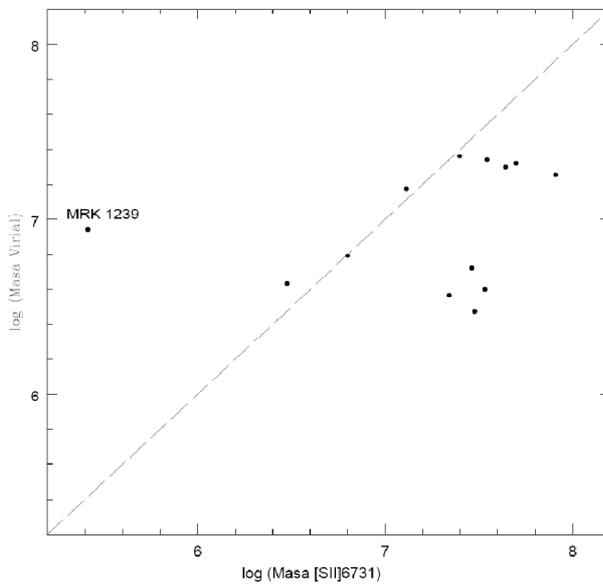


Figura 6.12: Igual que en la Figura 6.11, esta vez para [SII] $\lambda 6731$ (eje X).

En el caso particular de MRK 1239 la masa virial resulta ser mayor; sin embargo en el resto de los casos se encuentra que sistemáticamente las masas obtenidas a través de la relación de Tremaine son superiores.

A continuación en la Figura 6.13 se comparan las masas viriales con la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6716$, [SII] $\lambda 6731$, un promedio de estas y [OIII] $\lambda 5007$.

