

FACULTAD DE CIENCIAS
UNIVERSIDAD DE CANTABRIA
INSTITUTO DE FÍSICA DE CANTABRIA



EMISIÓN EN RAYOS X DE GALAXIAS CERCANAS

Trabajo Fin de Carrera

BENITO MARCOTE MARTIN

Bajo la dirección de:

Xavier Barcons

Santander, julio 2011

Emisión en Rayos X de galaxias cercanas

BENITO MARCOTE MARTIN

Instituto de Física de Cantabria (CSIC-UC) - Universidad de Cantabria

RESUMEN

En este trabajo se ha analizado las propiedades que presenta una muestra de galaxias cercanas (con una distancia $\lesssim 400$ Mpc) que tienen una emisión en rayos X. Para ello hemos cruzado un cartografiado de galaxias cercanas, el *6-Degree Galaxy Survey* (6dF) que presenta observaciones en el rango óptico del espectro con el catálogo de fuentes de rayos X 2XMMi elaborado por el observatorio espacial *XMM-Newton* (ESA), conteniendo nuestra muestra un total de 83 galaxias que presentan detecciones en ambos cartografiados.

Para estas galaxias se han aplicado los diagnósticos clásicos en los espectros ópticos para revelar la presencia de un núcleo galáctico activo (AGN) o la existencia de formación estelar en la galaxia. Estudiando estos diagnósticos junto con varias propiedades de estas fuentes, tanto en el rango óptico como en la región de los rayos X se deducirá qué fenómenos se dan cita en estas galaxias y cual de ellos domina (la acreción de materia por el agujero negro supermasivo presente en el centro de la galaxia o la formación estelar), determinando en cuáles de ellas se tiene un AGN y en cuales éste no existe o presenta una luminosidad inapreciable frente a los otros procesos.

El resultado de nuestro trabajo sobre la muestra de 83 galaxias indica que un $\sim 17\%$ presenta únicamente emisión en rayos X como consecuencia de formación estelar; un $\sim 48\%$ de ellas presenta un AGN de baja luminosidad, por lo que aunque se tiene evidencias de su existencia a través de algunos diagnósticos, la emisión del resto de la galaxia domina sobre él; y en el $\sim 35\%$ restante se observa la presencia de AGNs que claramente dominan la emisión de toda la galaxia.

A lo largo de este trabajo primero se hace una descripción de las propiedades básicas que exhiben las galaxias, tanto su morfología como los procesos que contribuyen a su emisión óptica, para a continuación centrarnos en los núcleos galácticos activos, detallando qué son, cómo se observan y qué propiedades exhiben, enfocándonos en su emisión en rayos X. Después de esto se presentan los dos cartografiados utilizados aquí, que han servido para elaborar nuestra muestra, junto con la descripción de las magnitudes y datos utilizados para caracterizar la muestra. Finalmente, en los dos últimos capítulos se detallan los análisis realizados y resultados para las galaxias consideradas y qué conclusiones se pueden extraer de éstos.

Agradecimientos

Antes de entrar en materia, creo necesario empezar expresando mi agradecimiento a mi director, Xavier Barcons, por su gran ayuda y el interés mostrado en todo este tiempo, gracias al cual me he podido introducir en este interesante campo, donde se estudian objetos tan apasionantes como los agujeros negros supermasivos, cuerpos que en un tamaño increíblemente pequeño contienen una masa equivalente a la de toda una galaxia y producen un brillo igual o superior a la de ésta. Así como a la ayuda brindada por Francisco J. Carrera, Ignacio González Serrano o Alberto Fernández Soto entre otros durante la elaboración de este trabajo.

Y por supuesto a mis padres, y a toda la gente con la que he estado estos años.

También recordar que esta investigación ha sido una continuación del trabajo iniciado gracias a una beca de *Iniciación a la Investigación* financiada por la Universidad de Cantabria en 2010.

*A mi abuelo,
Pedro*

Índice de contenidos

1	Introducción a la astronomía de las galaxias	5
1.1	Propiedades básicas de galaxias	7
1.1.1	Clasificación morfológica	7
1.1.2	Magnitudes y luminosidades	9
1.1.3	Perfiles de brillo	10
1.2	Emisión de las galaxias	11
1.3	Galaxias con formación estelar	11
2	Núcleos Galácticos Activos	13
2.1	Primeras observaciones y taxonomía	13
2.2	Modelo estándar y unificación de los AGNs	14
2.3	Emisión en rayos X de un AGN	18
2.3.1	El continuo: ley de potencias	18
2.3.2	Línea Fe K α	19
2.3.3	AGNs oscurecidos	19
2.4	Identificación y caracterización de AGNs	20
2.4.1	Líneas de emisión ópticas y diagrama BPT	21
3	Observaciones y método de trabajo	23
3.1	Cartografiados astronómicos utilizados	23
3.1.1	6dFGS: Six-Degree Field Galaxy Survey	23
3.1.2	2XMMi: XMM-Newton	24
3.2	Metodología y construcción de la muestra	27
3.2.1	Construcción de la muestra	27
3.2.2	Propiedades ópticas	29
3.2.3	Propiedades de rayos X	32
3.2.4	Ánálisis de la muestra	34
4	Resultados y análisis	37
4.1	Caracterización de la muestra	37
4.2	Discriminando las fuentes por sus propiedades	38
4.2.1	Galaxias con líneas de absorción	38
4.2.2	Galaxias SF según el diagrama BPT	39
4.2.3	Galaxias con AGN según el diagrama BPT	42
4.2.4	Galaxias con absorción y emisión en H β	44
4.2.5	AGNs observados en las imágenes ópticas	46
4.2.6	Resumen	50

5 Conclusiones	53
A Apéndices	55
A.1 Ley de Hubble	55
A.2 Anchuras equivalentes	56
Bibliografía	59

CAPÍTULO 1

Introducción a la astronomía de las galaxias

A lo largo del siglo XX se produjo un gran avance en la comprensión del Universo y de qué estaba compuesto, algo que vino apoyado indudablemente por los avances en el instrumental utilizado, tanto por telescopios más grandes y precisos como por nuevas formas de observar el cielo. Así, la imagen que se tenía de un Universo formado por estrellas, planetas u otros cuerpos rocosos menores y nubes de gas (conocidas como *nebulosas*), todo ello comprendido en un tamaño de unos 17 kpc¹ de diámetro, evolucionó rápidamente con los descubrimientos de que un porcentaje de esas nebulosas no eran simples nubes de gas, sino que estaban formadas por un gran número de estrellas y se situaban extremadamente lejos de nosotros, a distancias mayores de las que se concebían para el propio Universo en su conjunto.

Esto condujo a la idea de *universos-isla*, lo que actualmente se denomina *galaxias*. Es decir, que en el Universo existían unas estructuras de gran tamaño (típicamente con diámetros $\sim 10^3 - 10^5$ pc) que albergaban un número enorme de estrellas, $\sim 10^7 - 10^{14}$, gas y polvo, existiendo un número enorme de galaxias en el Universo observable, del orden de 10^{11} según las estimaciones actuales.

Esto como podemos imaginar, amplió enormemente la imagen y el tamaño que se tenía del Universo, además de otras consideraciones en las que no se entrará aquí, pasando a ser el tamaño estimado de éste $\gtrsim 28 \cdot 10^9$ kpc de diámetro.

Otro avance importante que se produjo a lo largo del siglo XX fue pasar de observar el Universo únicamente en un rango muy pequeño del espectro electromagnético: en la región visible, u óptica, que es la que nos permite ver nuestros ojos, a realizar observaciones a lo largo de prácticamente todo el espectro: desde las ondas de radio y microondas, hasta los rayos X y gamma, pasando por los infrarrojos y ultravioleta.

Con ello, se pudo obtener un estudio mucho más amplio de todos los fenómenos que tienen lugar en el Universo, ya que cada región del espectro nos da una información diferente de éstos, complementándose entre sí y permitiéndonos observar fenómenos que no son observables únicamente en el rango visible. En concreto, si nos centramos en la región más energética del espectro, como son los rayos X o los rayos gamma, estaremos observando eventos que liberan mucha más energía que los que emiten únicamente luz visible, por lo que se corresponderán con algunos de los fenómenos más violentos y energéticos que tienen lugar en el Universo, o correspondientes a regiones en donde existe una temperatura muy elevada.

Así, centrándonos en los rayos X, que es la región del espectro en la que se ha profun-

¹El parsec es una medida de distancia con la equivalencia $1\text{ pc} \approx 3.26\text{ ly (año-luz)} \approx 3 \cdot 10^{16}\text{ m}$.

dizado a lo largo de este trabajo, cabe destacar a modo de introducción que únicamente se conoce su existencia desde 1895, cuando W. C. Röntgen los descubrió en su laboratorio en una serie de experimentos que culminaron con la primera radiografía de la historia, realizada a la mano de su mujer.

Debido a esto es fácil imaginarse por qué no fue hasta 1938 cuando se sugirió que el Sol podría emitir tal radiación, algo que permitiría explicar en parte (junto con la ayuda de los rayos ultravioleta) la ionización presente en la alta atmósfera, la *ionosfera*. Pero dado que cualquier emisión que tuviese tanto el Sol como otras fuentes extraterrestres sería absorbida por la atmósfera, no fue hasta los años '50 cuando se pudo observar realmente una emisión de este tipo por un objeto externo a la Tierra, utilizando como observatorio un cohete V2 (los que habían servido en la II Guerra Mundial para el ejército alemán), instrumento capaz de elevarse lo suficiente para evitar dicha absorción.

Sin embargo, no fue hasta 1962 cuando se detectó que en el cielo existían más fuentes de rayos X, además del Sol, algo que ni siquiera nadie se había planteado hasta entonces. Esta histórica detección fue nombrada como Sco X-1, donde *Sco* se debe a la constelación del Escorpión, y X-1 por ser la primera fuente en rayos X detectada.

Como vemos, la astronomía en rayos X es un campo muy joven (prácticamente con sólo 50 años de vida) pero que en este medio siglo ha cosechado enormes progresos a medida que se iban lanzando satélites cada vez con una precisión y sensibilidad mayores, lo cual culmina con los dos satélites más avanzados que se tienen en la actualidad observando el cielo en rayos X: *Chandra X-Ray Observatory* (perteneciente a la NASA) y *XMM-Newton* (perteneciente a la ESA, *European Space Agency*), complementándose entre sí debido a que XMM presenta una mayor área efectiva pero como contrapartida tiene una resolución angular menor que su homónimo americano.

Ahora bien, se ha dicho que con los rayos X estamos observando fenómenos muy energéticos en el Universo, pero realmente ¿qué sistemas se observan normalmente en esta región del espectro?. Fundamentalmente se puede resumir en

- * **Formación estelar.** Cuando se tiene una región en la que se está produciendo una intensa formación de estrellas, el gas circundante se ve altamente ionizado y calentado hasta temperaturas de millones de grados como consecuencia de la fuerte emisión producida por estas estrellas. Estas condiciones son suficientes para presentar una emisión observable en rayos X.
- * **Remanentes de Supernova.** Las estrellas más masivas ($M > M_{\odot}^{\text{1}}$) al llegar al final de su vida estallan produciendo una explosión de Supernova, cuya onda de choque puede llegar a calentar el gas circundante hasta temperaturas de $10^6 - 10^7$ K, provocando que éste emita intensamente en rayos X.

A su vez, si tras la explosión el núcleo resultante presenta una masa mayor que el límite de Chandrasekhar, $\sim 1.4 M_{\odot}$, se origina un *pulsar* o *estrella de neutrones*, cuerpo que suele presentar un campo magnético extremadamente fuerte, interaccionando fuertemente con los electrones del medio interestelar y emitiendo rayos X también.

¹A lo largo de este trabajo se utilizará M_{\odot} para referirse a la masa del Sol, i.e. $M_{\odot} \approx 2 \cdot 10^{30}$ kg. En general, el símbolo \odot designa el valor de la magnitud correspondiente para el Sol. p.e. L_{\odot} se referirá a la luminosidad solar, etc.

- ★ **Binarias de rayos X.** Cuando se tiene un sistema binario donde están orbitando conjuntamente una estrella y un cuerpo compacto, como una enana blanca, una estrella de neutrones o un agujero negro, se tiene que esta componente compacta acreta paulatinamente materia emitida por la estrella compañera, en un proceso que irá calentando dicho gas hasta temperaturas muy elevadas e incluso produciendo explosiones cada cierto tiempo, siendo así sistemas muy brillantes en observaciones de rayos X.
- ★ **Cúmulos de galaxias.** Las galaxias suelen agruparse en cúmulos, atrapadas en el pozo de potencial que crea la materia oscura. El gas que desprenden estas galaxias queda también atrapado, con una temperatura del virial que alcanza los 10^7 ó 10^8 K y por tanto emite copiosas cantidades de rayos X.
- ★ **Núcleos de Galaxias Activos.** Serán los objetos tratados aquí, por lo que se explicarán detalladamente en el capítulo siguiente.

1.1. Propiedades básicas de galaxias

1.1.1. Clasificación morfológica

Uno de los astrónomos que más contribuyó a los avances producidos en la primera mitad del siglo XX en la astronomía fue Edwin Hubble, gracias al exhaustivo análisis que realizó de un gran número de galaxias. Y una de estas contribuciones fue el estudio acerca de la forma que presentaban las galaxias. Aquí, E. Hubble pudo definir en 1936 una clasificación en las que poder agruparlas, atendiendo únicamente a su forma: considerando si se observa alguna estructura o simetría en la galaxia, si presenta una mayor concentración de luz o no en su centro, si tiene forma de disco o de elipsoide o si se observan brazos en forma de espiral a lo largo de la galaxia, surgiendo de su centro. De esta forma definió la *secuencia de Hubble* (ver [Binney and Merrifield, 1998](#), pág. 149), que aún hoy en día continúa siendo una clasificación ampliamente usada, y que a grandes rasgos, divide las galaxias en 5 tipos principales (ver Figura 1.1):

- ★ **Galaxias elípticas (E).** Son galaxias con una forma elíptica. Su distribución de estrellas es bastante uniforme, y decae de forma radial respecto al centro de la galaxia, de tal forma que no se suele apreciar ningún detalle o estructura característica en el interior de la misma.

En general este tipo de galaxias suele tener un color bastante amarillento o rojizo, indicativo de que presenta una población de estrellas viejas, encontrándose la mayor parte de éstas al final de su vida, época en la que presentan esta tonalidad rojiza. En términos generales el 20% de las galaxias observadas se pueden clasificar como galaxias elípticas, y se clasifican internamente como E0, E1, ..., E7, en donde el número indica el grado de elipticidad observado, asignando 0 para las totalmente esféricas y 7 para las más aplastadas (con forma de disco).

- ★ **Galaxias lenticulares (S0 y SB0).** Presentan una estructura en forma de disco (serían por tanto una continuación natural de las E7) pero a diferencia de éstas, se

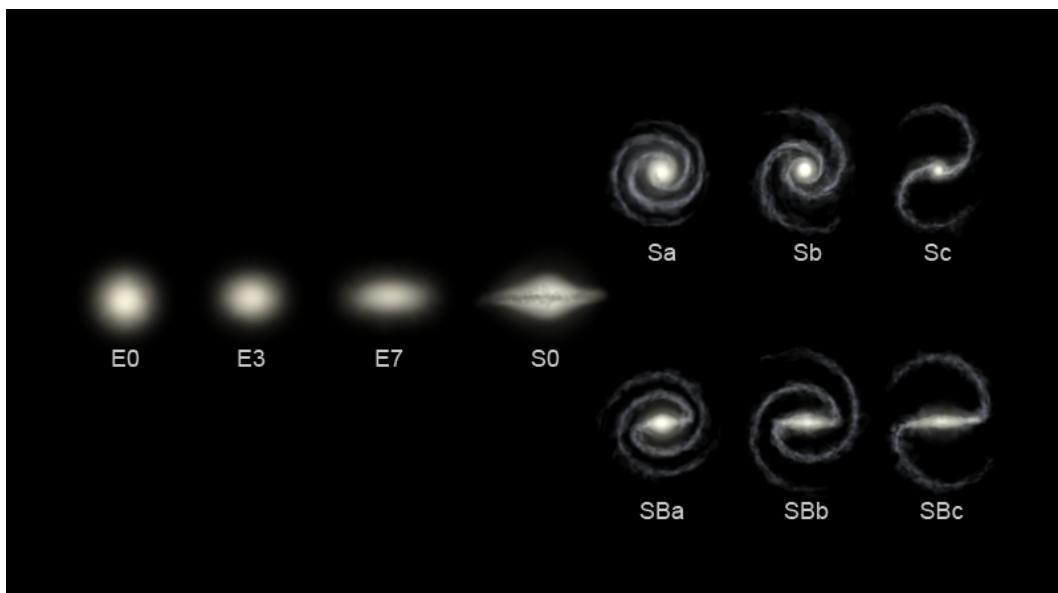


Figura 1.1. Secuencia de Hubble. Clasificación de las galaxias en base a su morfología ideada originalmente por E. Hubble en 1936. Cortesía de [Wikimedia Commons](#).

observa una región central (bulbo) claramente diferenciada, con una concentración de estrellas mayor de lo esperado. Por tanto, serían semejantes a la imagen de un “huevo frito”, quedándose a medio camino entre una galaxia elíptica y una espiral.

- * **Galaxias espirales (S).** Presentan una región central en donde se agrupa un gran número de estrellas denominada *bulbo*, que está rodeado de un disco muy aplanado formado por estrellas jóvenes en general, gas y polvo, el cual a diferencia de lo que ocurre en las galaxias lenticulares, no es uniforme, sino que está distribuido en brazos, que surgen del bulbo y describen una espiral a medida que se alejan de éste, por lo que reciben el nombre de brazos espirales.

Se clasifican como Sa, Sb, Sc o Sd, en función de cómo estén definidos los brazos y la importancia del bulbo central en comparación con éstos.

- * **Galaxias espirales barradas (SB).** Semejantes a las anteriores, con la diferencia de que los brazos no surgen directamente del bulbo sino que existe una “barra” que cruza el bulbo, de cuyos extremos surgen los brazos.

La clasificación es semejante al caso anterior, pero ahora se denotan por SBa, ..., SBd. Entre espirales y espirales barradas se abarca aproximadamente un 77 % de todas las galaxias observadas en el Universo local. Es decir, es el tipo más habitual.

- * **Galaxias irregulares (Irr).** Por último, se encontraría este tipo, que contiene todas aquellas galaxias sin una forma definida o altamente irregular, no permitiendo su clasificación en uno de los tipos anteriores.

Únicamente un 3 % de las galaxias observadas localmente son irregulares, siendo un porcentaje de ellas el resultado de colisiones entre dos galaxias de los tipos anteriores, lo que produce deformaciones en la galaxia respecto a la forma original de éstas. Hay indicios, sin embargo, de que en épocas anteriores este tipo de galaxias era

mucho más abundante.

La forma en Y tumbada de dicho diagrama se debe a que originalmente E. Hubble pensó que las galaxias recorrerían éste de izquierda a derecha a lo largo de su vida, refiriéndose así a las galaxias *early-type* (de E0 a S0) y a las *late-type* (de Sa ó SBa hasta Sc ó SBc). Sin embargo, actualmente se conoce que esto no es así, y que una galaxia elíptica aislada, por ejemplo, es un sistema estacionario y no evoluciona con el tiempo a una galaxia espiral.

1.1.2. Magnitudes y luminosidades

Además de por su forma, las galaxias se pueden clasificar por otra de sus propiedades principales fundamentales: su *brillo*, donde realmente se suele trabajar con la cantidad de energía emitida por una fuente por unidad de tiempo, denominada *luminosidad absoluta*, L . Sin embargo, dado que esta cantidad no se puede medir directamente por encontrarse dicha fuente a una cierta distancia, siendo imposible medir toda la energía que emitida en todas direcciones, se suele definir el *brillo*, ℓ , que da cuenta de la energía por unidad de tiempo que recibe un observador por unidad de área, y que para fuentes no muy distantes¹ se relaciona con L como

$$\ell = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (1.1)$$

donde d denota la distancia entre la fuente y el observador.

Sin embargo, por razones históricas es frecuente emplear una escala logarítmica para medir el brillo de las fuentes, definiéndose así la *magnitud absoluta* como

$$M = -2.5 \log L + cte \quad (1.2)$$

y la *magnitud aparente*

$$m = M + 5 \log d \quad (1.3)$$

donde d está medida en unidades de 10 pc.

Ahora bien, estas luminosidades dan cuenta de la energía total emitida por una fuente, es decir la emitida a todas las longitudes de onda (todo el espectro electromagnético). Sin embargo nosotros no podemos observar todo este rango de luz, si no que únicamente se observan determinadas regiones de éste, ya sea en la zona del espectro visible, en la región de microondas, o de rayos X. E incluso ni siquiera estaremos observando al completo dichas regiones, ya que por ejemplo en una observación con un telescopio óptico habitualmente se utiliza algún filtro que únicamente deje pasar la luz roja, verde o azul.

Por ello, hubo que definir unas bandas concretas de referencia a lo largo del espectro electromagnético (típicamente en la región infrarroja, visible y ultravioleta, por ser las más utilizadas en astronomía) que permitiesen una comparación y estandarización de todas las medidas realizadas en diferentes observatorios y con distinto instrumental, ya que de lo contrario como un mismo objeto presenta una magnitud diferente en una u otra banda, no se podrían contrastar éstas medidas. Así, una de las clasificaciones más utilizadas en

¹Tales que se pueda considerar que el Universo presenta una geometría euclídea y se puedan despreciar consideraciones cosmológicas, lo cual se puede tomar que se cumple para $z \leq 0.1$, donde z es el redshift de la galaxia (ver Apéndice A.1 para más información).

la banda óptica del espectro es el *sistema de Johnson* (1965) que establece una serie de bandas, centradas en una longitud de onda λ_0 y con una anchura $\Delta\lambda_0$ fijada. En concreto, se puede hablar de la banda R , centrada en $\lambda_0 = 700$ nm y con una anchura $\Delta\lambda_0 = 220$ nm. Para más información ver [Zombeck \(1990\)](#). En rayos X se suele utilizar habitualmente la banda de 0.2 - 10 keV para medir luminosidades, o las subbandas 0.5 – 2 keV (rayos X blandos) y 2 – 10 keV (rayos X duros).

1.1.3. Perfiles de brillo

En relación a la morfología típica que presentan las galaxias, detalladas en §1.1.1, se ve cómo, a diferencia de lo que ocurre con las estrellas, las galaxias son observadas como fuentes extensas en lugar de como fuentes puntuales. Esto hace que se pueda hablar de magnitudes o *brillos superficiales*, que dan cuenta de la luminosidad por unidad de ángulo sólido emitida por la fuente. Así, hemos visto cómo a grandes rasgos cualquier tipo de galaxia presenta un mayor brillo en su centro, y que éste va decayendo a medida que nos alejamos de éste, de una u otra forma en función del tipo de galaxia (en las espirales más lentamente ya que nos encontramos con un disco y en las elípticas esto sucede de forma más abrupta).

Por ello, si modelamos una galaxia como una superficie con simetría polar, es decir que su distribución de brillo únicamente depende de la distancia al centro de la galaxia, r , lo cual es adecuado en galaxias elípticas pero que para las espirales esto es una aproximación en la que se promedia la contribución de los brazos espirales y únicamente se compone de un disco uniforme, se consiguen funciones que describen razonablemente cómo decae el brillo a medida que nos alejamos del centro de la galaxia.

Esto llevó a la elaboración de varios modelos empíricos, en donde los más frecuentes pueden resumirse a través del *perfil de Sersic*, que es un perfil generalizado que tiene la forma

$$I(r) = I_0 e^{-(r/\alpha)^N} \quad (1.4)$$

donde I_0 es el brillo superficial en el centro de la galaxia, y α da cuenta de la extensión de la galaxia.

De esta forma, tomando $N = 1$ se reproduce una exponencial, que se asemeja al observado en el disco de las galaxias espirales, mientras que $N = 1/4$ reproduce el perfil de brillo que se suele observar tanto en una galaxia elíptica como en el bulbo de una galaxia espiral, y es conocido como el *perfil de de Vaucouleurs*. El caso $N = 2$ reproduciría una gaussiana clásica.

Aunque aquí se ha dicho que el brillo superficial se modela como una distribución con simetría polar, realmente se hace necesario introducir una dependencia con el ángulo: la que de cuenta de con qué inclinación observamos el disco (plano) de la galaxia. Ya que por ejemplo para una galaxia espiral, aunque su disco tiene forma circular en multitud de ocasiones lo observaremos como un disco con cierta inclinación, asemejándose a una elipse. Y lo mismo para las galaxias elípticas que no sean E0. Por ello, aunque el mencionado anteriormente es el perfil generalizado, al aplicarlo a una galaxia hay que tener en cuenta dicho parámetro de inclinación.

1.2. Emisión de las galaxias

Hasta ahora se ha comentado cómo se mide el brillo de las galaxias y qué dependencia presenta éste con la distancia al centro de la galaxia. Sin embargo, no se ha comentado cómo se produce esta emisión y qué fenómenos son los que la causan.

En general la mayor parte de la emisión de luz en las galaxias se debe a emisión térmica, producida por la luz de todas las estrellas de la galaxia. Y dado que cada una de ellas emite aproximadamente como un cuerpo negro (BB), el espectro de una galaxia suelen tener una forma de superposición de cuerpos negros a diferentes temperaturas (en un rango que típicamente abarca desde los 2.000 hasta los 50.000 K, que son las temperaturas típicas de las superficies estelares).

Sin embargo, superpuesto a este continuo se suelen observar diferentes líneas, tanto de emisión como de absorción, debidas a la absorción y emisión de la luz emitida por las estrellas al atravesar una masa de gas, ya sea de las atmósferas de las propias estrellas o de nubes de gas de la galaxia (el medio interestelar). Debido a que no siempre están presentes los dos tipos de líneas se habla de **galaxias de absorción** (A) si predominan este tipo de líneas, **galaxias de emisión** (E) en el caso contrario, o **galaxias de emisión y absorción** (E+A) cuando se tiene una mezcla de ambos tipos de líneas.

Aquí, dado que el elemento más abundante en el Universo es el Hidrógeno, es frecuente que destaque las líneas producidas por sus transiciones, correspondientes a la serie de Balmer en la zona óptica: $H\alpha$, $H\beta$, $H\delta$, ..., o a la serie Lyman en el ultravioleta, aunque también son frecuentes líneas de elementos más pesados como He, O, C, etc, que aunque se encuentran con una abundancia menor, ésta es lo suficiente como para producir líneas apreciables.

1.3. Galaxias con formación estelar

Además de la emisión térmica por la fotosfera de las estrellas, las galaxias pueden exhibir otros procesos por los que su espectro se separa de la emisión térmica. En concreto, en ciertas galaxias (frecuentemente en galaxias espirales, y bastante más improbable en elípticas) existen regiones donde se están formando un gran número de estrellas a partir de nubes de gas densas presentes en el medio interestelar, de tal forma que se habla de *brotes de formación estelar* (SF). Éstas pueden tener una duración de unos 10 millones de años o más, es decir un tiempo no muy prolongado en la vida de una galaxia. Cuando estos brotes tienen una importante contribución en toda la emisión galáctica, se habla de galaxia *starburst* (SB).

En estos casos, dado que las estrellas jóvenes presentan una fuerte emisión en la región azul del espectro y están muy próximas a extensas nubes de gas (las mismas que están produciendo la propia formación estelar), estas últimas se ven ionizadas fuertemente, de tal forma que la mayor parte del Hidrógeno neutro pasa a encontrarse como Hidrógeno ionizado, HII, teniendo lo que se denomina una *región HII*. Se producen entonces unas líneas de emisión intensas (a destacar las de la serie de Balmer en un espectro óptico) que suelen estar acompañadas por una fuerte emisión en la región infrarroja (IR) y ultravioleta (UV), llegando a tener una contribución importante en rayos X también. Por ello, las galaxias SB son uno de los tipos de fuentes que se observan en rayos X, presentando una

emisión importante en la región de los rayos X blandos¹. La emisión es menor en la zona de rayos X duros como consecuencia de que ésta no es lo suficientemente energética como para emitir apreciablemente en esta región.

¹Como se ha dicho, una distinción que se puede realizar en la banda de los rayos X es dividirlos en dos regiones: rayos X *blandos*, que presentarían energías inferiores a 2.0 keV y rayos X *duros*, con energías superiores a 2.0 keV

CAPÍTULO 2

Núcleos Galácticos Activos

En el capítulo anterior se han visto los aspectos básicos que presentan la mayor parte de las galaxias, centrándonos en el rango óptico del espectro. En este capítulo en cambio, se va a describir lo que ocurre en un porcentaje ($\sim 10\%$) de estas galaxias, las cuales se separan ligeramente de lo descrito anteriormente y presentan una componente adicional que en ocasiones puede ser tan brillante o incluso más que el resto de la galaxia. Nos estamos refiriendo a las *galaxias activas*, o galaxias que presentan en la región central, en su núcleo, una zona de intensa luminosidad (llamada *núcleo de galaxia activa* o AGN, Active Galactic Nucleus), que no es producida por los mecanismos “clásicos” sino que es debida a la acreción de materia por parte del agujero negro supermasivo (SMBH, *Supermassive Black Hole*) existente en el centro de la galaxia.

2.1. Primeras observaciones y taxonomía

El descubrimiento de los AGN parte de historias diferentes que poco a poco fueron convergiendo. Por una parte, [Seyfert \(1943\)](#) observó que un cierto número de galaxias presentaban unas líneas de emisión extremadamente intensas en su espectro óptico, producidas por regiones muy ionizadas y con anchuras que involucran velocidades de hasta $\sim 10^3 \text{ km s}^{-1}$ por efecto Doppler, lo cual hacía que no pudieran explicarse como regiones HII. Tampoco podían ser debidas a efectos térmicos debido a que involucrarían temperaturas de $T \sim 10^8 \text{ K}$, demasiado alta para cualquier proceso conocido. En honor a su descubridor, estas galaxias fueron denominadas *galaxias Seyfert*.

Por otro lado, en torno a 1963 se comenzaron a descubrir objetos que presentaban una intensa emisión en radio, además de tener una apariencia estelar (aparecían como objetos puntuales ([Schmidt, 1963](#))). Pero la característica más extraña que exhibían era su distancia: en ese momento se convirtieron en algunos de los objetos más lejanos observados. Esto implicaba que estas fuentes emitían una increíble energía, mayor incluso que la emitida por una galaxia entera típica. Además, la emisión provenía de un espacio extremadamente pequeño, puesto que se observaban como fuentes puntuales y presentaban una variabilidad alta, con cambios apreciables en intervalos de semanas o meses incluso. Esto llevaba a que su tamaño debía ser $\ll 1 \text{ pc}$. Debido a su apariencia estelar, pero a que obviamente no podían ser estrellas, a estos objetos se los llamó *cuásares* (QSO, Quasi-Stellar Object).

Con todo esto, y otras fuentes nuevas que se fueron descubriendo en las décadas posteriores se llegó a tener una amplia clasificación de estos cuerpos, en donde podemos destacar los siguientes:

- * **Cuásar** (QSO). Como ya se ha dicho, proveniente de Objeto Cuasiestelar (*Quasi-Stellar Object*), debido a que a pesar de ser los objetos más lejanos que se observaban, tenían un brillo increíblemente alto aún permaneciendo con una apariencia estelar, es decir puntual, por lo que no se les podía clasificar como galaxias. A pesar de ello presentan una luminosidad increíblemente grande, $> 10^{44}$ erg s $^{-1}$ únicamente en la región de los rayos X. Además, se observan intensas líneas de emisión muy anchas (con $v \gtrsim 10^3$ km s $^{-1}$).
- * **Seyfert 1** (Sy 1). En este caso se observa la galaxia anfitriona en la que destaca un núcleo brillante sin resolver (es decir, puntual). Éste presenta en la región óptica del espectro líneas de emisión anchas (con anchuras $> 10^3$ km s $^{-1}$) junto con líneas estrechas (~ 400 km s $^{-1}$). Aunque las primeras son producidas por transiciones permitidas, estas últimas se ven en transiciones permitidas y prohibidas (por la aproximación dipolar eléctrica).
- * **Seyfert 2** (Sy 2). Son semejantes a las Sy 1, con la diferencia de que en este caso no se observan las líneas anchas, aunque siguen siendo visibles intensas líneas de emisión estrechas, tanto de transiciones permitidas como prohibidas.
- * **LINERs** (*Low-Ionization Nuclear Emission-line Region*). Se podría decir que son similares a las Sy 2, pero con un patrón en las líneas de emisión que indica una baja ionización.
- * **BL Lacs**. A diferencia de los anteriores, no presentan líneas de emisión o éstas son muy débiles, pero sí presentan una fuerte emisión en el continuo en la región nuclear de la galaxia, principalmente en la región de radio o de rayos X, en la cual se observa una gran variabilidad (variaciones muy rápidas en el tiempo).

Además de estos tipos, a los que podríamos añadir subdivisiones como Sy 1.1, Sy 1.5, Sy 1.9 etc, ó QSO 1, QSO 2, cabe destacar que existen otros no mencionados aquí, como las *radio galaxias* (galaxias con una fuerte emisión en radio), a su vez subdivididas en radiogalaxias con líneas anchas (BLRGs) o con líneas estrechas (NLRGs), etc

En la figura 2.1 se puede ver una representación de los espectros típicos que presentan los principales tipos de AGNs mencionados, comparándose con el espectro de una galaxia normal.

2.2. Modelo estándar y unificación de los AGNs

Todos estos objetos presentan características diferentes, pero examinando detalladamente éstas se observa cómo existen rasgos comunes, los cuales hicieron posible una convergencia de los modelos que los describen. Así, en todos estos objetos observamos cómo la región causante de toda esta emisión es muy pequeña, concentrada en el núcleo de las galaxias (en el caso de los cuásares se pudo deducir observando algunos cercanos que también se localizaban en el centro de una galaxia).

Además, se pueden establecer dos cotas a esta región: por un lado su tamaño, tanto a partir de la resolución obtenida por imágenes de radio u ópticas como a partir de la variabilidad en su emisión. Esto último se deduce de que un cuerpo no puede presentar

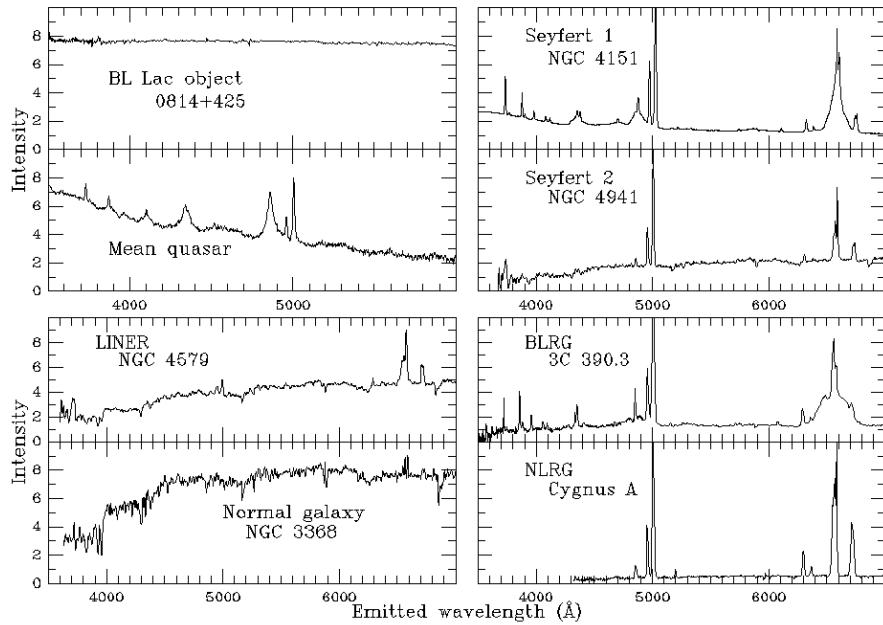


Figura 2.1. Comparativa de los espectros ópticos típicos de diferentes tipos de AGN. A destacar la diferencia en las anchuras de las líneas de emisión y la forma del continuo. Cortesía de William C. Keel.

cambios significativos en un espacio de tiempo inferior al que tarda la luz en atravesarlo completamente. Por otro lado su masa, ya que la *luminosidad de Eddington* (ver Krolik, 1999, pág. 125) impone un límite inferior al valor que puede tomar ésta como consecuencia de que un cuerpo de una masa dada no puede emitir una luminosidad arbitrariamente alta. Esto mostró que dichas regiones típicamente tenían el tamaño del Sistema Solar o algo mayores, y que contenían masas del orden de $10^6 - 10^{10} M_\odot$ (es decir, una fracción entre el 1% y el 1% de la galaxia entera), lo cual no podía ser explicado por ningún objeto conocido.

Estos datos junto con otros condujeron a la conclusión de que este objeto únicamente puede ser un agujero negro supermasivo (SMBH), puesto que ningún otro cuerpo podría generar tanta emisión en forma de radiación en un espacio tan pequeño. A posteriori se comprobó esta hipótesis por otros hechos, como el intenso campo gravitatorio que allí debía imperar para explicar, por ejemplo, las anchuras de las líneas de emisión o la forma relativista de la línea $\text{K}\alpha$ del Fe observada en los espectros de rayos X (ver Fabian et al., 2008).

Según nuestro conocimiento actual, se puede concluir que prácticamente la totalidad de las galaxias presentan un SMBH en su centro, el cual puede estar “dormido” (sin materia a su alrededor que pueda caer hacia éste y produzca la emisión observada en los AGN) como ocurre con el de nuestra Galaxia o en la mayor parte de éstas, o “activo”, en donde se tiene una gran cantidad de materia precipitándose hacia éste e irradiando una gran cantidad de energía. En este último caso, que es el más atractivo desde el punto de vista observational, se puede hablar de varias estructuras que se forman alrededor del SMBH (acompañar de Figura 2.2):

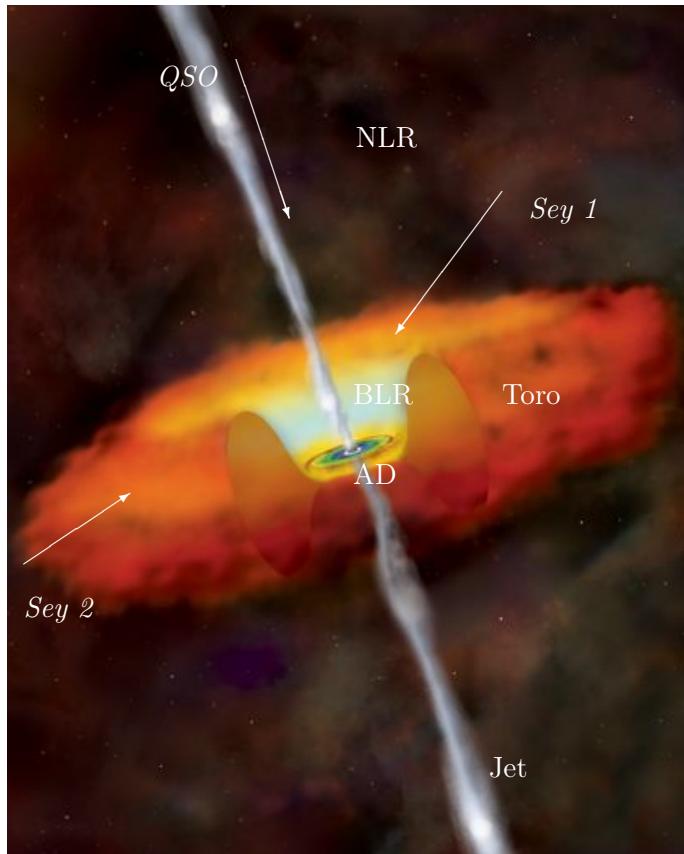


Figura 2.2. Representación de un AGN con sus partes principales: SMBH en el centro, AD, toro y jets. Vemos cómo en función de por donde se observe se tiene un tipo u otro de AGN: para un QSO ó Sy 1 se observa la luz emitida por la BLR, explicando así la observación de líneas anchas, mientras que para las Sy 2 esta región queda absorbida por el toro de polvo, por lo que únicamente se observa la luz emitida por la NLR. Las flechas indican las posibles direcciones de observación. El tamaño típico de toda la estructura observada es de ~ 100 pc, mientras que el disco de acreción únicamente presenta un tamaño de $\sim 0.1 - 1$ pc. Cortesía de NASA/CXC/M. Weiss.

Disco de acreción (AD) En la región más próxima al SMBH la materia va formando un disco delgado que presenta una rápida rotación, con velocidades $v \gtrsim 10^3$ km s $^{-1}$. En este disco la materia pierde paulatinamente momento angular como consecuencia de la fricción a la que se ve sometida, por lo que describe órbitas espirales que van cayendo hacia el SMBH. Esto produce una fuerte emisión radiativa que abarca desde el IR, visible, UV, rayos X hasta los rayos γ a medida que la materia se aproxima cada vez más al horizonte de sucesos del SMBH. Este disco suele localizarse en la región entre $3 - 10^3 R_S$ ¹.

Región de Líneas Anchas (BLR, Broad Line Region). En torno al SMBH y al AD existe una región que se extiende a una distancia de $\sim 0.01 - 1$ pc en la que hay burbujas de gas denso (con una densidad $\rho \gtrsim 10^9$ cm $^{-3}$ y temperatura $T \sim 10^4$ K) orbitando a una gran velocidad, típicamente de $\gtrsim 1.000$ km s $^{-1}$ y que puede llegar hasta los ~ 30.000 km s $^{-1}$. Así, esta región es la causante de las líneas anchas observadas en los QSO y Sy 1, debidas a efectos Doppler por la alta velocidad y turbulencia del gas.

Región de Líneas Estrechas (NLR, Narrow Line Region). Más lejos del SMBH ($10 - 10^3$ pc) se localizaría una región con burbujas de gas de una densidad mucho menor, $\rho \sim 10^3 - 10^6$ cm $^{-3}$. Debido a la distancia a la que se encuentra presenta una

¹ R_S es el *Radio de Schwarzschild*, que delimita el radio por debajo del cual ya ni la luz puede escapar de dicho cuerpo, y toma el valor $R_S = \frac{2GM}{c^2}$ con G la Constante de la Gravitación Universal, M la masa del agujero negro y c la velocidad de la luz.

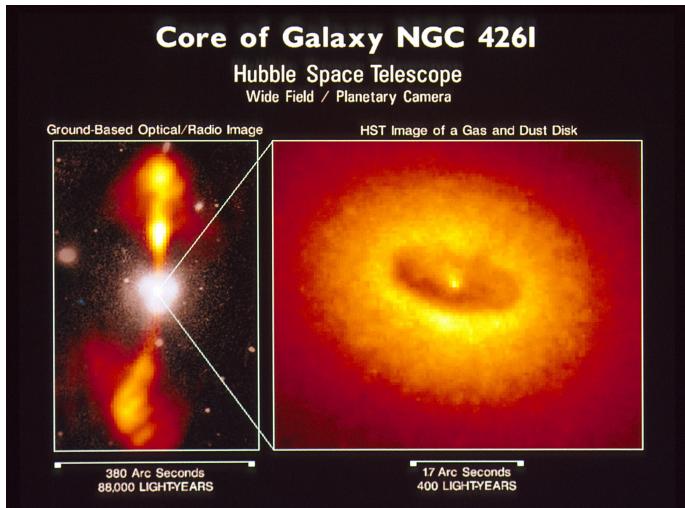


Figura 2.3. Región central del LINER NGC 4261 observado por el *Hubble Space Telescope* (HST) en 1992. Se distingue claramente una estructura oscura en forma de toro con un tamaño ~ 100 pc que concuerda con el toro predicho por el modelo estándar alrededor del SMBH. Cortesía de *Hubble Site* (NASA).

velocidad claramente inferior ($\sim 100 \text{ km s}^{-1}$) y una menor turbulencia. La baja densidad facilita que se puedan producir transiciones prohibidas, de tal forma que se observa emisión de líneas estrechas prohibidas (también permitidas) en esta zona. Esta es la región en la que se produce la emisión de las líneas estrechas como son [NII] u [OIII].

Toro (*Obscuring Torus*). Con las regiones vistas hasta ahora se podría explicar la emisión observada, pero no se explicaría por qué en algunos tipos se observa la BLR pero en otros no. Y para ello el mecanismo más plausible actualmente (ver Almeida, 2009, §1.5) es que en torno al SMBH, entre la BLR y la NLR, existe un toro de gas frío y polvo de unos $10 - 100$ pc de tamaño.

Este toro es opaco a la luz visible, y oculta parcialmente los rayos X, por lo que en ciertas direcciones oculta al SMBH central, el AD y la BLR. Esto es precisamente lo que causa que en algunos tipos de AGNs se vean líneas anchas y en otros no: la dirección en la que se está mirando al AGN. Y tal y como vemos en la Figura 2.2, únicamente en los cuásares y en las Sy 1 se observa por encima del toro, por lo que se observa tanto la BLR como la NLR, i.e. líneas anchas y estrechas. Sin embargo en las Sy 2 la línea de visión atravesaría el toro, impidiendo la observación de la BLR.