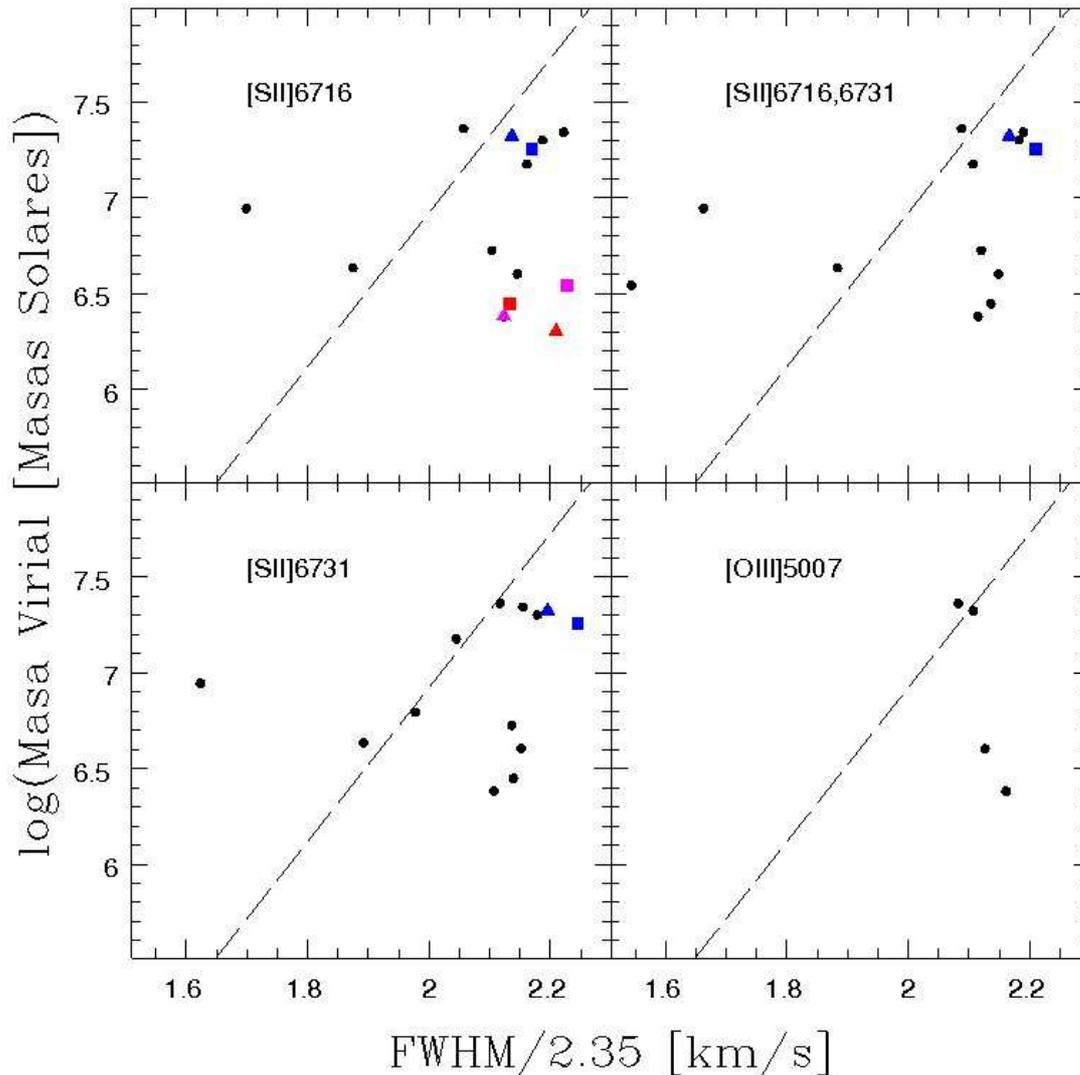


Figura 6.13: Masas viriales calculadas a través de las propiedades de la componente ancha de H_{α} (eje Y) en función de la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6716$ (arriba a la izquierda); [SII] $\lambda 6731$ (abajo a la izquierda), un promedio de la dispersión de velocidades del azufre [SII] $\lambda 6716$ y [SII] $\lambda 6731$ (arriba a la derecha) y la dispersión de velocidades de [OIII] $\lambda 5007$ (abajo a la derecha). La línea indica la relación encontrada por Tremaine et al (2002). Los colores azul, rojo y magenta representan las mediciones de las galaxias NPM1G-14.0512, CTS J03.19 y 1H 1934-063, para las redes de 300 l/mm (triángulo) y de 600 l/mm (cuadrado), respectivamente.

7 - Comentarios y Conclusiones

En los primeros capítulos de este trabajo se vio la clasificación morfológica de Hubble y las características de cada tipo de galaxias, como así también los fundamentos básicos del fenómeno de la actividad nuclear, mostrando las principales propiedades de los distintos tipos de AGNs y mencionando también el rol fundamental del modelo unificado. Se resumieron las principales características en las distintas longitudes de onda de las galaxias Narrow Line Seyfert 1, que son las galaxias con las que se trabajó, mientras que en el Capítulo 4 se vieron en detalle los distintos métodos disponibles para calcular la masa de los agujeros negros centrales en las galaxias activas y se hizo una comparación entre cada uno de ellos.

Todo lo visto en la primera parte nos sirvió de base para poder llevar a cabo el objetivo principal del trabajo, el cual fue calcular las masas de los agujeros negros centrales de una muestra de 14 galaxias Narrow Line Seyfert 1 del Hemisferio Sur.

Primeramente, se confeccionaron las curvas de rotación de 5 galaxias espirales de la muestra. A partir de estas curvas se estimaron las masas nucleares dentro de las primeras extracciones espectrales de estas galaxias. En general, las masas encontradas son del orden de $10^{8-9}M_{\odot}$, dentro de los 2-4 kpc.

Seguidamente, para calcular las masas de los agujeros negros se utilizaron dos de los métodos estudiados en el Capítulo 4. Uno de ellos consiste en medir el ancho de las líneas prohibidas del azufre y del oxígeno y utilizar la correlación encontrada por Tremaine et al (2002). El otro método tiene en cuenta la directa relación encontrada por Greene & Ho (2005) de la masa del agujero negro con el flujo y el ancho de la componente ancha de H_{α} , teniendo implícitamente en consideración la ecuación de Newton para órbitas virializadas.

Teniendo en cuenta el primer método, calculamos las masas a través de las líneas prohibidas del azufre [SII] $\lambda 6716$ y [SII] $\lambda 6731$ y del oxígeno [OIII] $\lambda 5007$. Las galaxias que cuentan con estimaciones hechas tanto a través del azufre como a través del oxígeno (4 de ellas) muestran valores similares dentro de sus márgenes de error. Las galaxias que mostraron tener los agujeros negros más masivos fueron NPM1G-14.0512, 1H1934-063 y IRAS 15091-2107 con masas del orden de los $7 \times 10^7 M_{\odot}$. La galaxia con el agujero negro menos masivo fue MRK 1239 con una masa calculada del orden de

$4 \times 10^5 M_{\odot}$. El resto de los objetos de la muestra presenta valores para las masas de los agujeros negros que oscilan entre $\cong 10^6 - 10^7 M_{\odot}$.