Otros de los hechos que apuntan a la existencia de dicho toro es que en algunos sistemas próximos se ha podido observar una estructura similar a ésta directamente, a partir de imágenes de alta resolución del *Hubble Space Telescope* (HST). En la Figura 2.3 se ve un ejemplo de esto, en donde aparece una estructura oscura en forma de toro en torno al SMBH de ~ 100 pc de diámetro, lo que concuerda con los tamaños estimados para este toro.

Jet. Por último, una de las partes más significativas, aunque no directamente relevantes en nuestro trabajo, son los jets (chorros) que se producen en algunos AGNs. Éstos se producen debido a que el campo magnético residual que presenta el SMBH se ve altamente colimado sobre el eje de rotación de éste como consecuencia de su rápida rotación. Debido a este campo magnético, los electrones del medio se aceleran

hasta velocidades relativistas (con energías \sim TeV), y emiten en todo el espectro electromagnético (desde las ondas de radio hasta los rayos gamma) a través de emisión sincrotrón y Compton inverso.

Por ello, en estas direcciones se tiene un chorro de partículas relativistas y radiación muy colimado que puede extenderse hasta llegar a distancias de \sim kpc o superiores en casos extremos.

2.3. Emisión en rayos X de un AGN

Además de por su increíble luminosidad, los AGNs se caracterizan por presentar un espectro continuo extremadamente plano, que va desde las ondas de radio hasta los rayos gamma (de $\sim 10^8 - 10^{27}$ Hz). Es decir en todo el rango electromagnético se emite un flujo similar de energía en cada década de frecuencia, lo cual da cuenta de que se están produciendo diferentes mecanismos de emisión, ya que cualquier mecanismo (como puede ser por ejemplo la emisión térmica de cuerpo negro) emite únicamente en una región específica del espectro.

Por ello deben de existir diferentes procesos de origen no térmico que expliquen toda esta emisión. A energías bajas (radio) el mecanismo que domina es la radiación Sincrotrón, mientras que a alta energía (rayos X y γ) no hay un mecanismo que domine claramente, sino que hay un conjunto de ellos responsables de la emisión producida: efecto Compton inverso, Bremsstrahlung o aniquilación electrón-positrón (para más información ver [Jiménez, 2003](#)). Aquí nos centraremos en una descripción fenomenológica de la emisión que presentan en la región de los rayos X y qué diferentes componentes tiene ésta.

2.3.1. El continuo: ley de potencias

La región entre 0.2 y 100 keV presenta una componente continua subyacente que se puede modelar como una ley de potencias, de tal forma que la luminosidad específica tendrá la forma

$$L(\nu) = A\nu^{-\Gamma} \quad \Rightarrow \quad L(E) = KE^{-\Gamma} \quad (2.1)$$

ya sea en función de la frecuencia, ν , o de la energía, E . Esta última es la más utilizada en rayos X. Aquí se supone que el índice Γ es constante, y típicamente se observa que Γ toma valores entre $\sim 1.5 - 2.5$.

Este continuo se produce en la región caliente (corona) localizada en torno al AD, donde los electrones de muy alta energía que llegan hasta aquí (tanto emitidos por los jets como por la corona) ceden energía a los fotones emitidos por el AD que presentan una energía menor, típicamente en el rango ultravioleta, produciéndose así un efecto Compton inverso.

2.3.2. Línea Fe K α

Superpuesto al continuo normalmente se observan líneas de emisión o absorción producidas por los elementos que haya en el medio. Sin embargo, las líneas de emisión presentes en la región de los rayos X son mucho más escasas que las existentes en la región óptica, debido a que involucran necesariamente elementos más pesados. Éstos se encuentran en unas cantidades muy pequeñas y por tanto las líneas son bastante débiles o inexistentes. Entre las excepciones (líneas de Hg, O, C, Ne, Fe y otros) destaca la producida por la transición K α del Fe, que aparece a una energía de 6.4 keV para Fe neutro y hasta 6.9 keV para Fe muy ionizado. Se trata de una línea claramente visible y destacable en los espectros en rayos X de muchos AGNs por el hecho de que se encuentra relativamente aislada.

Esta intensa línea se ve posibilitada debido a que el hierro suele presentar una abundancia moderada: su abundancia relativa frente al H es de $\sim 3 \cdot 10^{-5}$, que aunque es baja únicamente está un orden de magnitud por debajo de las abundancias de C, N u O. Así, esta transición se produce cuando se tiene un átomo o ión de Fe al que se le arranca un electrón 1s, ocurriendo la transición K α entre los niveles más bajos: $2p \rightarrow 1s$.

Este fenómeno se conoce como fluorescencia, y en el caso de Fe se produce mucho más frecuentemente que el efecto Auger. En el entorno de un AGN se puede producir una línea de emisión K α del Fe tanto cerca del SMBH, cuando el Fe está muy ionizado y el campo gravitatorio y los movimientos son relativistas, o cuando el Fe está en estado neutro lejos del AD. En el primer caso tenemos una línea ancha, resultado de distintos efectos de ionización y de la relatividad, mientras que en el último tenemos una línea estrecha a 6.4 keV.

Además de su gran intensidad, otro de los hechos que hacen a esta línea más interesantes es que debido a la emisión producida en el AD (muy cerca del horizonte del SMBH, donde existe un intenso campo gravitatorio) ésta presenta varios efectos relativistas, de tal forma que su perfil se aleja del perfil típico de una línea de emisión, no siendo simétrico, y en el que se encuentran efectos debidos tanto a la relatividad especial como a la general (ver [Fabian et al., 2008](#)).

2.3.3. AGNs oscurecidos

En la estructura de un AGN hemos mencionado que existe un toro de gas y polvo alrededor del SMBH, el cual es opaco a la radiación óptica, y presenta cierta opacidad para los rayos X, afectando en mayor medida a los rayos X blandos que a los duros. Esto hace que siempre que se observe al AGN con este toro de por medio no se esté observando toda la radiación emitida, sino que una buena parte de ésta esté oscurecida por esta estructura, hablándose en estos casos de *AGNs oscurecidos*.

Esta absorción, que en un espectro típico de rayos X se refleja en una emisión inferior a la esperada en la región más blanda del espectro (como veremos más adelante en la Figura 3.7) puede caracterizarse determinando la columna de Hidrógeno, N_H , que ha tenido que atravesar la luz desde que es emitida hasta que la observamos. Esta columna se mide como una densidad superficial, en la que se integra todo el H presente a lo largo de la trayectoria del fotón. Se utiliza únicamente la cantidad de H como referencia, y para el resto de elementos se suponen unas abundancias químicas estándares.

A su vez, la magnitud que nos da información de qué interacción se produce entre los fotones y las partículas cargadas del medio (típicamente electrones) es la *sección eficaz de Thomson*, que representa un área hipotética (es decir no física, solo existe matemáticamente) alrededor de las partículas del medio para la cual los fotones son factibles de sufrir una interacción y ser dispersados. Así, considerando colisiones elásticas entre fotones y electrones, donde la energía de los primeros es claramente inferior a la energía en reposo de los electrones (algo que se verifica en la región estudiada, ya que $\hbar\nu \sim \text{keV}$ mientras que la energía en reposo del electrón es 0.5 MeV), se obtiene la sección eficaz de Thomson:

$$\sigma_T \approx 6.65 \cdot 10^{-25} \text{ cm}^2 \quad (2.2)$$

Con esta sección se puede predecir que en el momento en que se tenga una densidad columna superior a σ_T^{-1} , todos los fotones se verán dispersados por el medio, por lo que la emisión del AGN se verá atenuada fuertemente por efecto Compton. Por ello, una división natural a hacer en los AGNs oscurecidos es ver cuáles de ellos presentan una densidad columna de H, N_H , inferior a ésta o mayor, encontrándose la división en

$$N_H^T \equiv \sigma_T^{-1} \approx 1.5 \cdot 10^{24} \text{ cm}^{-2} \quad (2.3)$$

Así, si la densidad observada es inferior a este valor, $N_H < N_H^T$, no todos los fotones se verán dispersados, y nos referiremos a estos AGNs como AGNs *Compton-thin*, mientras que en caso contrario se habla de AGNs *Compton-thick*.

Aunque en este punto cabe destacar que la densidad columna medida directamente no será únicamente debida al toro del AGN, sino que también tendrá en cuenta la posible absorción producida por la galaxia anfitriona donde se encuentra el AGN y la absorción producida por nuestra propia galaxia. La densidad columna de gas a través de nuestra Galaxia es del orden de $10^{21} - 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ (fuera del plano de la Galaxia es en promedio $8 \cdot 10^{20} \text{ cm}^{-2}$).

2.4. Identificación y caracterización de AGNs

Hemos visto cómo el signo más directo de la presencia de un AGN es un exceso en la emisión de la galaxia en la región de los rayos X (típicamente medido en la banda de 0.2 – 10 keV), de tal forma que cuando se tiene una luminosidad en dicha banda $L_X \gtrsim 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ siempre existe un AGN. Y si además $L_X > 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$, se tiene una probabilidad muy alta de estar ante un QSO. Estos límites se deben a que el otro tipo de fuente que puede presentar una emisión similar en rayos X (las galaxias con formación estelar, SF, junto con las fuentes estelares como binarias de rayos X) no es capaz de producir una luminosidad mayor de $10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ por limitaciones en cuánta SF se puede generar en un volumen dado o número de cuerpos y el tamaño de una galaxia típica.

Otra de las magnitudes a tener en cuenta y que da una idea de cuánto de importante es el AGN frente a la galaxia es el cociente entre el flujo en rayos X frente al del rango óptico, X/O (también llamado el *X-ray flux to Optical ratio*). En la definición que utilizaremos aquí el flujo del rango óptico vendrá dado por el de la banda R.

Esta cociente es importante porque suele diferenciar bastante bien entre AGNs y SFs, ya que en los primeros suelen dominar los rayos X frente al óptico, verificando $-1 <$

$\log X/O < 1$, mientras que en las galaxias SF, aunque existe una emisión en rayos X, ésta suele ser claramente inferior a la presente en la región óptica, por lo que $\log X/O < -1$. El caso $\log X/O > 1$ suele ser menos frecuente, y daría cuenta de fuentes que emiten una energía muy superior en rayos X que en el óptico, lo cual suele interpretarse como AGNs oscurecidos, de tal forma que dado que los rayos X se ven menos atenuados al atravesar el gas absorbente que los fotones ópticos, se observa una diferencia mayor de la que realmente existiría si no se produjese esta absorción.

En relación a esto, una magnitud que se ha observado (ver por ejemplo [Della Ceca et al., 2004](#)) estar relacionada con la absorción existente en rayos X es la *Hardness Ratio*, HR , definida como

$$HR = \frac{H - S}{H + S} \quad (2.4)$$

donde H es el flujo medido en una banda “dura” de rayos X y S una banda “blanda”. Para estas bandas realmente existe un abanico de posibilidades de elección, pero aquí se ha escogido una frecuentemente utilizada, $HR2$, en la cual S se refiere a la banda $0.5 - 2.0$ keV y H es la banda $2.0 - 4.5$ keV para los datos de XMM-Newton (debido a que dicho flujo se mide en cuentas por unidad de tiempo, éste depende del instrumental usado).

De esta forma, se ve cómo $HR \in [-1, 1]$, de tal forma que valores negativos de HR se corresponden con dominio de la emisión blanda, mientras que valores positivos implican dominio de la emisión dura. Valores elevados de HR pueden revelar la presencia de oscurecimiento, debido a la absorción fotoeléctrica de los rayos X blandos.

2.4.1. Líneas de emisión ópticas y diagrama BPT

Uno de los rasgos distintivos que presentan los espectros ópticos de AGNs es la presencia (en general) de fuertes líneas de emisión. Y dado que éstas líneas están relacionadas con la emisión producida en diferentes partes de los AGNs (BLR y NLR), un estudio de las propiedades de estas líneas nos da una información directa de estas regiones.

Existen varias relaciones importantes que se pueden utilizar para determinar si la fuente de ionización de la NLR es un AGN o no. En este trabajo nos vamos a centrar en una relación encontrada por [Baldwin et al. \(1981\)](#) a partir de los cocientes entre los flujos de varias líneas presentes habitualmente en los espectros ópticos: $[\text{OIII}]\lambda 5007$, $[\text{NII}]\lambda 6584$, $\text{H}\alpha\lambda 6563$ y $\text{H}\beta\lambda 4861$, donde los corchetes indican que se trata de líneas prohibidas.

Así, realizando un diagrama en el que se representan los cocientes $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta\lambda 4861$ frente a $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha\lambda 6563$ (y que en honor a los autores del mencionado artículo recibe el nombre de Diagrama Baldwin-Phillips-Terlevich, o abreviadamente *diagrama BPT*) se observa cómo se establece una clara diferencia entre los AGNs (y dentro de éstos los Sy. de los LINERs) y las SFs, con formación estelar. Así, estas últimas regiones presentan siempre unos cocientes mucho más reducidos, existiendo una curva que consigue dividir ambas zonas con cierta precisión, como se puede observar en la Figura 2.4. Aunque hay distintas versiones de esta curva, una de los más utilizadas es la de [Kauffmann et al. \(2003\)](#)

$$\log [\text{OIII}]/\text{H}\beta = \frac{0.61}{\log [\text{NII}]/\text{H}\alpha - 0.05} + 1.3 \quad (2.5)$$

Este diagrama tiene una gran importancia debido precisamente a que permite diferenciar rápidamente galaxias con formación estelar (SF) frente a AGNs.

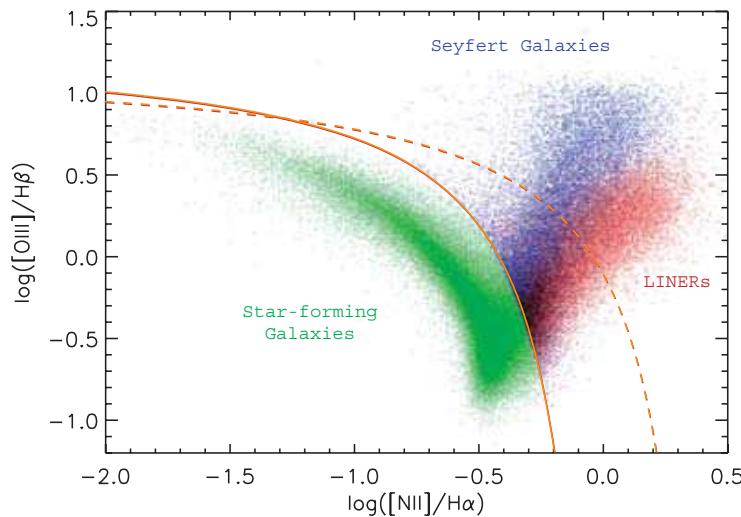


Figura 2.4. Diagrama BPT (Baldwin-Phillips-Terlevich) en el que se muestran los cocientes entre los flujos de las líneas $[\text{OIII}]\lambda 5007 / \text{H}\beta\lambda 4861$ frente a $[\text{NII}]\lambda 6584 / \text{H}\alpha\lambda 6563$. En verde se han representado galaxias con formación estelar; en azul Sy. 2 y en rojo LINERs. Se observa cómo se obtiene una distinción empírica entre ambos tipos, que permite diferenciarlas a través de la curva continua, ecuación (2.5). La línea punteada representa un límite teórico a los valores producidos por SFs, y las galaxias presentes entre ambas curvas se suelen denominar *composites*, con alta probabilidad de tener tanto un AGN como SF. Imagen extraída de (B A Groves and Kauffmann, 2006).

Por otro lado, y recordando que uno de los rasgos que diferencian los distintos tipos de AGNs son las anchuras de las líneas de emisión observadas en el espectro óptico, la clasificación de éstos se puede realizar atendiendo a la anchura a media altura (*Full Width at Half Maximum*, FWHM) que presenta una de las líneas que está presente prácticamente siempre: $\text{H}\beta$. Así, líneas con anchuras $\lesssim 400 \text{ km s}^{-1}$ se consideran líneas estrechas, de tal forma que se deduce la observación de una Sey. 2. En cambio, la presencia de líneas anchas ($\text{FWHM} \gtrsim 1000 \text{ km s}^{-1}$) denota la presencia de una Sey. 1 o QSO. Velocidades intermedias (de entre $\sim 400 - 1000 \text{ km s}^{-1}$) suelen revelar la presencia de un tipo intermedio de AGN, que se denomina *Narrow Line Seyfert 1* (NLS1), ya que no presentan líneas anchas pero tampoco son líneas estrechas como para clasificarlo como una Sey 2.

CAPÍTULO 3

Observaciones y método de trabajo

3.1. Cartografiados astronómicos utilizados

Una de las características de la astrofísica (y la cosmología) frente a otras ramas de la física es que en ésta no se trabaja con sistemas físicos que pueden manipularse, simplificarse o en los que se puede fijar unas condiciones adecuadas para facilitar los fenómenos en estudio, sino que aquí hay que estudiar sistemas muy distantes (ya sean estrellas, galaxias,...) con los que no se puede interaccionar. Únicamente podemos estudiar los efectos que nos llegan de ellos, lo que observamos. Esto hace que sea más complicado la distinción de los diferentes fenómenos que allí tienen lugar, pues siempre observaremos todos mezclados.

Por ello, una de las formas que resultan más eficaces de cara a analizar lo que ocurre en estos sistemas (en las galaxias, por ejemplo) es realizar estudios estadísticos, en los que en lugar de trabajar aisladamente con cada galaxia, se intenta estudiar lo que ocurre colectivamente en un gran número de ellas. Así los fenómenos particulares de cada una de ellas quedan atenuados y únicamente emergen las propiedades comunes a todas ellas. En concreto, en este trabajo se han utilizado principalmente dos catálogos de fuentes extragalácticas, uno con observaciones de espectros de galaxias cercanas en la región óptica del espectro ($4000 - 7500 \text{ \AA}$), el 6-degree Field Galaxy Survey (6dFGS), y otra con las observaciones efectuadas en la región de los rayos X ($0.2 - 12 \text{ keV}$, es decir, $1 - 50 \text{ \AA}$) por el telescopio espacial XMM-Newton (X-ray Multi-Mirror Mission, construido y operado por la ESA, *European Space Agency*). Utilizamos la última versión de su catálogo, el XMM-Newton Serendipitous Source Catalogue (2XMMi).

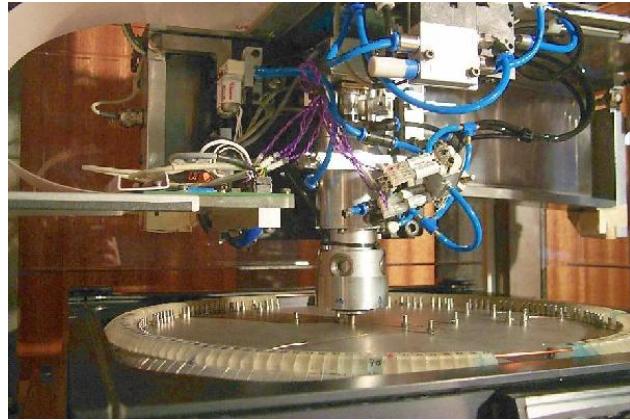
3.1.1. 6dFGS: Six-Degree Field Galaxy Survey

El 6dF Galaxy Survey (6dFGS) es un proyecto (Jones et al., 2004) iniciado en 2001 y finalizado en 2006 para medir las distancias y velocidades de más de 100.000 galaxias, obteniendo a su vez las masas y movimientos de éstas, consiguiendo un mapa de una buena parte de nuestro Universo cercano (hasta $z \sim 0.15$), aunque únicamente del hemisferio sur. Estas observaciones se realizaron a través del UK Schmidt Telescope (UKST), telescopio de 1.2 m operativo desde 1973 y situado en el Observatorio Anglo-Australiano (AAO), en Australia. Los datos de dicho cartografiado están disponibles públicamente en <http://www-wfau.roe.ac.uk/6dFGS/>.

Para realizar este cartografiado (survey), se empleó el instrumento *6-Degree Field*, que es un espectroscopio multi-objeto que permite tomar 150 espectros simultáneos a través de sus 150 fibras ópticas, abarcando un campo de 5.7° en conjunto. Cada fibra obtiene la luz de un área de 6.7 arcsec de ancho, por lo que para nuestros intereses se



Imagen del UK Schmidt Telescope.



Detalle del espectrómetro 6-Degree Field.

abarca toda la región nuclear de la galaxia más una importante parte de la emisión de la galaxia anfitriona. En su tercera y final versión, 6dFGS DR3 publicada en 2009, se cuenta con un catálogo de 125.000 galaxias, abarcando un área observada de $\sim 17.000 \text{ deg}^2$, convirtiéndose así en uno de los catálogos de galaxias más completos que hay del hemisferio sur.

3.1.2. 2XMMi: XMM-Newton



Telescopio Espacial XMM-Newton. Cortesía de ESA.

Como ya se ha mencionado, y en contraste con la astronomía óptica, la observación en la región de los rayos X presenta una historia mucho más joven, y claramente ligada al desarrollo de la astronomía en el espacio. Es por esto que el observatorio espacial europeo XMM-Newton, el mayor satélite científico construido en Europa, ha traído un increíble aumento en la comprensión del Universo a altas energías.

Ya que la idea es observar el cielo en rayos X, no se puede pensar en la imagen típica de un telescopio óptico, con un espejo que a través de una reflexión “normal” focalice la imagen al detector, puesto que los rayos X no se reflejarían sino que atravesarían el espejo. En su lugar se construyen unos espejos tangentes a la dirección de incidencia de los rayos X, de tal forma que se maximiza la reflectividad de éstos haciendo que el ángulo

de incidencia y reflexión sean pequeños. Así, se va focalizando el haz de rayos X hacia el plano focal, donde se sitúa el detector.

Pero esto trae consigo varios problemas, uno de ellos es que al colocar los espejos de esta forma la superficie efectiva que recoge realmente luz es muy pequeña, con la necesidad de hacer unos espejos extremadamente largos, tanto para aumentar el área colectora como para conseguir focalizar la luz incidente. Y para conseguir aumentar el área colectora, se "anidan" los espejos disponiendo muchas láminas concéntricas, de forma que cada una de ellas focaliza parte del haz incidente. Este sistema se puede ver en la Figura 3.1.

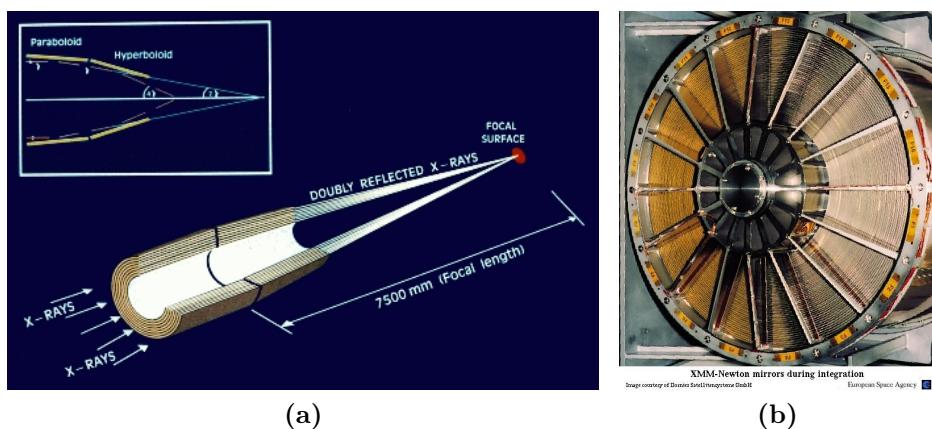


Figura 3.1. En (a) se puede ver un esquema de cómo funciona un telescopio de rayos X, en donde el mayor cambio respecto a un telescopio óptico se produce en la colocación de los espejos. En (b) se observa una imagen de la parte frontal de los espejos de XMM-Newton. Se distingue el gran número de láminas existentes (58), entre las cuales pasan los rayos X. Cortesía de ESA

Y aquí es donde se produce la principal diferencia entre este telescopio y otros como Chandra X-Ray Observatory. En este montaje es necesario sopesar dos aspectos que a grandes rasgos son: construir unas láminas más gruesas y rígidas, dándonos una mayor resolución, o construirlas más delgadas, obteniendo una resolución inferior, pero a cambio permiten la inclusión de un mayor número de láminas en el mismo espacio, permitiendo que hayan más rayos captados, es decir una mayor superficie colectora.

Para XMM-Newton se eligió esta segunda vía, llegando a presentar unas 58 láminas delgadas (con menos de 1 mm de grosor), fabricadas de Níquel y con una capa reflectante de Oro. Para nuestro estudio de galaxias cercanas la resolución angular, o calidad de imagen no es fundamental; pero sí lo es el obtener el mayor número de fotones, motivo por el cual hemos utilizado datos de XMM-Newton.

Como detalles técnicos¹, es significativo mencionar que este satélite tiene unos 10 metros de largo, pesa casi 4 toneladas, el área colectora de los 3 telescopios coalineados es en total de 0.43 m^2 y presenta una resolución de $\sim 12 - 15 \text{ arcsec}^2$, observando en la

¹Para más información acerca del telescopio y la misión, ver <http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=23>

²En astronomía de rayos X se suele utilizar la *Half Energy Width* (HEW) para caracterizar la calidad de imagen. Esta considera el diámetro que incluye la mitad de la luz en una imagen de un punto.

región de rayos X desde $0.2 - 12.0$ keV. La misión comenzó en 1999, y tras una extensión aún se encuentra operativo, continuando hasta 2014 por lo menos. Sus instrumentos son:

- ★ **EPIC** (tres *European Photon Imaging Cameras*). Las cámaras principales, obteniendo una imagen en rayos X del cielo con un campo de 30 arcmin y una resolución de ~ 15 arcsec. Una de ellas utiliza un tipo de CCD (PN) diferente a las otras dos (MOS), presentando una mayor sensibilidad y eficiencia, por lo que únicamente se utilizarán los datos relativos a esta cámara. Registran también tanto el tiempo de llegada de cada fotón como su energía, por lo que los espectros utilizados en este trabajo están extraídos de estos datos.
- ★ **RGS** (dos *Reflection Grating Spectrometers*). Son los espectrómetros con los que se consiguen los espectros de alta resolución en rayos X para las fuentes detectadas, en el rango de $0.33 - 2.5$ keV.
- ★ **OM** (*Optical Monitor*). Acompañando a las observaciones en rayos X, el XMM-Newton presenta un pequeño telescopio óptico con el que poder realizar observaciones simultáneas (de las mismas fuentes que se están observando en rayos X) en el rango óptico y ultravioleta.

XMM-Newton ha generado un catálogo de detecciones de fuentes de rayos X que en su versión más reciente, el 2XMMi-DR3, con observaciones desde el 2000 hasta el 2009, contempla más de 350.000 detecciones, pertenecientes a más de 260.000 fuentes únicas, cubriendo un área del cielo ~ 500 deg 2 , de las cuales la gran mayoría (todas salvo 30.000) pertenecen a fuentes puntuales.

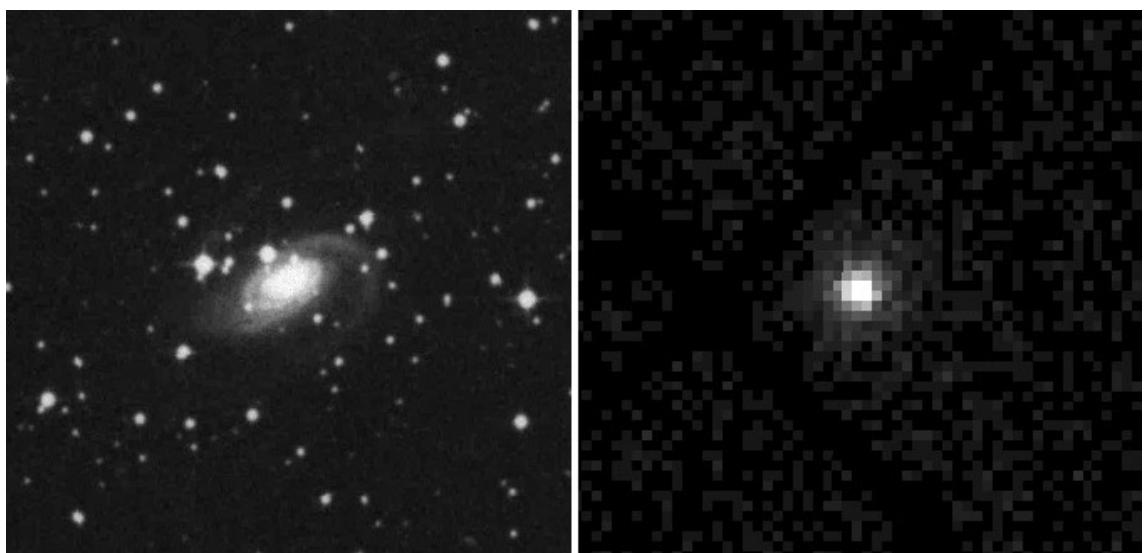


Figura 3.2. Observación de la misma región del cielo (en torno a la galaxia AM 1211-465) en la banda azul del espectro óptico a través del UKST (izquierda) y en rayos X a través del XMM-Newton (derecha). Vemos cómo la imagen obtenida difiere en función de en qué región del espectro se observe.

3.2. Metodología y construcción de la muestra

3.2.1. Construcción de la muestra

Como se ha mencionado en el resumen, en este trabajo se ha llevado a cabo un estudio de galaxias cercanas, para lo cual se han cruzado los datos existentes de galaxias cercanas observadas en el rango óptico a través del 6dFGS con las observaciones en rayos X efectuadas por XMM-Newton.

Por ello, el punto de partida fue obtener las fuentes que se encontraban en ambos catálogos, para lo cual se partió de las observaciones de 6dFGS y utilizando la herramienta proporcionada por el XMM-Newton Survey Science Centre (SSC), FLIX¹, se determinó si en las posiciones en las que en 6dFGS existía una galaxia había en 2XMMi una detección, ésta no existía o XMM no había observado en dicha zona. Para ello se dejó una tolerancia inicial para dichas coincidencias de hasta 30 arcsec (es decir, se consideraba que había una correspondencia si entre ambas detecciones existía una distancia menor de 30 arcsec). Con ello se obtuvieron inicialmente 627 fuentes detectadas por 2XMMi correspondientes a observaciones del 6dFGS. Un ejemplo de estas fuentes se tiene en la Figura 3.3.

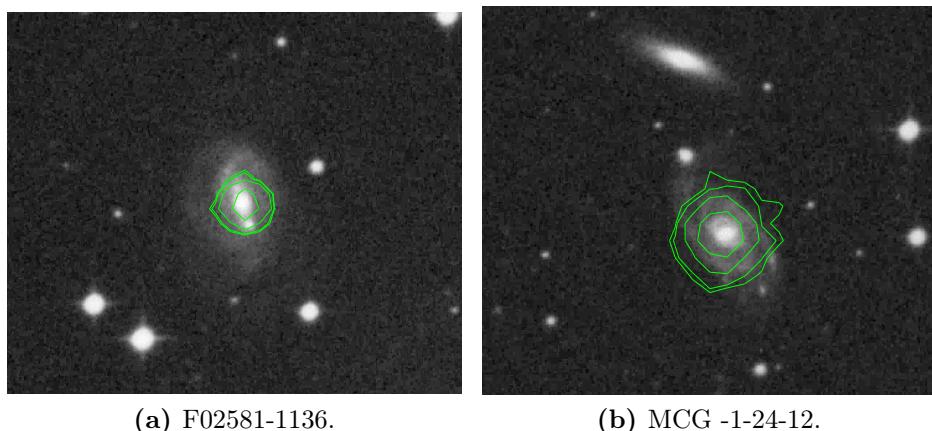


Figura 3.3. Algunas galaxias de nuestra muestra, en donde se han superpuesto curvas de nivel pertenecientes a la emisión en rayos X sobre la imagen óptica de la galaxia. Se observa cómo en general el flujo de rayos X obtenido cubre toda la galaxia óptica, debido a la baja resolución de XMM-Newton.

Distribución esperada

Sin embargo, en este punto era necesario analizar la estadística de estas correspondencias. En principio, con lo anterior se ha obtenido un listado de las fuentes que se encuentran en una posición similar en ambos catálogos, pero esto no asegura que efectivamente pertenezcan ambas a la misma fuente, sino que habría cabida para fuentes espurias que físicamente no tienen ninguna relación con las galaxias presentes en el 6dFGS.

Un mecanismo efectivo para discriminar dichas fuentes es tener en cuenta las separaciones entre las posiciones de las fuentes en ambos catálogos con sus respectivos errores.

¹El servicio FLIX determina para una posición dada límites superiores para los flujos en rayos X efectuados por XMM-Newton, encontrándose disponible en <http://www.ledas.ac.uk/flix/flix.html>.

Esto puede cuantificarse a través de una variable adimensional de la forma $x = \frac{\Delta r}{\sigma}$, donde Δr es la separación de la posición de la fuente entre los dos catálogos y σ es el error estadístico en la posición de ésta (que es una suma cuadrática de las desviaciones típicas en ambos catálogos). Con ello, se espera (Watson et al., 2009, pág. 358) que el número de fuentes para un x dado tenga la forma de una distribución de Rayleigh, $N(x)dx \propto xe^{-x^2/2}dx$.

Esto permite comparar la distribución obtenida en nuestra muestra con la esperada (Figura 3.4). Observando a partir de qué valor de x el número de fuentes obtenido es mayor del esperado, nos da un valor óptimo en el que cortar las correspondencias puesto que éstas tendrán una alta probabilidad de ser asociaciones espurias. En nuestro caso, este corte se realizó para $x = 2.5$, puesto que en torno a dicho valor se obtenía la separación respecto a los valores esperados, consiguiendo una muestra de 440 correspondencias, y una distribución como la de la Figura 3.5.

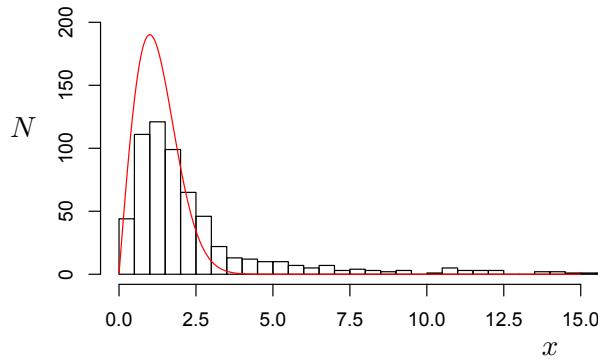


Figura 3.4. Representación del número de galaxias N obtenido en la muestra inicial para cada valor de $x = \frac{\Delta r}{\sigma}$, donde Δr es la separación entre las posiciones dadas por ambos surveys y σ el error total de dicha separación. La curva roja es la distribución esperada según la distribución de Rayleigh: $N(x) \propto xe^{-x^2/2}dx$.

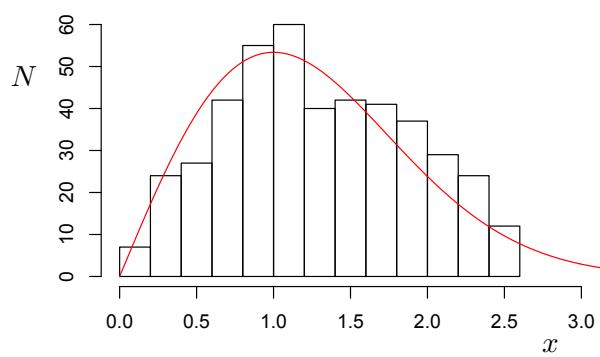


Figura 3.5. Análogo a la Figura 3.4 pero en esta ocasión se muestra la distribución de las galaxias una vez eliminadas las que presentaban $x > 2.5$.

Fuentes puntuales

Por otro lado, se ha mencionado en §2 que los AGNs se observan como fuentes puntuales debido a su distancia y su tamaño extremadamente pequeño. Por ello, de las fuentes detectadas con 2XMMi únicamente nos quedamos con aquellas que son debidas a una fuente puntual (nuestro interés se centra en los AGNs). Este dato es facilitado directamente por el catálogo. Así, las 440 correspondencias que se tenían se redujeron a 368. Es decir, $\sim 17\%$ de nuestras detecciones iniciales se correspondían con fuentes extensas, un porcentaje ligeramente superior al exhibido para todo el cartografiado 2XMMi ($\sim 11\%$) pero que no presenta ninguna desviación significativa. Es probable que en estas fuentes extensas en rayos X se encuentren grupos y cúmulos de galaxias alrededor de las observadas por el 6dFGS.

Errores en los flujos de rayos X y distancias

A continuación analizaremos otra cantidad fundamental en nuestra muestra de rayos X: el flujo que presentaban dichas fuentes. En un gran número de éstas se tenían unas mediciones con un error demasiado elevado como para poder utilizar éste con cierta fiabilidad. En concreto, en $\sim 1/3$ de las fuentes el error relativo en el flujo era mayor de un 100 % incluso, así que se escogió abandonar las muestras que presentaban un error demasiado elevado, mayor de un $\sim 20\%$. Esto condujo a quedarnos únicamente con 92 fuentes, pero nos aseguraba trabajar con unos valores del flujo en rayos X razonablemente precisos.

Y por último, fue necesario eliminar algunas de estas fuentes debido a que presentaban un z demasiado alto, lo cual conducía a que parte de las líneas de emisión estudiadas aquí no fueran visibles en los espectros ópticos, con lo que finalmente nuestra muestra se quedó en **83 fuentes**, que son las que se analizaron en profundidad.

Así, una vez fijada la muestra con la que se va a trabajar se hace necesario conocer qué magnitudes van a ser útiles en el análisis posterior, ya que esto es lo que define la mayor parte del trabajo realizado. Y para ello se puede hacer una distinción fundamental: los datos pertenecientes al rango óptico (obtenidos a partir de 6dFGS) y los pertenecientes a los rayos X (2XMMi).

3.2.2. Propiedades ópticas

Para el caso de los datos ópticos, se contaba con los siguientes datos observacionales: posiciones en el cielo, espectros ópticos, redshift de cada galaxia, nombre del objeto (cómo era conocido en catálogos importantes) y las magnitudes en distintas bandas (R, B) obtenidas a través del SuperCOSMOS Sky Survey¹, así como imágenes en dichos filtros, aunque en ambas propiedades únicamente se utilizaron los datos pertenecientes al filtro R.

A partir de las magnitudes se pudo obtener el flujo de la fuente en cada banda, usando las conversiones presentes en Zombeck (1990, pág. 100), y dado que conocíamos su distancia a través del redshift, se pudo obtener su luminosidad absoluta por medio de las ecuaciones (1.2) y (1.3).

Espectros ópticos

Además de esto, se contaba con los espectros tomados por el 6dFGS, que abarcan un rango espectral de $4.000 - 7.500 \text{ \AA}$ (es decir, la región óptica). Es importante remarcar que estos espectros no están calibrados en flujo: únicamente dan las cuentas obtenidas durante la observación en cada longitud de onda.

Este hecho, y dado que la calibración de estos espectros no es trivial, siendo preciso para ello la realización de nuevas observaciones astronómicas, hizo que estuviéramos obligados a trabajar con espectros sin calibrar en flujo. Esto nos limita a únicamente poder

¹El SuperCOSMOS Sky Survey es un programa de digitalización sistemática de placas pertenecientes a observaciones efectuadas por diferentes observatorios, como el UK Schmidt telescope (UKST), el ESO Schmidt, y el Palomar Schmidt. Se encuentra disponible en <http://www-wfau.roe.ac.uk/sss/>.

usar cocientes entre líneas próximas, sin poder obtener luminosidades de estas líneas por ejemplo. Esto es debido a que la respuesta de los detectores no será constante a lo largo de todo el rango medido ($4.000\text{-}7.500 \text{ \AA}$), como tampoco lo es la transparencia del cielo.

Teniendo esto en mente, se pudieron obtener los cocientes entre las líneas cercanas [OIII] $\lambda 5007 \text{ \AA}$ y $H\beta \lambda 4861$, y entre [NII] $\lambda 6584$ y $H\alpha \lambda 6563$, lo cual nos permitía obtener diagramas BPT (recordar §2.4.1). Afortunadamente el diagrama BPT permite una clasificación entre los sistemas que cuentan con un AGN y los que no. Estos cocientes no se verán influenciados de una forma apreciable por los espectros sin calibrar debido a que involucran líneas que se encuentran muy próximas (4861 y 5007 \AA , 6584 y 6563 \AA), lo cual hace que la respuesta del detector y la transparencia del cielo para ambas líneas sea esencialmente la misma, por lo que aunque en términos absolutos hace que no se puedan conocer los flujos de éstas, sus cocientes serán correctos (puesto que ambos guardan la misma proporción entre flujo y número de cuentas).

Para medir estas líneas se usó el programa QDP (*Quick and Dandy Plotter*), proporcionado dentro del paquete FTOOLS del HEASARC (*High Energy Astrophysics Science Archive Research Center*) de la NASA, con el cual se puede representar gráficamente los espectros y ajustar diferentes modelos sobre éstos o a una región de éstos. En general se aplicó una recta para modelar el continuo en el entorno de cada línea a la que se añadían componentes gaussianas que ajustaban a las líneas. QDP permite extraer la contribución de cada línea, e incluso las componentes anchas y estrechas de cada una de ellas cuando las hubiera, obteniendo su flujo en cuentas. El modelo aplicado dependía obviamente de lo que se encontraba en cada línea, dependiendo fuertemente de qué forma se observaba, cuántas líneas estaban presentes y con qué anchuras.

También se utilizó el paquete splot del programa iraf para obtener anchuras equivalentes de algunas líneas observadas, concretamente $H\beta$, $H\delta$ y $H\gamma$. Un ejemplo de estos espectros se puede ver en la Figura 3.6.

Imágenes ópticas: cálculo de la PSF

Por último, la información en el rango óptico se completaba con las imágenes de las galaxias. Aunque éstas tuvieron un papel menos relevante durante la mayor parte del trabajo, finalmente se utilizaron para poder testear si realmente en el rango óptico se observaba o no el AGN. Para ello, se aplicó lo que se ha visto en §1.1.3 sobre los perfiles de brillo superficial que presenta una galaxia típica, y que un AGN es una fuente puntual. De esta forma, y utilizando el software Galfit, se pudo ajustar a cada imagen diferentes perfiles de brillo, de tal forma que se pudo descomponer cada fuente en varias componentes y observar si realmente se observaba o no una componente puntual en el centro de la galaxia, que sería la correspondiente al AGN.

Para ello hubo que realizar varios pasos. Primero, y puesto que las imágenes están tomadas con un telescopio terrestre (el UKST), éstas estaban afectadas por la turbulencia atmosférica, haciendo que un objeto puntual (una estrella o el AGN) no se vea puntual en la imagen, sino que se presenta como un objeto extenso, resultado del promedio de las diferentes aberraciones que introduce la atmósfera en cada instante, formando así la llamada PSF (*Point Spread Function*). Así que el primer objetivo necesario es reducir lo máximo posible este efecto y tenerlo en cuenta en los perfiles aplicados, ya que en las imágenes reales una fuente que tuviese un perfil exponencial, ya no se verá exponencial,

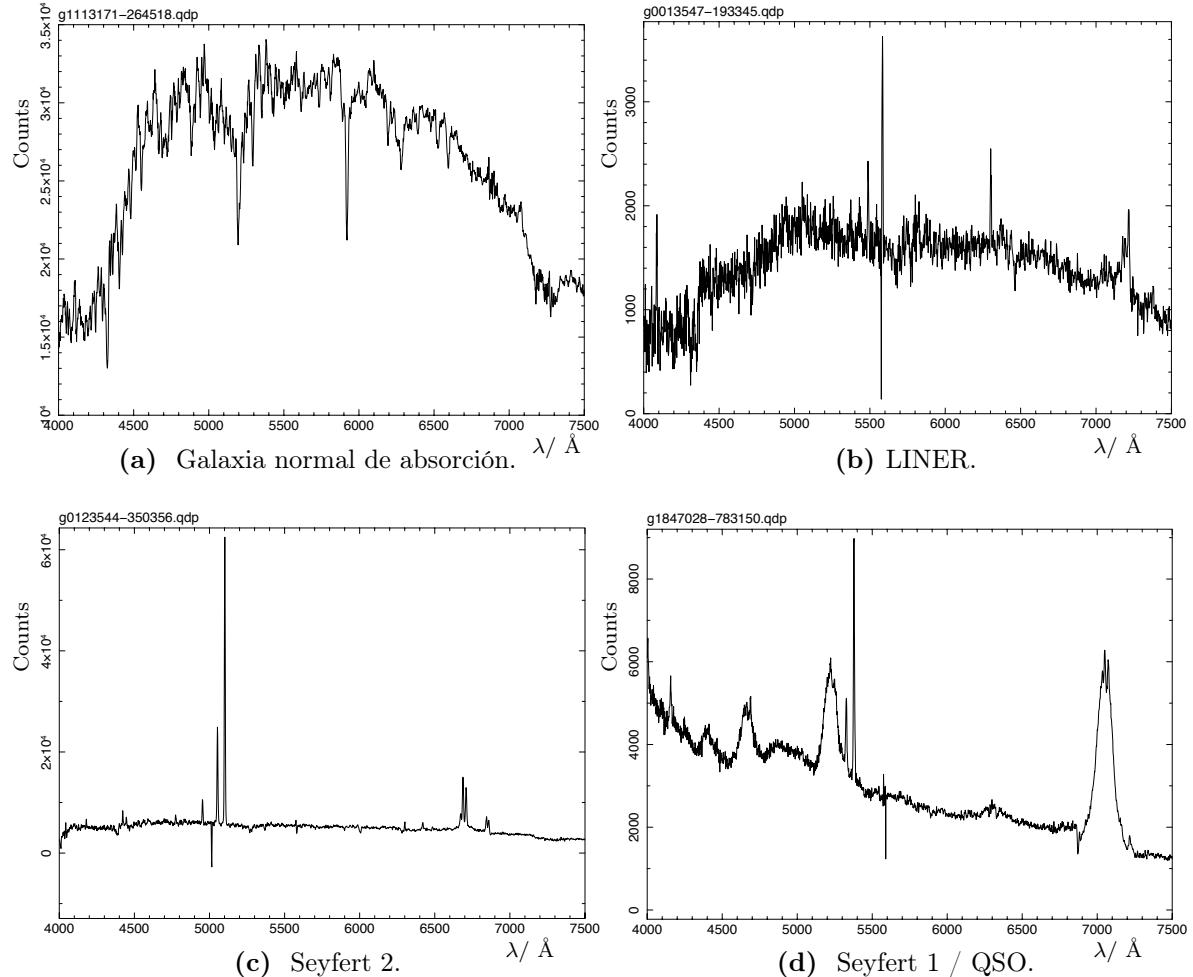


Figura 3.6. Ejemplo de algunos espectros ópticos ($4000 - 7500 \text{ \AA}$) de las fuentes consideradas. En (a) se observa un espectro de absorción de una galaxia normal; en (b) se observan líneas típicas de un LINER; en (c) se tiene claramente un Sey 2, con líneas de emisión estrechas intensas propias de un AGN; y en (d) se tiene un Sey. 1/QSO debido al perfil del continuo y las anchuras de las líneas observadas.

sino que el resultado será una convolución de dicha exponencial con la PSF.