Teniendo en cuenta el segundo método, calculamos las masas a través de las propiedades de H_{α} . Los objetos que a través de este método mostraron los agujeros negros más masivos son NPM1G-14.0512, IRAS 15091-2107 y MRK 618, con masas del orden de $2 \times 10^7 M_{\odot}$. El resto de las galaxias presentan masas menores que son del orden de las $10^6 - 10^7 M_{\odot}$.

En el caso de NGC 526, no se detectó componente ancha en H_{α} , por lo que la única estima realizada para este objeto se hizo a través de [SII] $\lambda 6731$.

Para el caso particular de los dos objetos más lejanos de nuestra muestra, estos son IRAS13224-3809 y MS1519.8-0633, no fue posible medir las líneas del azufre [SII] $\lambda 6716$ y [SII] $\lambda 6731$ debido al alto corrimiento al rojo que presentaban ambas galaxias, siendo el método a través de H_{α} la única estimación disponible para estos objetos.

En general las masas estimadas con los dos métodos muestran diferencias (ver Figuras 6.11, 6.12 y 6.13), siendo sistemáticamente mayores las masas estimadas a través del método basado en la correlación de Tremaine et al (2002). Estas diferencias podrían deberse a:

- la dificultad que surgió en algunos casos al ajustar las dos componentes de H_{α} , pues al medir estas componentes en algunas de las galaxias se obtenían valores que variaban significativamente y dependían fuertemente de cómo se tomaba el continuo del espectro,
- algunos de los objetos de la muestra presentaban débiles líneas del azufre [SII] $\lambda 6716$ y [SII] $\lambda 6731$, dificultando ésto en una medición más precisa del ancho de las mismas,
- el efecto producido por cierta nubosidad y turbulencia atmosférica al momento de tomar los espectros de algunos objetos. Esto influye disminuyendo el flujo de energía medido en la componente ancha de H_{α} , el cual afecta disminuyendo la masa del agujero negro calculada.
- de acuerdo a lo encontrado por Bian et al. (2004b) y Botte et al. (2005), es posible que en algunos objetos se sobreestime la masa del agujero negro cuando se utilizan líneas de emisión tales como [SII] $\lambda 6716$, [SII] $\lambda 6731$ y [OIII] $\lambda 5007$ como sustitutos de la dispersión de velocidades estelares. Una consecuencia de esto sería que los agujeros negros de estos objetos estarían en una etapa inicial de su crecimiento.

Las masas de los agujeros centrales presentadas en este trabajo son inéditas, a excepción de:

Botte et al (2005) calcularon la masa del agujero negro central de MRK 896 a través de la relación encontrada por Tremaine et al (2002) utilizando la dispersión de velocidades

estelares. El valor que encontraron corresponde a una masa de $4,4 \times 10^6 M_{\odot}$. En este trabajo la masa calculada para este objeto es:

$M = (4 \pm 2) \times 10^6 M_{\odot}$, utilizando el método de orbitas virializadas,

$M = (6 \pm 3) \times 10^6 M_{\odot}$, utilizando la correlación de Tremaine et al (2002) a través de la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6731$. Los valores coinciden dentro del margen de error.

Bian et al (2007) calcularon la masa del agujero negro de la galaxia MRK 573 y obtuvieron un valor de $M = 1,9 \times 10^7 M_{\odot}$. En este trabajo la masa de este objeto fue calculada en: $M = (2,7 \pm 1) \times 10^7 M_{\odot}$, utilizando la correlación de Tremaine et al (2002) a través de la dispersión de velocidades de [OIII] $\lambda 5007$. Los valores coinciden dentro del margen de error.

Jong – Hak Woo et al (2010) calcularon la masa del agujero negro central de la galaxia NGC 4748 en $M = (2,4 \pm 1,5) \times 10^6 M_{\odot}$. En este trabajo la masa de este objeto fue calculada en:

$M = (5.1 \pm 1,8) \times 10^7 M_{\odot}$, utilizando el método de orbitas virializadas,

$M = (2,2 \pm 0,9) \times 10^7 M_{\odot}$, utilizando la correlación de Tremaine et al (2002) a través de la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6716$.

$M = (3 \pm 1) \times 10^7 M_{\odot}$, utilizando la correlación de Tremaine a través de la dispersión de velocidades de [SII] $\lambda 6731$. Los valores coinciden dentro del margen de error.

Trabajo futuro

Cabe destacar que los resultados presentados en este Trabajo se refieren a una muestra pequeña de NLS1. Si se quiere obtener información dinámica más representativa de este tipo de objetos, es necesario incrementar la muestra de galaxias.

Desde el punto de vista observacional, sería de gran utilidad contar con espectros ópticos cubriendo un amplio rango en longitud de onda. Esto permitiría contar con otras líneas de emisión para estudiar la dinámica del gas ionizado, y a su vez contar con líneas estelares que permiten estudiar en detalle la cinemática estelar cercana al núcleo activo.

Se planea complementar este estudio con información que proviene de otras longitudes de onda. En particular, algunos objetos pueden contar con mediciones en rayos X, a partir de las cuales obtener masas de agujeros negros.

BIBLIOGRAFIA

- Antonucci, R. 1993, ARA&A, 31, 473
Antonucci, R., Miller, J. 1985, ApJ, 297, 621
Awaki, H., Koyama, K., Inoue, H., Halpern, J. P. 1991, PASJ, 43, 195
Baldwin, J. A., Phillips, M. M., Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
Bettoni, D., Falomo, R., Fasano, G., Govoni, F., Salvo, M., & Scarpa, R. 2001, A&A, 380, 471
Bian W., Zhao, Y. 2004b, MNRAS, 352, 823
Bian et al, 2007, ApJ, 668, 721B
Boller, T., Brandt, W. N., & Fink, H. 1996, A&A, 305, 53
Botte, V., Ciroi, S., Di Mille, F., Rafanelli, P., Romano, A. 2005, Astron. Soc. 356, 789
Bower, G., Wilson, A., Morse, J. A., Gelderman, R., Whittle, M., Mulchaey, J. 1995, ApJ, 454, 106
Cavaliere, A., & Padovani, P. 1989, ApJ., 340, L5
Crenshaw, M. D., Peterson, B. M., Korista, K. T., Wagner, R. M., & Aufdenberg, J. P. 1991, AJ, 101, 1022
Davison, M. L., & Kinman, T. D. 1978, ApJ, 225, 766
Edelson, R., Vaughan, S., Warwick, R., Puchanarewicz, E. M., & George, I. 1999, MNRAS; 307, 91
Fanaroff, B. L., Riley, J. M. 1974, MNRAS, 167, 31
Fath, E. A. 1909, Lick Obs. Bull., 5, 71
Ferrarese, L., Ford, H., 2005, Space Science Reviews, 116, 523
Ferreiro, D. Trabajo especial de licenciatura.
Giannuzzo, M. E., & Stripe, G. M. 1996, A&A, 314, 419
Goodrich, R. W., 1989, ApJ, 342, 224
Granato, G. L., Danese, L. 1994, MNRAS, 268, 235
Greene, J. E. & Ho, L. C. 2005, ApJ 630, 122
Hamuy, M et al. (1992), PASP 104, 533
Heckman, T. M. 1980, A&A, 87, 152
Herrnstein, J. R., Moran, J. M., Greenhill, L. J., Diamond, P. J., Inoue, M., Nakai, N., Miyoshi, M., Henkel, C., Riess, A. 1990, Nature, 400, 539
Hubble, E. P., 1926, ApJ, 624, 321
Jorgensen, I., Franx, M., & Kjaergaard, P. 1996, MNRAS, 280, 167
Kaspi, S., et al. 2000, ApJ, 533, 631
Khachikian, E. Y., Weedman, D. W. 1974, ApJ, 192, 581
Kill, W., 1996, ApJ, 106, 27
Kinney, A. L., Antonucci, R., Ward, M. J. Wilson, A. S., Whittle, M. 1991, ApJ, 377, 100
Komossa, S., Xu, D. 2007, ApJ, 667, L33
Koski, A. T. 1978, ApJ, 223, 56
Krolik, J. H. 2001, ApJ, 551, 72
Lynden-Bell, D. 1969, Nature, 223, 690
Machetto, F., Capetti, A., Sparks, W. B., Axon, D. J., Boksenberg, A. 1994, ApJ 435L, 15
Marziani, P. et al. 1996, ApJS, 104, 37
Mason, K. O. et al. 1996, MNRAS, 283, L26
Mazzalay, X. Trabajo especial de licenciatura.
McLure, R. J., & Dunlop, J. S. 2001, MNRAS, 327, 199
Miller, J. S., Goodrich, R. W. 1990, ApJ, 355, 456