Esto en realidad se reducía a calcular la PSF que presentaba cada imagen, ya que una vez conocida, **Galfit** podía utilizarla automáticamente para convolucionar los diferentes perfiles y ajustar el resultado en la imagen. Y para ello, se trabajó con los paquetes de **daophot** de **Iraf**, que permitían seleccionar un número suficiente de estrellas, obtener de éstas una PSF promedio y guardar dicho resultado. Esta sería la PSF aplicada a los ajustes de perfiles de brillo superficial para la galaxia de dicha imagen. Dado el campo de las imágenes y las estrellas presentes en ellas, se utilizó un número de entre 5 y 10 estrellas para realizar el cálculo de la PSF.

Imágenes ópticas: ajuste de perfiles

Una vez obtenida ésta para cada imagen, se comenzó por aplicar un único perfil de Sérsic a las galaxias, dejando el índice n (recordar ec. (1.4)) a ajustar. Con ello, se pudo determinar a qué tipo de perfil ajustaba cada galaxia, observando si ésta tiende a un perfil de de Vaucouleurs o exponencial, lo cual da una idea de si se trata de una galaxia espiral o

una elíptica. Esto decidirá el siguiente paso, puesto que una galaxia espiral presenta un perfil exponencial en el disco pero un perfil tipo de de Vaucouleurs para el bulbo, el cual hay que introducir también. Una vez ajustados ambos perfiles para la galaxia, queda por ver si existe una componente puntual en el centro, que daría cuenta del AGN. Para ello se ha optado por aplicar un perfil gaussiano, el cual para una fuente puntual tendería a un radio cercano a cero, o como mucho del orden de la anchura de la PSF.

Ahora bien, en este punto cabía preguntarse hasta qué punto la introducción de esta última componente tiene sentido físico o únicamente ajusta mejor a la imagen por el mero hecho de añadir más grados de libertad al ajuste. Para decidir si la inclusión o no del núcleo mejora el ajuste hemos usado el algoritmo conocido como *F-test*, que utiliza dos magnitudes fundamentales en un ajuste: el número de grados de libertad de éste y el valor de χ^2 .

Lo primero es el número de datos independientes menos el de parámetros ajustados. Lo segundo es una cantidad que da cuenta de cuánto se alejan los datos del ajuste obtenido, y está definida como

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \left[\frac{y_i^{\text{obs}} - y_i^{\text{teo}}}{\sigma_i} \right]^2 \quad (3.1)$$

donde N es el número de datos, y_i^{obs} es el valor observado para la magnitud i , y_i^{teo} es el valor teórico dado por el modelo y σ_i es la desviación estándar del valor de y_i^{obs} .

En principio puede parecer que un modelo con un χ^2 menor se ajusta mejor a los datos observacionales, y aunque estrictamente hablando esto es así, realmente no implica que sea un modelo *mejor*, entendiendo como tal uno que represente de una forma más *probable* lo que físicamente está sucediendo. Esto es así porque siempre se tendrá que para un número suficientemente grande de parámetros, el ajuste describirá perfectamente cualquier conjunto de datos, pero esto será a base de introducir contribuciones que carecerán de un sentido físico. Y aquí es donde interviene el *F-test*. Este algoritmo permite saber, dado un ajuste que consideramos válido con N_1 , χ_1^2 y otro modelo candidato distinto con N_2 , χ_2^2 , qué probabilidad tiene este segundo de ser estadísticamente significativo, y por tanto de tener una relevancia física real. En este trabajo se han considerado los modelos que presentaban una probabilidad mayor a un 95 % (es decir, aproximadamente un margen de confianza de 2σ).

3.2.3. Propiedades de rayos X

En el caso de los datos de rayos X, se ha contado con todos los parámetros observacionales medidos por XMM-Newton, imágenes de las fuentes y sus correspondientes espectros en la mayor parte de ellas. En todo momento se utilizaron únicamente los datos correspondientes a la cámara PN del XMM-Newton, debido a la mayor sensibilidad que presenta y para uniformidad de todos los datos utilizados.

Entre las magnitudes a destacar se encuentran los flujos en varias bandas (en donde aquí, salvo donde se indique lo contrario, se ha trabajado con el flujo medio total integrado, el llamado **SC_EP_8_FLUX** dentro del 2XMMi, que abarca todo el rango de 0.2 – 12.0 keV). Con estos flujos, y dado que se conocía la distancia a las fuentes (por medio de z), se pudo determinar su luminosidad L_X en dicha banda. A su vez, como se tenían las cuentas

separadas en las bandas que mide el XMM-Newton, se pudo calcular también los valores de $HR2$, ecuación (2.4), para cada fuente.

Espectros de rayos X

En cuanto a los espectros, obtenidos a partir del XSA (*XMM-Newton Science Archive*), se pudo ajustar a éstos diferentes componentes típicas de AGNs. Para esto se trabajó con la herramienta **Xspec** (*X-Ray Spectral Fitting Package*) facilitada por HEASARC y enfocada para trabajar con espectros de rayos X (Arnaud, 1996).

Para empezar se necesitaba conocer la columna de Hidrógeno, N_H , que existe entre la fuente y nosotros, ya que ésta nos da una idea de cuánta absorción ha sufrido la luz emitida por la fuente. En este caso se puede hablar de dos columnas de Hidrógeno. Por una parte tendríamos la absorción que ha producido el gas de nuestra Galaxia, debido a que en cualquier dirección hay que atravesar una columna N_H hasta salir de la Galaxia (entrar, para el caso de la luz proveniente de otras galaxias). Sin embargo, estos valores para cualquier dirección están bien determinados y tabulados en bibliografía. Aquí usamos la aplicación **nh** del paquete **FTOOLS** ya mencionado con anterioridad para obtenerlas para cada fuente.

La otra columna de H interesante es la que sufre la luz al atravesar el gas de la propia galaxia donde se encuentra el AGN. Esta columna es desconocida obviamente, por lo que es uno de los parámetros libres en nuestros ajustes, pero indispensable de considerar debido a que en varios casos esta absorción es crucial (AGNs oscurecidos por ejemplo, donde prácticamente la totalidad de dicha columna se debe al toro existente en torno al SMBH).

A continuación se fue realizando el ajuste del espectro para cada fuente, para lo cual inicialmente se consideraba únicamente una componente de ley de potencias, a la cual en caso de no dar una buena descripción del espectro se añadían otras componentes: absorción de la galaxia anfitriona, una absorción parcial de la ley de potencias o una contribución debida a una posible emisión de formación estelar de la galaxia, lo cual se modelaba mediante una componente **mekal** (emisión de un plasma transparente a su propia radiación) del **Xspec**, y que observacionalmente se distingue como un exceso de emisión de rayos X en la región entre 0.5 – 1.0 keV. En algunos espectros también se observaba la línea de emisión de Fe K α , por lo que se hacía un ajuste a ésta con una componente **laor** (perfil de emisión de una línea emitida por material orbitando alrededor de un agujero negro en rotación). Aquí, al igual que se realizó con los perfiles del **Galfit**, se tuvo en cuenta los valores reportados por el F-test en cuanto al χ^2 para considerar si una contribución al modelo era factible de ser considerada o no.

Con estos datos, además de obtener qué componentes existían en la emisión de rayos X de cada fuente, nos permitió tener unas medidas más precisas de la luminosidad (en rayos X) real de cada fuente. A partir de estos ajustes pudimos establecer la absorción que se ha producido en dicho espectro, por lo que eliminando esta contribución se tenía una medida más realista de la luminosidad total emitida por la fuente. Además de poner ésta en el rango 0.2 – 10.0 keV y separar qué contribución se debe a formación estelar (que sería la contribución **mekal** del espectro) o cuál se debe a emisión por parte del AGN. Un ejemplo de cómo eran estos espectros se puede ver en la Figura 3.7.

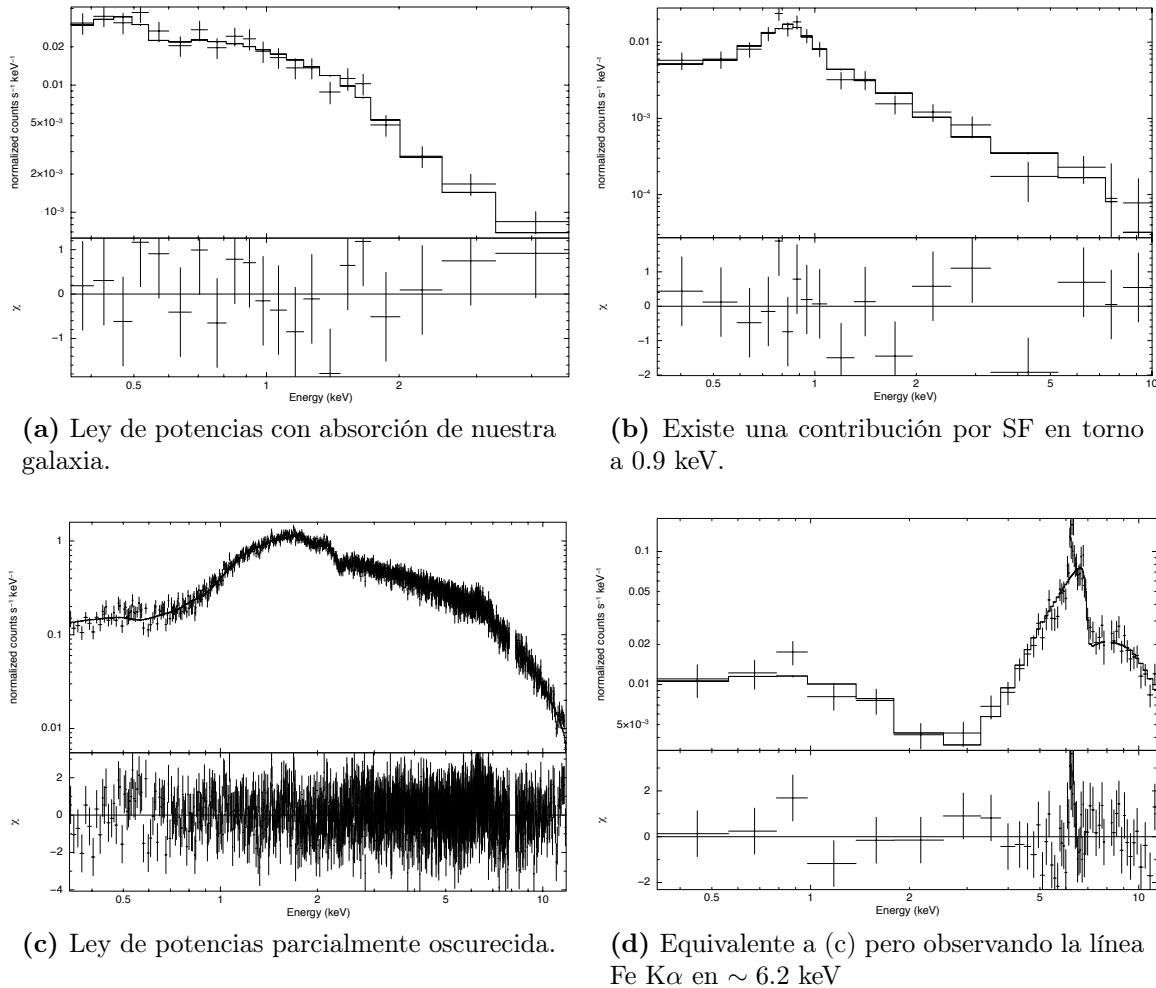


Figura 3.7. Representación de los espectros de rayos X pertenecientes a algunas de las fuentes consideradas y su correspondiente ajuste. La parte inferior de las gráficas representa el valor de $\Delta\chi^2$ (residuos) en cada punto, es decir, cuánto se separa el valor observado del ajuste.

3.2.4. Análisis de la muestra

Una vez obtenidos todos estos datos para todas las fuentes de nuestra muestra (o al menos para todas las que estaban disponibles en su caso), se pasó a caracterizar en profundidad dicha muestra, observando qué relaciones y similitudes presentaban las fuentes y si por las diferentes vías se obtenían conclusiones similares.

Para esto, la ruta a seguir fue empezar por ver qué ocurría en las galaxias con absorción (tipo A), donde obviamente no había ningún AGN intenso al menos. Se trata aquí de observar si por los valores involucrados, por ejemplo el X/O , se puede intuir o no la presencia de un AGN oculto.

Respecto a las galaxias espectroscópicamente calificadas como E+A o E, ahí ya podemos usar el diagrama de diagnóstico BPT para inferir o no la presencia de un AGN. Esto nos conducía a una división natural entre SF y AGN de nuestra muestra, por lo que se pasó a tratar ambos grupos de forma independiente aunque siguiendo los mismos pasos.

Primero se subdividió dichos grupos en función del cociente X/O que presentaban, separando $\log X/O < -1$ de $\log X/O > -1$. Y en cada grupo de éstos se analizó qué propiedades exhibían las diferentes fuentes, como la luminosidad en rayos X, $HR2$, si existía emisión de SF o no, Γ y la $FWHM$ de la línea $H\beta$. Con todas estas magnitudes, de encontrar que en un mismo subgrupo se tenían valores similares, se podía interpretar que todas las galaxias involucradas exhibían unos procesos similares, pudiendo describir y encontrar éstos (si se trataba de una galaxia SF, o existía un AGN obscurecido, o en cambio se estaba observando la BLR...).

CAPÍTULO 4

Resultados y análisis

4.1. Caracterización de la muestra

Como se ha visto en §3.2 nuestra muestra está compuesta por 83 galaxias seleccionadas por su emisión óptica pero que también emiten en rayos X. Las distancias a estas fuentes se representan en la Figura 4.1, donde podemos ver cómo la mayor se localizan en $z \leq 0.1$, y solo unas pocas (5) presentan un z ligeramente mayor que éste. A su vez, observando las magnitudes de las galaxias observadas (medidas en la banda R), que es lo que se muestra en la Figura 4.2, se ve como nuestra muestra presenta una magnitud promedio $m_R \sim 14$ barriendo un rango 10 – 17.

Fijándonos en los espectros ópticos de todas las fuentes, se pudo catalogar a 10 de ellas como galaxias de absorción (A), 47 de ellas como galaxias de emisión (E) y las 26 restantes eran E+A, es decir, presentaban líneas tanto de emisión como de absorción.

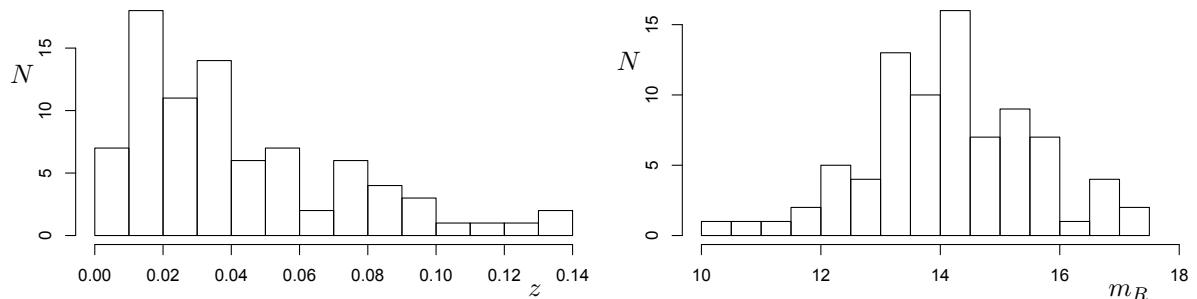


Figura 4.1. Histograma con las distancias de **Figura 4.2.** Histograma de la magnitud en la las galaxias medidas en función de su redshift, banda R, m_R , que presentan las galaxias con z . Casi la totalidad de la muestra se encuentra sideradas. Se observa cómo la muestra presenta a una distancia menor de $z \leq 0.1$, es decir una una magnitud promedio $m_R \sim 14$, aunque con un abanico de ± 4 magnitudes.

De todas estas galaxias se tenían medidas de los flujos en rayos X con una precisión razonable (recordar que se había cortado la muestra en las fuentes que aquí presentaban un error inferior a un 20 % respecto al valor absoluto), por lo que los cálculos de la luminosidad en rayos X y de la HR2 presentaban unos errores del mismo orden también. Así, para estas dos cantidades se obtuvieron unos valores como los representados en los histogramas de la Figura 4.3 y de la Figura 4.6, respectivamente. En lo relacionado con la luminosidad en rayos X, se observa como ésta se encuentra en el rango $10^{40} \leq L_X \leq 10^{44}$ erg s $^{-1}$, mientras que para la HR2 se observa que la mayor parte de las fuentes presentan un valor entre -0.6 y 0.2, aunque un número relevante de fuentes presentan valores fuera de este rango también (con $HR2 > 0$).

Además de esto, para todas las fuentes se dispone de una imagen óptica con el filtro

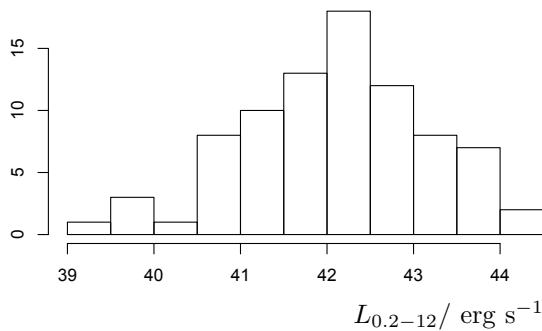


Figura 4.3. Histograma con la luminosidad en rayos X obtenida para cada fuente a partir del flujo recibido en la banda 2.0 – 12.0 keV y su distancia. Por lo tanto esta luminosidad es inferior a la emitida realmente por las fuentes como consecuencia de la absorción de la luz por el medio interestelar (de nuestra galaxia, de la galaxia anfitriona y del toro cuando corresponda).

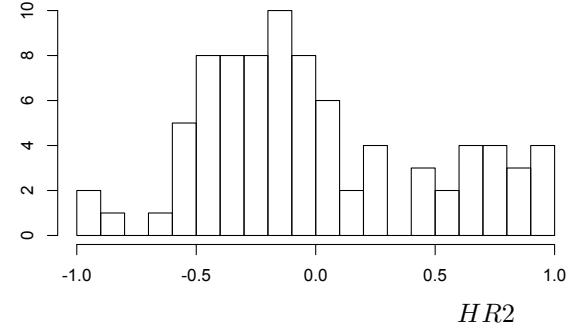


Figura 4.4. Histograma con los valores de $HR2$ obtenidas para todas las fuentes de la muestra. Se observa cómo existe una concentración en la región entre -0.5 y 0 (es decir, pequeña dominancia de los rayos X blandos o igual flujo de ambos), aunque también existen varias fuentes donde dominan la banda dura, señal de una gran absorción como consecuencia seguramente del toro alrededor del SMBH.

R y un espectro óptico, por lo que era posible colocar a todas en el diagrama BPT (salvo las galaxias de absorción debido a que estas líneas o estaban absorbidas o no eran apreciables frente al ruido en el espectro) y realizar un ajuste de perfiles de brillo superficial. Sin embargo, aunque todas estas fuentes estaban detectadas en rayos X, no todas ellas contaban con señal suficiente para extraer un espectro, algo que sucedía únicamente para 26 fuentes (es decir en 57 de ellas teníamos un espectro de rayos X).

Esto hizo, por una parte, que no se pudiera estimar una luminosidad sin absorción (luminosidad total emitida por la fuente, sin la absorción sufrida durante su viaje hasta nosotros) para todas las fuentes, por lo que esto únicamente se tiene para una parte de la muestra. Así, en la Figura 4.5 se observa la luminosidad obtenida para cada fuente, para todas aquellas para las cuales se tenía espectro, eliminada la absorción causada por el medio. Y en la Figura 4.6 se observa el cociente X/O resultante con estos datos.

4.2. Discriminando las fuentes por sus propiedades

4.2.1. Galaxias con líneas de absorción

En 10 de las 83 fuentes de la muestra se tenía un espectro óptico de absorción (A). Los datos más destacables de estas fuentes se muestran en la Tabla 4.1, en donde se observan varios rasgos interesantes: primero, ninguna de ellas presenta un flujo en rayos X mayor de $\sim 10^{42}$ erg s $^{-1}$, por lo que ninguna de ellas podría clasificarse unívocamente como un AGN. Además de esto, todas ellas presentan un dominio de la emisión óptica, ya que $X/O \ll 0.1$ para todas ellas. Y por las HR se observa cómo existe una dominancia de la emisión blanda en rayos X (se tienen valores negativos o prácticamente nulos).