Miyoshi, M., Moran, J., Herrnstein, J., Greenhill, L., Nakai, N., Diamond, P., Inoue, M. 1995, *Nature*, 373, 127

Moran, J. M., Greenhill, L., Herrnstein, J. 1999, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 20, 165, India; también disponible en astro-ph/0002085

Moran, E. C., Barth, A. J., Kay, L. E., Filippenko, A. 2000, *ApJ*, 540, L73

Mulchaey, J. S., Wilson, A. S., Tsvetanov, Z. 1996, *ApJ*, 467, 197

Nagao, T., Murayama, T., Taniguchi, Y., & Yoshida, M. 1999b, *AJ* 453, 132

Nagar, N. M., Wilson, A. S., Mulchaey, J. S., Gallimore, J. F. 1999, *ApJS* 120, 209

Natarajan, P., Pringle, J. E. 1998, *ApJ*, 506, L97

Neugebauer, G., Morton, D., Oke, J. B., Becklin, E., Daltabuit, E., Matthews, K., Persson, S. E., Smith, A. M., Soifer, B. T., Torres-Peimbert, S., Wynn-Williams, C. G. 1980, *ApJ*, 238, 502

Netzer, H. 1990, in *Active Galactic Nuclei: 1990 Sass-Fee Lectures*, ed. T.J.-L. Courvoisier & M. Mayor (Berlin: Springer), 137

Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books, Mill Valley, USA

Osterbrock, D. E., Mathews, W. G. 1986, *ARA&A*, 24, 171

Osterbrock, D. E., & Pogge, R. W. 1985, *ApJ*, 297, 166

Peterson, B. M. 1993, *PASP*, 105, 247

Pier, E. A., Krolik, J. H. 1993, *ApJ*, 418, 673

Pooge, R. W. 1988, *ApJ*, 328, 519

Rieke, G. H. 1979, *ApJ*, 226, 550

Rix, H., Rieke, G., Rieke, M., Carleton, N.P. 1990, *ApJ*, 363, 480

Rodriguez-Ardila, A. & Mazzalay, X. 2006, *MNRAS*.367L..57R

Rodriguez-Pascual et al. 1997, *A&A*, 327, 72

Ruiz, M., Rieke, G. H., Schmidt, G. D. 1994, *ApJ*, 423, 608

Sandage, A. R. 1965, *ApJ*, 141, 1560

Sanders, D. B., Phinney, E. S., Neugebauer, G., Soifer, B. T., Matthews, K. 1989, *ApJ*, 347, 29

Schmidt, M. 1963, *Nature*, 197, 1040

Schmidt, M., Green, R. F. 1983, *ApJ*, 269, 352

Schmitt, H. R. 2001, *AJ*; 122, 2243

Seyfert, C. F. 1943, *ApJ*, 97, 28

Stephens, S. A. 1989, *AJ*, 97, 10

Tran 1995, *ApJ*, 440, 597

Tremaine, S., et al. 2002, *ApJ*, 574, 740

Ulvestad et al. 1995 *A&A* 321, 81

Vega, L.; Trabajo especial de Licenciatura.

Vega, L.; Tesis de Doctorado

Veilleux, S., Goodrich, R. W., Hill, G. J. 1997, *ApJ*, 477, 631

Walter, R. & Fink, N. H. 1993, *A&A*, 274, 105

Wandel, A., Peterson, B., Malkan, M. A. 1999, *ApJ*, 526, 579

Wilkes, B. J. 2000, in *Allens Astrophysical Quantities*, fourth edition edn., ed. A. N. Cox (New York: Springer-Verlag), 585-611

Wilson, A. S., Braatz, J. A., Heckman, T. M., Krolik, J. H., Miley, G. K. 1993, *ApJ*, 419, L61

Woo, J., 2010, *ApJ* 716, 269W

Zheng, W., & O'Brien, P. T. 1990, *ApJ*, 353, 433