Es decir, ninguna de estas fuentes presenta una luminosidad mayor de 10 42 erg s $^{-1}$ que claramente sea responsable de un AGN, además de estar dominada por la emisión

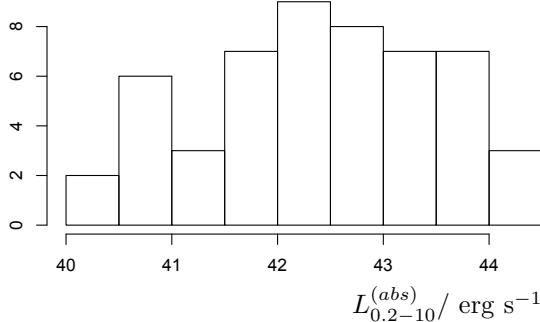


Figura 4.5. Histograma de la luminosidad en rayos X, $L_{0.2-10}^{(abs)}$, medida en la banda 0.2 – 10.0 keV en la que se ha eliminado la absorción producida por el medio interestelar de nuestra Galaxia y por el material absorbente de la propia galaxia para todas las fuentes en las que se tenía un espectro de rayos X (~ 70 % del total). Las fuentes con $\log L_{0.2-10}^{(abs)} > 42$ indican con total seguridad la presencia de un AGN.

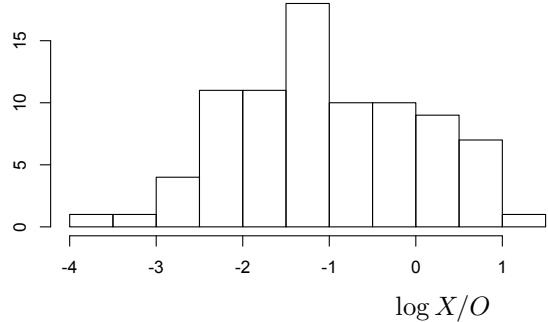


Figura 4.6. Histograma del cociente X/O entre $L_{0.2-10}^{(abs)}$ y L_R (i.e. luminosidad en la banda 0.2 – 10.0 keV corregida de absorción y luminosidad en la banda R). $\log X/O < -1$ indica una dominancia clara de la componente óptica, lo que indica que o bien se trata de una SB, o de un AGN débil (domina la galaxia). Valores con $\log X/O < -1$ normalmente indican la presencia de un AGN.

en rayos X blandos y ésta es claramente inferior a la emisión óptica. Por ello, se puede concluir que estas fuentes únicamente presentan emisión en rayos X como consecuencia de SF o de fuentes estelares, sin que haya indicios en los datos analizados de la presencia de un AGN.

Por ello, estas 10 fuentes no serán consideradas en los pasos siguientes, permaneciendo únicamente 73 fuentes que exhiben espectros ópticos de emisión o combinados con líneas de emisión y de absorción.

4.2.2. Galaxias SF según el diagrama BPT

Ya se ha mencionado que el diagrama BPT resulta ser un protocolo útil para discernir entre galaxias SFs y AGNs. Por ello este diagnóstico se ha utilizado como primer paso para interpretar nuestra muestra, mostrando el diagrama BPT obtenido en la Figura 4.7.

A partir de este diagrama se observa que no podemos establecer ninguna relación en función de las galaxias E y las E+A, puesto que ambas se muestran entremezcladas en las dos zonas en las que se divide dicho diagrama. A parte de esto, observamos cómo la mayor parte de nuestras galaxias caen en la región de AGNs, por lo que esto evidencia un síntoma de que al menos la mayor parte de estas fuentes efectivamente presentan un AGN.

Así, se puede realizar una primera división en nuestra muestra separando las galaxias que deben presentar un AGN en su centro evidenciado por el diagrama BPT de las que presentan cocientes de líneas típicos de galaxias SF. Centrándonos en las galaxias que se localizan en la región de las SF, en donde se localizan 10 fuentes, y subdividiéndolas en función del X/O obtenemos unos grupos en los cuales las fuentes exhiben unas propiedades similares.

Fuente	$\log L_{0.2-12}/\text{erg s}^{-1}$	$\log L_{0.2-10}^{(abs)}/\text{erg s}^{-1}$	X/O	$HR2$	$\log L_{\text{mekal}}/\text{erg s}^{-1}$	Γ
UV Ceti	41.5	-	0.010	-0.2 ± 0.2	-	-
IC1860 Group	41.4	41.3	0.018	$+0.2 \pm 0.2$	39.9	$2.02^{+0.4}_{-0.6}$
A3266_f5	42.2	42.3	0.032	-0.39 ± 0.04	41.4	$2.15^{+0.10}_{-0.11}$
NGC 3585	39.4	40.0	0.00023	-0.34 ± 0.16	-	2.05 ± 0.2
A3558	41.4	-	0.0036	-0.4 ± 0.3	-	-
ESO325-G004	41.1	41.4	0.0014	-0.59 ± 0.17	41.0	1.22 ± 0.3
RXJ1347-1145	41.4	-	0.0049	-0.9 ± 0.4	-	-
HD 197890	41.8	-	0.058	$+0.09 \pm 0.08$	-	-
ARP93	39.9	-	0.00027	-0.11 ± 0.05	-	-
AX J2315-592	42.0	42.0	0.036	$+0.07 \pm 0.02$	40.9	$1.16^{+0.14}_{-0.15}$

Tabla 4.1. Propiedades de las 10 fuentes que presentaban un espectro óptico de absorción. El subíndice 0.2 – 10 indica que es la luminosidad en la región de 0.2 – 10 keV obtenida a partir del espectro en rayos X, corregida la absorción. Los huecos en blanco se deben a que para dichas fuentes no existía espectros en rayos X, o éstos no presentaban una componente de formación estelar (L_{mekal}).

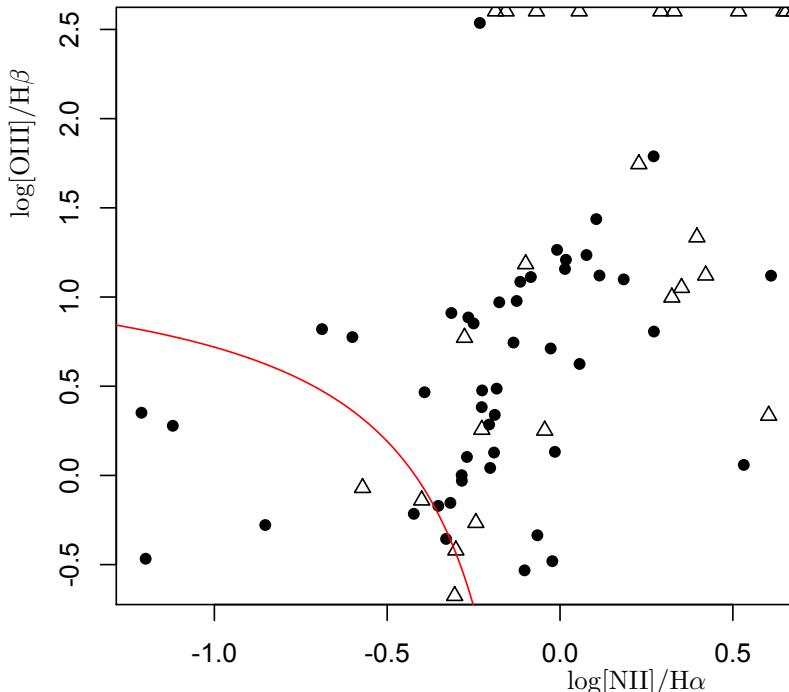


Figura 4.7. Diagrama BPT para nuestra muestra de 73 galaxias (eliminadas las galaxias de absorción). Los ● representan las galaxias con líneas de emisión únicamente y △ representan las galaxias E+A. La línea roja establece la separación observada por Kauffmann (ecuación (2.5)), de tal forma que lo que cae en la región superior derecha son AGNs y lo que está encerrado bajo la curva serían posibles galaxias SFs. Todos los puntos que caen sobre el eje superior representan cocientes divergentes a consecuencia de absorciones o ausencias de H β .

$\log X/O < -1$.

De la muestra de las 10 galaxias clasificadas como SF por el diagnóstico BPT, 4 de las fuentes presentan $\log X/O < -1$ (ratio que de hecho es inferior a $\log X/O < -2$). Estas mismas presentan las luminosidades en rayos X más bajas, en el rango $L_X = 10^{40} - 10^{41}$ erg s $^{-1}$. Además de esto, estas 4 fuentes también presentan una línea H β estrecha, $FWHM < 100$ km s $^{-1}$ (que como veremos más adelante, tiene su importancia a la hora de caracterizar la muestra). Aunque únicamente se tenían espectros en rayos X en 3 de ellas, en 2 de éstas se tiene una componente de SF (gas caliente) que contribuye hasta un ~ 10 y un 34% de toda la luminosidad emitida en rayos X. Y algo significativo en todas las galaxias que se localizan en esta región de SF en el diagrama BPT es que la HR toma siempre valores negativos o muy próximos a cero.

Es decir, este grupo presenta líneas propias de SF, sus luminosidades son claramente inferiores a 10^{42} erg s $^{-1}$ y existe un predominio de la emisión blanda en rayos X, a menudo dominada por una componente térmica. Por lo tanto, esto nos lleva a concluir que estas galaxias tampoco contienen un AGN en su centro, y que la emisión en rayos X viene dada por otros procesos galácticos y de formación estelar. En la Tabla 4.2 se listan estas galaxias.

Fuente	$L_{\text{mekal}}/L_{0.2-10}^{(abs)}$	Γ	$\log L_{0.2-10}^{(abs)} / \text{erg s}^{-1}$	X/O_{spec}	X/O	$HR2$
NGC 7252	0.33	$2.14^{+0.17}_{-0.30}$	40.8	0.0023	0.0018	-0.64 ± 0.09
XLSSJ022404.0-04132	0.11	1.5 ± 0.3	40.7	0.0037	0.0027	-0.20 ± 0.12
SDSS032525-060837	-	2.4 ± 0.3	41.4	0.0055	0.0030	-0.6 ± 0.2
IC1623	-	-	-	-	0.0081	$+0.26 \pm 0.18$

Tabla 4.2. Propiedades de las 4 fuentes que presentan líneas de emisión típicas de SF, según el diagrama BPT y que su $\log X/O < -1$. Los huecos en blanco significa que no había datos, debido a que no existía espectro en rayos X (última fuente) o que no existía componente de SF (anteúltima). X/O_{spec} es el X/O realizado con $L_{0.2-10}^{(abs)}$, en lugar de la de 0.2 – 12 keV, que además tiene eliminada la absorción producida por el medio.

$\log X/O > -1$.

En este caso se contaba con las otras 6 galaxias, cuyas propiedades se muestran en la Tabla 4.3. Es destacable indicar que X/O toma los valores desde 0.1 hasta 2.4, y que prácticamente se cumple que a mayor X/O se tiene mayor L_X , la cual va desde 10^{42} hasta 10^{43} erg s $^{-1}$. Además, salvo en dos casos en los que se tenía una H β estrecha, que coincide con las dos únicas galaxias E+A de este conjunto, el resto presentan esta línea con una anchura superior a 200 km s $^{-1}$, para las cuales en 4 de ellas tenemos $200 \leq FWHM \leq 500$ km s $^{-1}$.

Así, para estas 6 galaxias se tienen luminosidades superiores a 10^{42} erg s $^{-1}$, cocientes X/O donde la emisión en rayos X se hace relevante frente a la óptica o incluso es superior, y $FWHM$ destacables. Aunque lamentablemente no se tenían espectros en rayos X de la mayor parte de éstas.

Sin embargo, con estos datos ya se puede intuir la existencia de un AGN en dichas galaxias, que si bien no es lo suficientemente intenso como para presentar líneas de emisión

típicas de un AGN y hay dominio de la galaxia anfitriona, sí existen síntomas de su presencia, probablemente de un AGN de baja luminosidad, lo cual explicaría por qué no emergen líneas propias de estos sistemas. La explicación más plausible es que las líneas de emisión que intervienen en el diagrama BPT estén severamente contaminadas y muy posiblemente dominadas por los brotes de formación estelar, más que por el AGN.

Fuente	$FWHM\ H\beta/\ km\ s^{-1}$	Γ	$\log L_{0.2-12}/\ erg\ s^{-1}$	X/O	$HR2$
PG 1011-040	390	2.80 ± 0.08	42.4	0.11	-0.43 ± 0.06
Fornax dSph	54	-	42.7	0.13	-0.09 ± 0.03
PKS B1334-127	0.0	-	42.3	0.22	$+0.5 \pm 0.5$
RXJ 095208.7-014818	200	3.7	42.2	0.44	-0.5 ± 0.3
S689	420	1.44 ± 0.10	43.0	0.81	$+0.09 \pm 0.02$
MRK 1044	480	-	43.1	2.41	-0.43 ± 0.02

Tabla 4.3. Propiedades de las 6 fuentes que presentan líneas de emisión típicas de SF, según el diagrama BPT y que su $\log X/O > -1$. Los huecos en blanco de nuevo significan que no hay datos, debido a que no existía espectro en rayos X o que no existía componente de SF.

4.2.3. Galaxias con AGN según el diagrama BPT

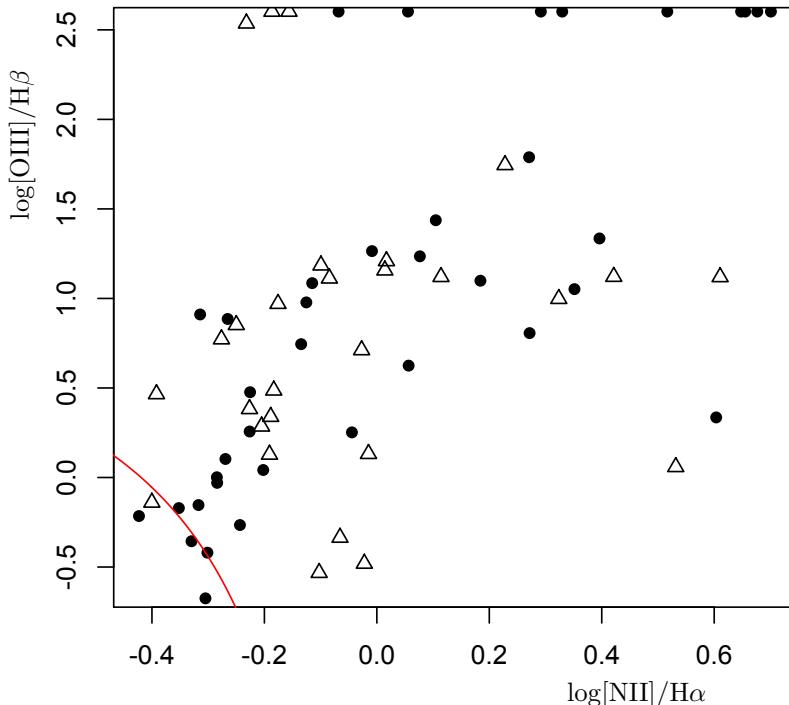


Figura 4.8. Diagrama BPT para las galaxias clasificadas como AGNs, pero esta vez separadas en función de su X/O . Los ● indican fuentes con $\log X/O < -1$ mientras que △ indican las que presentan $\log X/O > -1$.

A continuación nos centramos en las fuentes que están clasificadas como AGNs a través del diagrama BPT (Figura 4.8). Aquí se localiza la mayor parte de la muestra,

63 galaxias, y procederemos como en el caso anterior para poder discernir propiedades similares entre las diferentes fuentes.

$\log X/O < -1$.

En este grupo se tienen 34 galaxias (de las 61 presentes en esta región del diagrama BPT), todas ellas presentando una línea H β estrecha ($FWHM < 150 \text{ km s}^{-1}$) y luminosidades bajas: $L_{0.2-12} = 8 \cdot 10^{39} - 5 \cdot 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$. Aunque no se tienen espectros de rayos X para todas ellas (únicamente para 22), sí se observa que para una destacable fracción de éstas (para 8 de las 22) existe una componente térmica atribuible a SF, que salvo en dos casos representa una fracción $\sim 10 - 30\%$ de la emisión en rayos X. A su vez, y salvo para una de las 22 fuentes, la absorción que ha sufrido el presunto AGN es baja ($N_H < 3 \cdot 10^{21} \text{ cm}^{-2}$), por lo que no altera significativamente las luminosidades y los X/O .

Así, en este grupo se tiene un conjunto de fuentes en las que se observan líneas de emisión típicas de AGNs, pero la emisión total está dominada por la propia galaxia (cocientes X/O muy bajos), siendo la emisión en rayos X bastante débil (por debajo de $5 \cdot 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$). Esto evidencia que efectivamente existirá un AGN en estas galaxias, pero que éstos son de baja luminosidad (no está acretando mucha materia por lo que no radia una energía notable). Si bien el espectro óptico está dominado por el AGN, la emisión en rayos X es baja y en una fracción de casos con una contribución de formación estelar. Los datos de estas galaxias se presentan en la Tabla 4.5.

$\log X/O > -1$.

Aquí se localizan las 29 galaxias restantes (ver Tabla 4.6), presentando cocientes $0.1 < X/O < 8$. Aunque en prácticamente todas ellas se tenían espectros de rayos X (salvo en 5), únicamente en 2 se ha observado una componente de SF, la cual en ambos casos representa un porcentaje inferior al 1 % de la emisión en rayos X total. El espectro en rayos X está en todos los casos dominado por una componente no térmica típica de los AGNs. A su vez, aquí ya sí se observan luminosidades mucho más elevadas, encontrándose prácticamente todas entre $10^{42} - 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$. Por lo tanto, aquí no cabe duda de la presencia de un AGN, y aunque en algunas coexista con formación estelar, ésta es despreciable frente a la potencia del AGN.

Observando la $FWHM$ de la H β vemos que nos encontramos que ésta cubre todo los valores desde líneas estrechas ($\leq 100 \text{ km s}^{-1}$) hasta anchuras de $\sim 1.200 \text{ km s}^{-1}$. Hay 4 galaxias con $FWHM > 1.000 \text{ km s}^{-1}$, las cuales presentan una luminosidad entre $\sim 5 \cdot 10^{43}$ y $\sim 2 \cdot 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$, lo cual, acompañado de sus espectros (dos de los cuales se muestran en la Figura 4.9) evidencian la posible presencia de un QSO.

Además, en 12 de las 29 se ha observado que en el espectro de rayos X existe una absorción parcial considerable, debido posiblemente al toro de gas y polvo que rodea la fuente central. Es decir, que el toro está absorbriendo una parte de la emisión del AGN, pero otra parte ($\sim 5 - 10\%$ según lo observado en general) lo atraviesa sin verse absorbida. Para estos AGNs, se obtienen columnas de H de $N_H \sim 10^{22} - 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ (son AGNs Compton-thin), salvo en una de las fuentes para la cual se tiene $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, es decir se trataría de un AGN potencialmente Compton-thick.

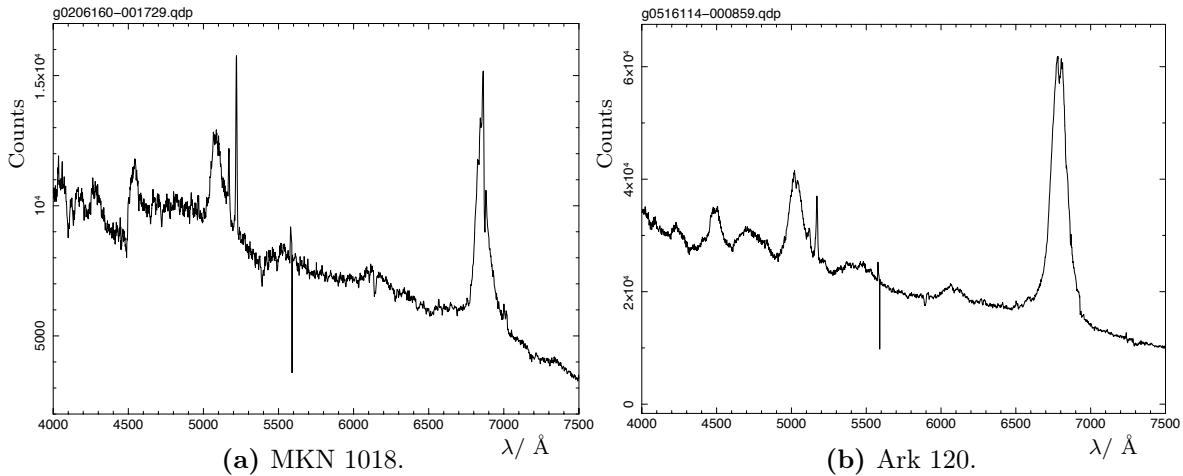


Figura 4.9. Espectros ópticos de dos de las galaxias candidatas a ser QSO. Se observa la presencia de líneas anchas ($FWHM > 1000 \text{ km s}^{-1}$) y un espectro típico de un QSO (con un continuo creciente hacia longitudes de onda cortas).

Candidatas a *Narrow Line Seyfert 1*

Especial atención merecen también las 5 galaxias diagnosticadas como AGN según el diagrama BPT y con $X/O > 0.1$ y que presentan $FWHM \text{ H}\beta \sim 400 - 1000 \text{ km s}^{-1}$, es decir con velocidades intermedias (no son líneas estrechas pero tampoco se las puede considerar anchas, de más de 1.000 km s^{-1}). Estas fuentes además presentan luminosidades elevadas ($\sim 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$), y un espectro pendiente ($\Gamma \sim 2.3$) además de HR muy similares en torno a $HR \sim -0.25$. Estos datos muestran una evidencia de estar observando galaxias *Narrow Line Seyfert 1* (NLS1). Este tipo de AGNs surgen como un tipo intermedio entre las Sey 1 y las Sey 2, en las que se observan líneas con anchuras intermedias, entre $\sim 400 - 1000 \text{ km s}^{-1}$. Las NLS1 se interpretan como AGNs con muy elevadas tasas de acreción, motivo por el cual la BLR sólo sobrevive a distancias relativamente alejadas del centro (y por tanto la línea $\text{H}\beta$ presenta menos turbulencia). A la vez, el valor elevado de $\Gamma > 2$ es también consistente con una elevada tasa de acreción, cercana al límite de Eddington.

Además de estas 5 fuentes también existe una con una $FWHM \sim 400 \text{ km s}^{-1}$ que se ha diagnosticado como SF en el diagrama BPT, con un flujo similar a estas 5 ($\sim 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$) pero de la que no se tiene espectros en rayos X, por lo que no se puede determinar su Γ .

Con todo esto, de todas las 29 fuentes con $\log X/O > -1$ podemos considerar que 20 de ellas son Sey 2 (las que presentan líneas estrechas, con velocidades $\leq 200 \text{ km s}^{-1}$), otras 4 que son Sey 1 o candidatas a QSO, puesto que exhiben velocidades mayores a 1.000 km s^{-1} y presentan luminosidades $\sim 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$, y las otras 5 restantes son candidatas a ser NLS1.

4.2.4. Galaxias con absorción y emisión en $\text{H}\beta$

Independientemente de la clasificación realizada anteriormente, se ha observado cómo 4 de las galaxias de nuestra muestra exhiben una línea de $\text{H}\beta$ peculiar. En estas galaxias dicha línea presenta una región de absorción ancha, y superpuesta a ésta se observa una

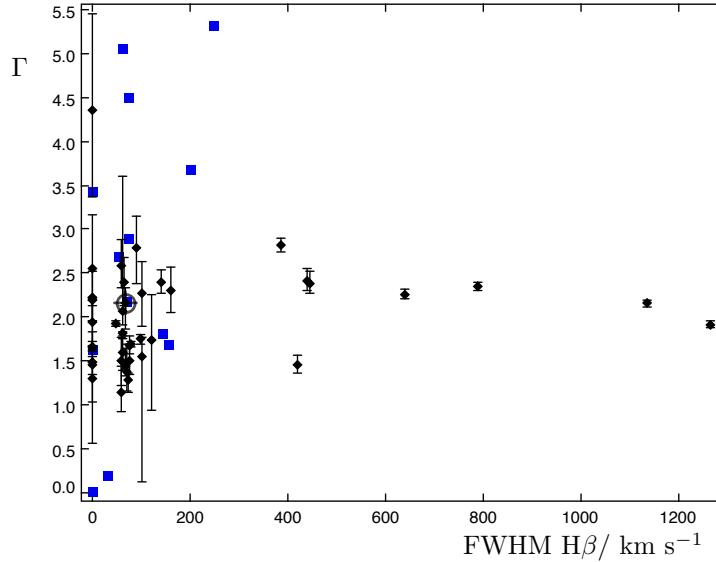


Figura 4.10. Representación del valor de Γ en función de la FWHM de $H\beta$. Se observa cómo para las galaxias con líneas estrechas Γ tiene valores bastante dispersos, pero para las galaxias candidatas a NLS1 ésta se encuentra siempre $\Gamma \sim 2$. Los puntos azules cuadrados son valores de Γ para los cuales no se pudo estimar su error debido a que la calidad del espectro no era lo suficientemente buena.

línea estrecha de emisión, tal y como se muestra en la Figura 4.11, que son los espectros de estas galaxias en la región de $H\beta$.

Estas galaxias están localizadas todas ellas en torno a la curva que separa los AGNs de las SFs de Kauffmann en el diagrama BPT, por lo que aunque estrictamente 2 caen en la región de SFs, se puede considerar a las 4 como galaxias en las que conviven ambas componentes. Además de esto, las 4 presentan luminosidades muy bajas ($\sim 10^{40}$ erg s $^{-1}$) y $X/O < 0.01$.

Lamentablemente solo de la mitad de éstas se tiene un espectro en rayos X, pero para estas 2 se observa que existe una contribución térmica atribuible a formación estelar importante (~ 25 y 34% de la emisión en rayos X).

La combinación de una absorción ancha y superpuesta una emisión estrecha en la línea de $H\beta$ suele ser típica de galaxias que presentan o han presentado en un pasado reciente una intensa formación estelar, clasificándose como galaxias starburst o post-starburst, respectivamente. Una de las diferencias que se observa entre uno y otro grupo es la relevancia de la absorción frente a la emisión, ya que la absorción se hace más dominante cuanto más tiempo haya pasado desde el brote de formación estelar, dominando en general para edades mayores a ~ 8 Myr. Esta absorción es menos acentuada en el caso en que se haya tenido una SF continua, en lugar de un brote casi instantáneo.

Con esta información y junto con las anchuras equivalentes (ver Apéndice A.2) de otras líneas como $H\delta$ y $H\gamma$, las cuales también se relacionan con la formación estelar que ha tenido lugar en la galaxia, presentando (a grandes rasgos) unas anchuras mayores cuanto más tiempo haya transcurrido desde el brote (un estudio exhaustivo se hace en R. M. González Delgado and Heckman (1999)), se ha podido reconstruir de una forma aproximada que la formación estelar en estas galaxias es muy reciente o que continúa actualmente. Esto se debe a que estas anchuras (ver Tabla 4.4) son demasiado pequeñas como para que haya transcurrido un tiempo apreciable (< 4 Å), además de que en estas

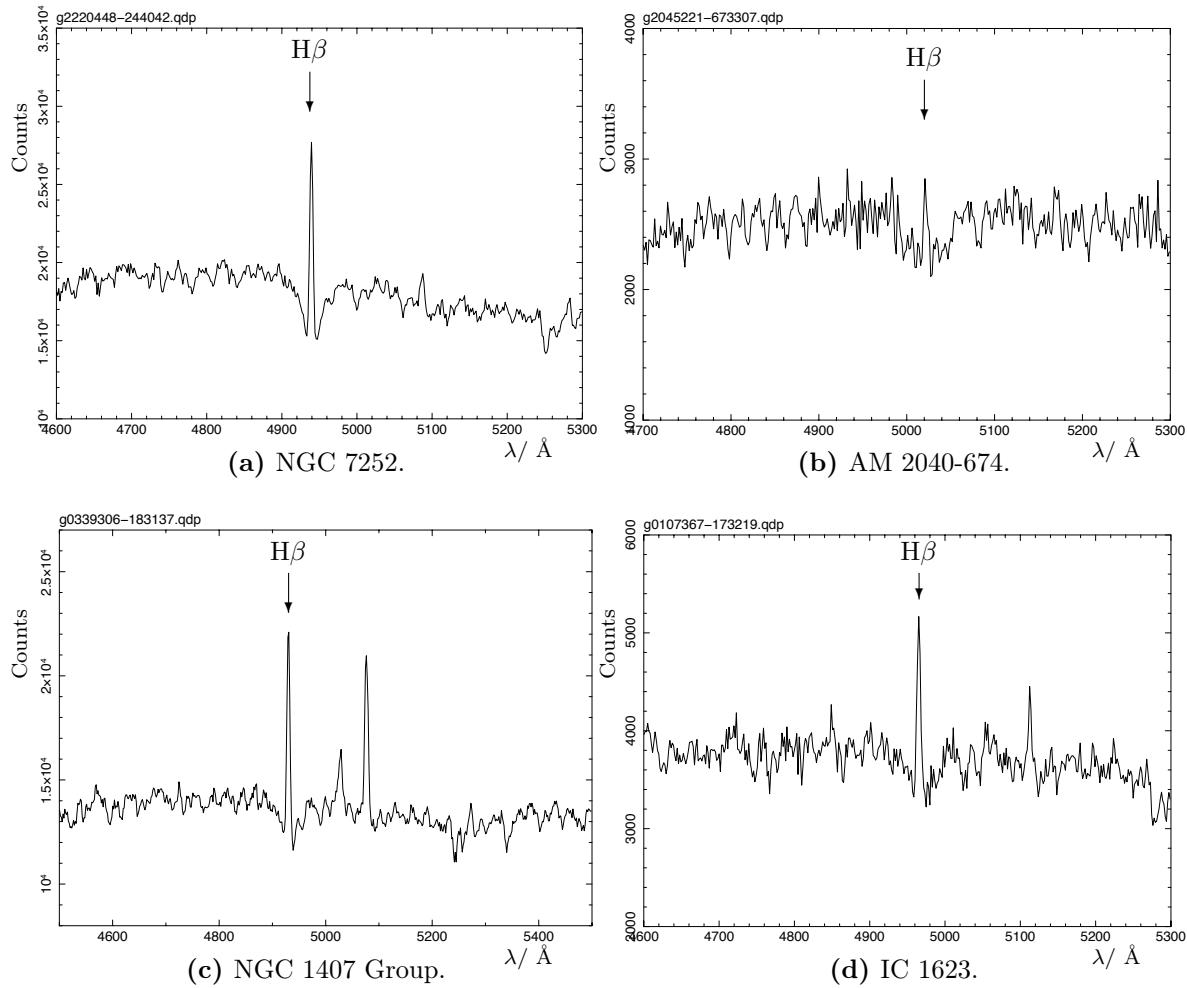


Figura 4.11. Espectros de las 4 galaxias que presentan una línea ancha de absorción superpuesta sobre una línea estrecha de emisión en H β λ 4861.

galaxias se observa que la emisión de H β domina sobre la absorción. En la única fuente que esto puede estar más igualado, en AM 2040-674 (ver Figura 4.11b), las anchuras de las otras líneas siguen siendo muy estrechas, por lo que no dejan muchas dudas al respecto de que debe seguir existiendo formación estelar.

Fuente	H δ	H γ	H β
NGC 7252	3.6	0.87	4.1
AM 2040-674	2.6	1.7	1.5
NGC 1407 Group	2.3	0.22	5.7
IC 1623	2.6	0.6	3.1

Tabla 4.4. Anchuras equivalentes medidas en Å de tres de las líneas de la serie Balmer del H. H δ y H γ se corresponden con líneas de absorción, mientras que la de H β se corresponde con la línea de emisión observada.

4.2.5. AGNs observados en las imágenes ópticas

Como se ha comentado, a partir de las imágenes ópticas de las galaxias se trató de ajustar diferentes perfiles de brillo superficial con el fin de saber si se detecta o no

el núcleo galáctico activo como una fuente puntual y brillante en el centro de la galaxia. Únicamente en 8 galaxias de nuestra muestra se ha observado una componente puntual en su centro que pueda ser interpretada como el AGN. Además para estas 8 galaxias, aunque todas ellas se encuentran en la región de los AGNs (una de ellas en la de los composites realmente) según el diagrama BPT, no guardan muchas más propiedades en común, ya que mientras algunas presentan $\log X/O > 0.1$, otras tienen lo contrario, estando de hecho en una proporción de 50 – 50 %; y las luminosidades en rayos X también presentan una amplia gama de valores, desde 10^{40} hasta $10^{43} \text{ erg s}^{-1}$.

Por otro lado, en la mayor parte de estos ajustes se observó cómo el modelo más eficaz era un disco exponencial más una componente gaussiana ancha o de de Vaucouleurs, señal de que se trataba de galaxias espirales junto a un bulbo central. Una componente gaussiana estrecha (de hasta ~ 3 arcsec, considerando que la PSF normalmente tenía un tamaño de 2 – 3 arcsec) que podría ser considerada como el AGN únicamente se obtuvo en las 8 galaxias mencionadas. Un ejemplo de estos modelos y qué se obtenía se puede ver en la Figura 4.12.

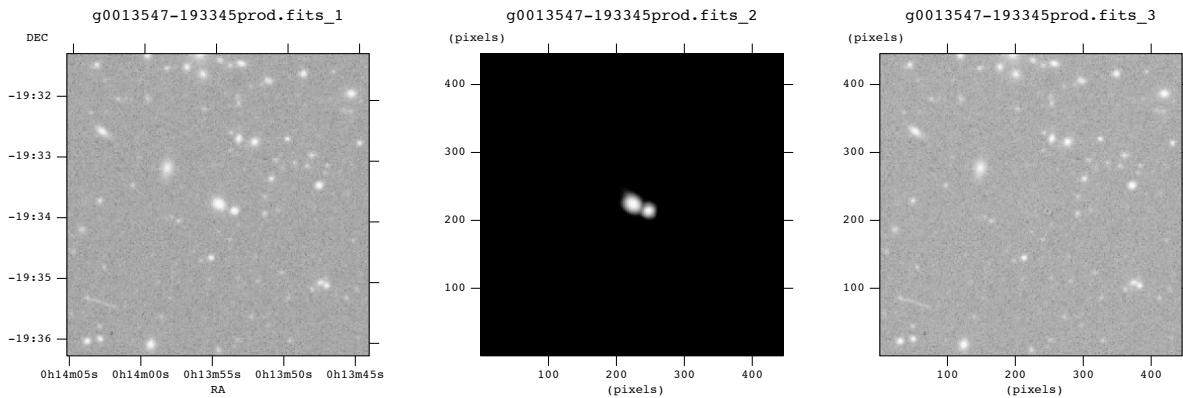


Figura 4.12. Ejemplo del perfil de brillo superficial ajustado a una de nuestras galaxias. En este caso se ajustó un disco exponencial más una componente gaussiana a nuestra galaxia y un perfil de Sérsic a una galaxia cercana para mejor ajuste. A la izquierda se observa la imagen original; en el centro nuestro modelo; y a la derecha la imagen original con el modelo restado, viendo cómo el modelo se ajusta lo suficientemente bien como para que no sea apreciable nuestra galaxia, ni tampoco el núcleo activo.

Fuente	$FWHM\ H\beta/\text{km s}^{-1}$	N_H/cm^{-2}	$L_{\text{metal}}/L_{0.2-10}^{(abs)}$	Γ	$\log L_{0.2-12}/\text{erg s}^{-1}$	$\log L_{0.2-10}/\text{erg s}^{-1}$	X/O	X/O_{spec}	$H2$
031-001	0.0	-	-	41.4	-	-	0.036	-	+0.5 ± 0.3
A548b	0.0	$0.10^{+0.12}_{-0.07}$	0.11	1.93 ± 0.3	41.2	41.3	0.0031	0.0035	-0.19 ± 0.08
ESO 362-G8	0.0	$0.24^{+0.15}_{-0.12}$	0.0	$4.3^{+1.1}_{-1.0}$	41.0	41.9	0.010	0.083	-0.5 ± 0.2
IC 1531	0.0	0.0	0.15	2.17 ± 0.05	42.0	42.0	0.016	0.018	-0.42 ± 0.03
IC4995	0.0	0.0	3.4	41.5	41.5	0.028	0.030	-0.4 ± 0.3	
MZ 4577	0.0	-	-	42.4	-	0.028	-	$+0.10 \pm 0.04$	
NGC 1132	0.0	0.09 ± 0.05	0.061	$1.65^{+0.17}_{-0.18}$	41.7	41.6	0.042	0.039	-0.020 ± 0.005
NGC 1600 Group	0.0	0.0	2.5 ± 0.6	39.9	40.0	0.0012	0.0020	-0.9 ± 0.3	
NGC 55 (West)	0.0	-	-	42.0	-	0.035	-	$+0.5 \pm 0.4$	
NGC 612 SWIFT	0.0	-	-	41.9	-	0.020	-	$+0.7 \pm 1.3$	
PKS 0625-35	0.0	-	-	42.4	-	0.073	-	$+0.06 \pm 0.09$	
RX J0439.7-45	0.0	$1.6^{+0.8}_{-0.4}$	0.0	$1.4^{+0.8}_{-0.9}$	42.2	42.3	0.057	0.073	$+0.6 \pm 0.2$
RXCJ0547.6-3152	0.0	9^{+6}_{-3}	0.0	2.2 ± 0.3	42.7	42.8	0.095	0.12	$+0.28 \pm 0.15$
XMD SOM_2	0.0	0.0	1.6	42.2	42.2	0.081	0.076	-0.21 ± 0.09	
IRAS 03106-0254	30	0.0	0.16	41.7	41.6	0.035	0.029	-0.07 ± 0.04	
XMM-LSS_72	48	-	-	42.3	-	0.075	-	$+0.9 \pm 1.6$	
NGC 1358	51	0.0	0.0	2.7	41.2	41.1	0.0056	0.0047	-0.5 ± 0.3
A3562_f6	53	-	-	42.0	-	0.098	-	$+0.8 \pm 1.3$	
ESO 244-G 017	53	-	-	40.2	-	0.0035	-	-1.0 ± 0.6	
NGC 6890	57	0.0	0.0	2.6 ± 0.3	40.7	40.7	0.0059	0.0067	-0.5 ± 0.2
HCG 48	61	0.0	0.0	$2.04^{+1.6}_{-0.15}$	40.8	40.8	0.024	0.026	-0.059 ± 0.014
AM 2040-674	66	-	-	40.8	-	0.0036	-	-0.41 ± 0.18	
XMDS SSC_2	67	-	-	41.7	-	0.036	-	-0.2 ± 0.8	
NGC 5073	67	0.0	0.27	$1.43^{+0.2}_{-0.11}$	40.0	40.1	0.00095	0.0014	-0.40 ± 0.08
NGC 1407 Group	68	0.0	0.24	$1.4^{+0.3}_{-0.2}$	40.6	40.6	0.0074	0.0074	-0.4 ± 0.2
NGC 4968	70	0.0	2.2	40.9	40.9	0.012	0.014	-0.13 ± 0.07	
AM 1211-465	72	4	4	42.2	44.4	0.081	13	$+0.65 \pm 0.11$	
NGC 1320	72	0.0	0.0	2.9	41.2	41.7	0.028	0.090	-0.57 ± 0.11
IRAS14348-14	77	-	-	41.8	-	0.020	-	-0.34 ± 0.19	
F02581-1136	89	5^{+100}_{-4}	0.10	2.8 ± 0.4	42.4	42.4	0.077	0.095	-0.03 ± 0.02
NGC 4939	101	14^{+6}_{-5}	0.0	2.25 ± 0.4	42.4	42.4	0.040	0.064	$+0.7 \pm 0.7$
POX52	103	-	-	42.5	-	0.031	-	$+0.3 \pm 0.2$	
NGC 7158	140	0.0	0.0	2.39 ± 0.14	41.9	41.9	0.078	0.077	-0.25 ± 0.06
IRAS19254-72	142	0.0	1.8	42.5	42.4	0.074	0.058	-0.010 ± 0.004	

Tabla 4.5. Propiedades de las 34 fuentes que presentan líneas de emisión típicas de AGNs, según el diagrama BPT y que su $\log X/O < -1$. Los huecos en blanco de nuevo significan que no hay datos, debido a que no existía espectro en rayos X o que no existía componente de SF. Los valores nulos en la FWHM $H\beta$ hay que interpretarlos como que existía una componente estrecha y por tanto no se ha medido. Y para la N_H significa que no se ha observado una componente en los espectros de rayos X de absorción de la galaxia anfitriona. X/O_{spec} es el cociente X/O utilizando $L_{0.2-10}^{(abs)}$ en lugar de $L_{0.2-12}$.

Fuente	$FWHM H\beta / \text{km s}^{-1}$	$N_H / 10^{22} \text{cm}^{-2}$	$L_{\text{mekal}} / L_{0.2-10}^{(abs)}$	Γ	$\log L_{0.2-12} / \text{erg s}^{-1}$	$\log L_{0.2-10} / \text{erg s}^{-1}$	X/O	X/O_{spec}	$HR2$
A13 RELIC	0.0	$0.61^{+0.10}_{-0.11}$	0.0	$1.47^{+0.06}_{-0.14}$	43.2	43.3	0.54	0.66	$+0.46 \pm 0.07$
ESO 506-G027 SWIFT	0.0	58^{+13}_{-6}	0.0	1.3 ± 0.3	42.8	43.2	0.29	0.88	$+0.6 \pm 0.7$
IC 4329a	0.0	-	-	-	42.9	-	0.41	-	$+0.8 \pm 0.5$
NGC 7172	0.0	$8.0^{+0.3}_{-0.2}$	0.0	1.65 ± 0.05	42.8	43.5	0.40	2.2	$+0.95 \pm 0.03$
A 1837	47	0.0	0.0	1.91 ± 0.03	42.6	42.5	0.35	0.35	-0.120 ± 0.012
SHARC4	59	$1.2^{+0.5}_{-0.4}$	0.0	$1.1^{+0.3}_{-0.2}$	42.5	42.5	0.12	0.12	$+0.7 \pm 0.3$
MCG-3-58-7	61	4000.0	0.0	$5.05^{+1.4}_{-1.2}$	42.4	42.7	0.14	0.30	$+0.17 \pm 0.2$
3 Sco	61.3	2.936	0.0	1.58124	43.2	43.4	1.7	2.3	$+0.8 \pm 0.3$
IRAS20051-1117	61.95	0.0	0.0	1.79357	42.7	42.8	0.42	0.45	-0.125 ± 0.006
A3301	70.0	-	-	-	43.0	-	0.21	-	$+0.7 \pm 0.7$
ESO 383-G18	73	$17.7^{+1.7}_{-2.0}$	0.0019	$1.26^{+0.09}_{-0.13}$	42.4	42.8	1.5	3.6	$+0.8 \pm 0.2$
NGC 526A	74	$1.10^{+0.04}_{-0.03}$	0.0	$1.49^{+0.19}_{-0.17}$	43.3	43.5	3.0	4.3	$+0.587 \pm 0.009$
RXJ1347-1145	75	0.0	0.0	$1.66^{+0.11}_{-0.10}$	42.9	42.8	0.47	0.38	$+0.008 \pm 0.002$
Mrk 609	78	0.0	0.0	1.67 ± 0.03	42.8	42.8	0.30	0.29	-0.0214 ± 0.0010
ESO103-G35	97	$19.0^{+1.0}_{-0.9}$	0.0	$1.74^{+0.04}_{-0.07}$	43.0	43.6	2.6	10.0	$+0.95 \pm 0.15$
MCG -1-24-12	99	$5.7^{+0.9}_{-0.8}$	0.0	$1.5^{+0.2}_{-1.4}$	43.1	43.4	1.2	2.3	$+0.93 \pm 0.18$
NGC 1144 SWIFT	120	45^{+11}_{-8}	0.013	$1.7^{+0.5}_{-0.8}$	42.9	42.9	0.16	0.17	$+0.22 \pm 0.16$
MRK 1152	153	0.0	0.0	1.7	43.7	43.7	0.92	0.96	-0.0302 ± 0.0008
RX J1002-19	160	0.0	0.0	2.3 ± 0.3	41.7	41.6	0.16	0.13	-0.22 ± 0.14
IRAS13197-1627	246	0.4	0.0	5	42.4	43.7	0.20	4.6	-0.35 ± 0.04
XMM-LSS _45	439	0.0	0.0	$2.40^{+0.13}_{-0.12}$	43.7	43.6	2.7	2.2	-0.38 ± 0.10
ESO 244- G 017	443	0.0	0.0	$2.37^{+0.13}_{-0.12}$	43.5	43.7	1.8	2.5	-0.38 ± 0.11
MCG -02-14-009	639	0.0	0.0	$2.25^{+0.06}_{-0.05}$	43.2	43.3	0.48	0.62	-0.131 ± 0.008
XMM-LSS _70	787	0.0	0.0	2.33 ± 0.04	43.9	44.1	4.7	7.4	-0.27 ± 0.04
fairall 1116	997	-	-	-	44.0	-	2.9	-	-0.227 ± 0.007
MKN 1018	1120	-	-	-	43.9	-	1.85	-	-0.15 ± 0.02
Ark 120	1130	-	-	-	44.3	-	8.38	-	-0.2046 ± 0.0012
H1846-786	1140	0.0	0.0	2.14 ± 0.04	44.2	44.3	4.8	6.7	-0.1667 ± 0.009
RXCJ1350.7-3343	1270	0.0	0.0	1.89 ± 0.04	43.6	43.7	1.9	2.3	-0.107 ± 0.007

Tabla 4.6. Propiedades de las 29 fuentes que presentan líneas de emisión típicas de AGNs, según el diagrama BP^T y que su $\log X/O > -1$. Los huecos en blanco de nuevo significan que no hay datos, debido a que no existía espectro en rayos X o que no existía componente de SF. X/O_{spec} es el cociente X/O utilizando $L_{0.2-10}^{(abs)}$

4.2.6. Resumen

Todo el análisis anterior se puede resumir en la Figura 4.13, donde se separan los diferentes tipos de galaxias observados en nuestra muestra. Así, se puede observar cómo las 4 galaxias que únicamente se han clasificado como SF caen en la misma región, lo mismo que ocurre con las post-starburst que se localizan en la región al borde entre AGN y SF. Y para todas aquellas galaxias que se han clasificado por sus líneas como AGNs, de las cuales distinguimos dos grupos: los que seguían dominados por la galaxia y en los que dominaba el AGN, se observa que están mucho más mezclados, sin diferencias reseñables entre ellas.

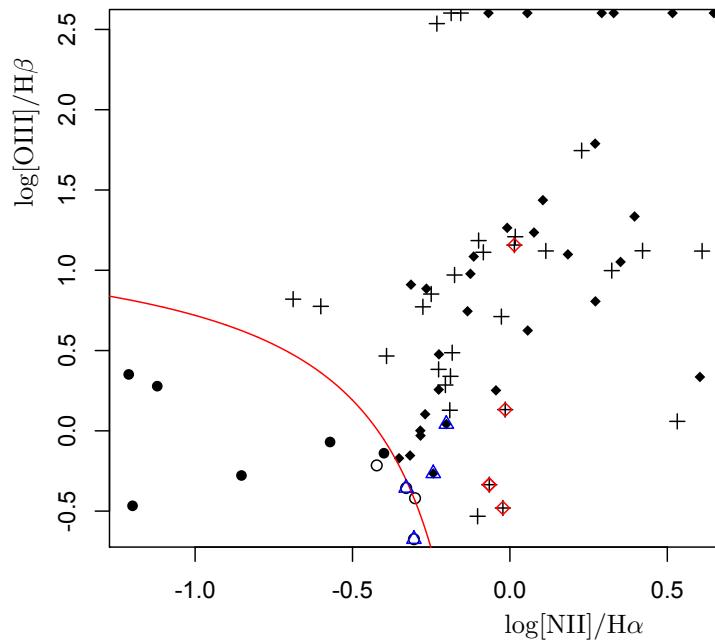
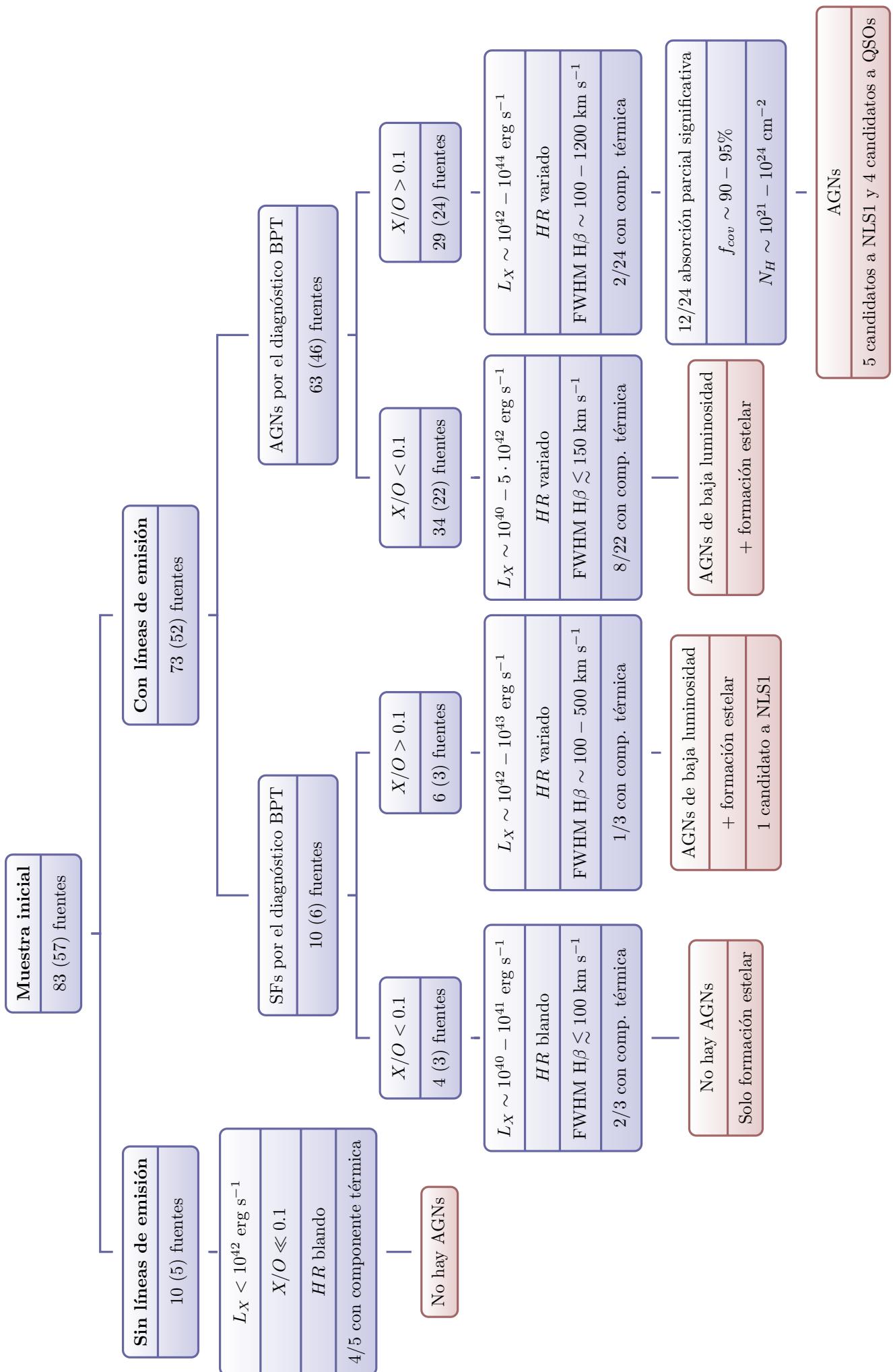


Figura 4.13. Diagrama BPT donde se muestra con \circ las galaxias clasificadas como SB por líneas y también por el resto de propiedades (es el grupo con $\log X/O < -1$); con \bullet se muestran las galaxias en la región de SB pero que presentan $\log X/O > -1$, y que evidencian la posible existencia de AGNs de baja luminosidad. Con \blacklozenge se muestran los AGNs por líneas pero que su emisión no es dominante en la galaxia, por lo que seguirían siendo AGNs de baja luminosidad; y con $+$ se muestran las galaxias en donde no existe ninguna duda de la presencia de un AGN dominante. Con rombos azules se ha señalado las galaxias post-starburst de las que hemos hablado anteriormente y con rombos rojos los candidatos a cuásares (o Sy 1 en su caso).

En la siguiente página se muestra un esquema con los diferentes conjuntos de galaxias obtenidos y sus propiedades comunes. Así como el número de fuentes que hay en cada grupo, mostrando entre paréntesis el número de fuentes de las cuales se tenía un espectro en rayos X.



CAPÍTULO 5

Conclusiones

Del análisis de nuestra muestra de 83 galaxias cercanas del catálogo 6dFGS que presentan emisión en rayos X obtenemos la siguiente distribución:

- ★ 10 (12 %) de ellas no presentan líneas de emisión y no poseen ningún indicio de albergar un AGN.
- ★ En las 73 (88 %) galaxias cuyo espectro óptico presenta líneas de emisión, concluimos que la utilización conjunta del diagrama de diagnóstico BPT realizado con líneas ópticas, y del cociente de luminosidades entre rayos X y óptico, se distinguen 3 clases de fuentes:
 - Galaxias con formación estelar (4), que aparecen como tales en el diagnóstico BPT y para los que $X/O < 0.1$.
 - AGNs de baja luminosidad (40), eventualmente combinados con formación estelar: 6 que aparecen como SFs en el diagnóstico BPT y $X/O > 0.1$ y 34 que aparecen como AGNs en el diagnóstico BPT, pero con $X/O < 0.1$.
 - AGNs luminosos (29), clasificados como tales en el diagnóstico BPT y con $X/O > 0.1$. Prácticamente la mitad de estas fuentes presentan un espectro en rayos X que muestra absorción elevada ($N_H \sim 10^{22} - 10^{24.5} \text{ cm}^{-1}$) con cobertura parcial (90 – 95 %).

Adicionalmente, entre la población de AGNs hemos descubierto 6 candidatos a Narrow Line Seyfert 1, que presentan una línea de emisión H β de anchura intermedia (entre 400 y 1200 km s $^{-1}$) junto a un índice espectral en rayos X bastante pendiente ($\Gamma \gtrsim 2$). Ambas características indican unas elevadas tasas de acreción, posiblemente cercanas al límite de Eddington.

Finalmente, 4 de nuestras galaxias, en la zona de diagnóstico BPT fronteriza entre SF y AGN, muestran un aspecto de galaxia “post-starburst”, cuyo brote de formación estelar es reciente o todavía continúa.

Con todo lo dicho hasta ahora, se ha observado cómo en función de si una galaxia presenta formación estelar (SF) o un núcleo galáctico activo (AGN) exhibe unas propiedades diferentes, que pueden usarse para poder distinguir uno de otro. Sin embargo, se ha visto cómo parte del diagrama BPT presenta ciertas galaxias que aún presentando evidencias de un AGN (aunque éste de baja luminosidad), se localizan en la región de las SF.

Esto nos lleva a la posible conclusión de que al estar observando un espectro óptico que no cubre únicamente la región nuclear de la galaxia si no que cubre la mayor parte de ésta, la luz proveniente del resto de la galaxia está ocultando las líneas de emisión producidas

por un AGN de baja luminosidad, de tal forma que al final éstas no se muestran visibles y predominan las de la propia galaxia anfitriona. Esta contaminación del AGN por parte de la galaxia que lo alberga se podría minimizar obteniendo espectroscopía óptica del núcleo con una rendija estrecha, pero siempre existirá una componente residual de la galaxia anfitriona.

Por contra, todas las fuentes presentes en la región de los AGNs mediante el diagrama BPT presentan evidencias de que efectivamente cuentan con un AGN en su núcleo, el cual en algunos casos tiene una luminosidad suficiente como para dominar sobre el espectro óptico de la galaxia y en otras no, siendo en éstas de baja luminosidad y quedando oculto por el resto de la galaxia. Aquí se observa cómo la gran parte de nuestra muestra se compone de Sey 2, LINERs y otros núcleos galácticos activos de baja luminosidad, pero también algunas candidatas a NLS1s y a QSOs. Por ello, parece que a pesar de estar trabajando con galaxias cercanas, y en las cuales se encuentra contaminada la luz del AGN por la de la galaxia anfitriona, el test clásico del diagrama BPT sigue resultando eficaz en los casos en que se tiene AGNs intensos, quedando más confusos los casos en los que se cuenta con un AGN de baja luminosidad, puesto que ahí depende de qué otros procesos exhiba la galaxia anfitriona.

A su vez, en lo referente a las fuentes (12 galaxias) en las que se ha observado una absorción parcial del continuo en rayos X, este hecho se puede interpretar de dos formas: bien que el toro no está tapando totalmente la región de emisión de rayos X y por tanto existe una parte de ésta que se ve absorbida y otra parte que se ve directamente ($\sim 5 - 10\%$), o bien que estamos observando el AGN en una dirección que el toro nos oculta toda la BLR, pero parte de la emisión de ésta que se aleja del SMBH por las regiones polares se ve reflejada y dispersada hacia nosotros. Las dos explicaciones de la cobertura parcial y reflexión son indistinguibles con nuestros datos de rayos X.

Por contra, un factor que sí podría interferir a la hora de contrastar lo observado en la región de los rayos X con lo observado en el óptico es que para estos dos rangos se tienen observaciones independientes, las cuales pueden haber sido tomadas con años de diferencia. Esto para una galaxia no es relevante, puesto que la posible variabilidad que tenga (obviando que se puedan producir explosiones de supernovas que sí tuvieran un efecto apreciable) es del orden de edades galácticas ($> \text{Gyr}$) por lo que el tiempo entre observaciones es inapreciable. Sin embargo, ya se ha visto cómo los AGNs son cuerpos muy compactos, y que en ocasiones presentan una alta variabilidad (con cambios incluso de días), por lo que en algún caso podría ocurrir que las observaciones ópticas y en rayos X hubieran “cazado” el AGN en un estado distinto.

Y por último otro tema a considerar es el hecho de que en algunos de los subgrupos obtenidos finalmente en nuestra muestra se contaba con un número limitado de galaxias. Sin embargo la coherencia de los resultados obtenidos aún con las pequeñas muestras tratadas aquí indica que nuestras conclusiones pueden ser robustas.

APÉNDICE A

Apéndices

A.1. Ley de Hubble

A raíz de un exhaustivo estudio de las distancias de diferentes galaxias llevado a cabo por E. Hubble en la década de los años '20 pudo identificarse una relación entre la velocidad a la que se alejaban dichas galaxias de nosotros y la distancia a la que se encontraban. Hubble se dió cuenta de que cuanto más lejana era una galaxia a mayor velocidad se alejaba de nosotros, como publicó en su artículo ([Hubble, 1929](#)). A pesar de que el número de galaxias no era suficientemente elevado y existía una gran dispersión en los datos, Hubble pudo intuir que existía una relación lineal entre estas magnitudes, de tal forma que la velocidad v a la que se alejaba una galaxia era proporcional a su distancia d ,

$$v = H_0 d \quad (\text{A.1})$$

donde H_0 es la constante de proporcionalidad, conocida como *constante de Hubble*, que él estimó en $H_0 \sim 500 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, y que actualmente se conoce con un valor de $H_0 = 72 \pm 3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Para las medidas de las velocidades, normalmente se utiliza el hecho de que para cualquier cuerpo que se aleje de nosotros y emita una onda de cualquier tipo (en especial la luz), veremos ésta con una frecuencia inferior a la que emitió el objeto, y esta diferencia es más acusada cuanto más rápido se aleje de nosotros. Es decir, se produce un efecto similar al *efecto Doppler* en la luz emitida por esta galaxia. Sin embargo esto no es un efecto Doppler estrictamente debido a que este desplazamiento de la frecuencia de la luz no es debido a que la galaxia realmente se esté alejando de nosotros a esta velocidad (de hecho si así se interpretase se llegaría a la conclusión de que muchas galaxias se alejan de nosotros a velocidades superiores a la de la luz), sino que esto ocurre como consecuencia de que el propio Universo se está expandiendo. Por ello, a este efecto observado en que la luz de las galaxias se desplaza hacia frecuencias más bajas (*desplazamiento al rojo*) se lo conoce como *redshift*.

Así, se define una magnitud que es el *redshift* (o corrimiento al rojo) de una galaxia como

$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{emi}}} - 1 \quad (\text{A.2})$$

donde λ_{obs} es la longitud de onda observada para una línea espectral dada y λ_{emi} es la longitud de onda medida en el laboratorio para la misma línea, que será idéntica a la longitud con la que se emitió dicha línea en la galaxia observada. Interpretando dicho corrimiento como una velocidad de recesión (alejamiento) de las galaxias se obtiene que $z = v/c$, con c la velocidad de la luz. Y que por lo dicho en la ecuación (A.1), es

directamente proporcional a la distancia, luego su valor refleja distancias también, solo que en otras unidades.

Por ello, el redshift es la forma más común y utilizada de medir distancias a otras galaxias, debido a que su valor se puede conocer a través de una medida de la luz emitida por éstas: observando su espectro y calculando la longitud de onda a la que se observa una línea de emisión o absorción conocida.

A.2. Anchuras equivalentes

La anchura equivalente para una línea (ya sea de emisión como de absorción) es una medida del área contenida bajo esta línea respecto al continuo, de tal forma que determina la anchura que tendría un rectángulo que presentase el mismo área que contiene dicha línea (ver Figura A.1). Así, formalmente se define como

$$EW = \int \left(1 - \frac{F(\lambda)}{F_0} \right) d\lambda \quad (\text{A.3})$$

donde F_0 es la intensidad del continuo en torno a la linea, y $F(\lambda)$ es la intensidad observada en dicha λ , siguiendo el perfil de la línea.

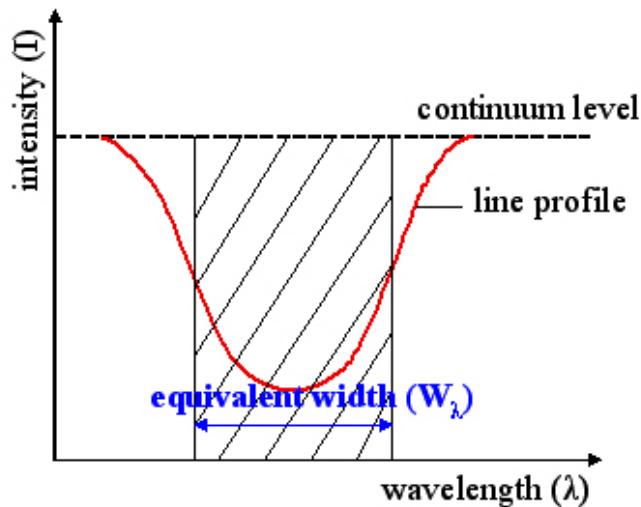


Figura A.1. Interpretación del concepto de *anchura equivalente* para una línea de absorción dada. Cortesía de Wikimedia.

Bibliografía

- C. R. Almeida. *Actividad nuclear y formación estelar en galaxias*. PhD thesis, IAC, 2009.
- K. A. Arnaud. Astronomical Data Analysis Software and Systems V. *ASP*, 101:17, 1996.
- T. M. H. B A Groves and G. Kauffmann. Emission-line diagnostics of low-metallicity active galactic nuclei. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, (371):1559–1569, 2006.
- J. A. Baldwin, M. M. Phillips, and R. Terlevich. Classification Parameters for the Emission-Line Spectra of Extragalactic Objects. *ASP*, 93(551):5–19, 1981.
- X. Barcons et al. The XMM-Newton Serendipitous Survey. *A&A*, pages 1–35, 2008.
- J. Binney and M. Merrifield. *Galactic Astronomy*. Princeton University Press, 1998.
- M. T. Ceballos. *Distribución y Propiedades Espectrales de Fuentes Extragalácticas de Rayos X*. PhD thesis, Instituto de Física de Cantabria, 1996.
- A. Comastri. Compton Thick AGN: The dark side of the X-Ray background. *Arxiv:astro-ph/0403693v1*, pages 1–28, 2010.
- R. Della Ceca et al. Exploring the X-ray sky with the XMM-Newton bright serendipitous survey. *A&A*, 428(2):383–399, 2004.
- A. C. Fabian et al. Broad iron lines in Active Galactic Nuclei. *PASP*, 112(775):1145–1161, 2008.
- C. Ferkinhoff. Distinguishing Starburst from AGN: Application of the BPT Diagram. In *Astronomy 7620, Cornell University*, 2010. URL http://astro.cornell.edu/academics/courses/astro7620/docs/BPT_diagrams_carlferkinhoff.pdf.
- H. O. Floranes. Propiedades multi-longitud de onda de fuentes seleccionadas en rayos X. *TFC*. Universidad de Cantabria, 2006.
- E. Hubble. A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 15(3):168:173, 1929.
- W. Ishibashi and T. J.-L. Courvoisier. X-ray power law spectra in active galactic nuclei. *A&A*, pages 1–6, 2010.
- J. A. Jiménez. Mecanismos de radiación en AGNs. In *XX Cursos de Verano (UAH)*. Observatorio Astronómico Nacional, 2003. URL http://web.lpta.in2p3.fr/users/javier/AstroSiguenza/siguenza_2003/material/introduccion/l5.pdf.

- E. Jiménez-Bailón et al. XMM-Newton view of galaxy pairs: activation of quiescent black holes? *A&A*, pages 1–10, 2008.
- D. H. Jones et al. The 6dF Galaxy Survey: samples, observational techniques and the first data release. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 355, 2004.
- D. H. Jones et al. The 6dF Galaxy Survey: First Data Release. *ASP*, 329:1–10, 2005.
- D. H. Jones et al. The 6dF Galaxy Survey: Final Redshift Release (DR3) and Southern Large-Scale Structures. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 399:683, 2009.
- E. K Mahony et al. The RASS–6dFGS catalogue: a sample of X-ray selected AGN from the 6dF Galaxy Survey. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, pages 1–17, 2009.
- G. Kauffmann et al. The host galaxies of active galactic nuclei. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 346:1055–1077, 2003.
- A. K. Kembhavi and J. V. Narlikar. *Quasars and Active Galactic Nuclei*. Cambridge U. Press, 1999.
- L. J. Kewley, G. Kauffmann, and T. Heckman. The Host Galaxies and Classification of Active Galactic Nuclei. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, pages 1–19, 2008.
- J. H. Krolik. *Active Galactic Nuclei*. Princeton U. Press, 1999.
- F. Lamareille. Spectral classification of emission-line galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. *A&A*, (53):1–5, 2010.
- K. Noguchi et al. Scattered X-Rays in Obscured Active Galactic Nuclei and their Implications for geometrical structure and evolution. *ApJ*, 711(1):144–156, 2010.
- S. Phillipps. *The Structure and Evolution of Galaxies*. J. Wiley & Sons, Ltd., 2005.
- C. L. R. M. González Delgado and T. M. Heckman. Synthetic spectra of H Balmer and He I absorption lines. II. Evolutionary synthesis models for Starburst and Poststarburst galaxies. *ApJ*, (125):489–509, 1999.
- M. Schmidt. 3C 273: A Star-Like Object with Large Red-Shift. *Nature*, 197(1040), 1963.
- C. K. Seyfert. Nuclear Emission in Spiral Nebulae. *ApJ*, 97(28), 1943.
- G. Stasinska et al. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies III. How to distinguish AGN hosts. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, pages 1–14, 2008.
- J. W. Sulentic et al. On the origin of broad Fe Kalpha and H I Halpha lines in Active Galactic Nuclei. *ApJ*, (501):54–69, 1998.
- T. J. Turner and L. Miller. X-ray absorption and reflection in active galactic nuclei. *Astron. Astrophys. Rev.*, 17(1):47–104, 2009.
- S. Veilleux. AGN host galaxies. *New Astronomy Reviews*, 52:289–306, 2008.

M. G. Watson et al. The XMM-Newton serendipitous survey. *A&A*, 493(1):339–373, 2009.

M. V. Zombeck. *Handbook of Space Astronomy and Astrophysics*. Cambridge U. Press, 2nd ed. edition, 1990.